

18  
29



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO**

**FACULTAD DE CIENCIAS**

**COMPAÑEROS DE CAMPO DE  
GALAXIAS SEYFERT**

**T E S I S**  
QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE  
**F I S I C O**  
P R E S E N T A N :  
**IVETTE FUENTES GURIDI**  
**YAIR EMMANUEL KRONGOLD HERRERA**

**DIRECTOR DE TESIS:**  
**DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER**



**MÉXICO D.F.**

**1997**

**SECRETARÍA DE EDUCACIÓN PÚBLICA**  
**DIRECCIÓN GENERAL DE BIBLIOTECAS**

**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.



UNIVERSIDAD NACIONAL  
AVTOMA DE  
MEXICO

M. en C. Virginia Abrín Batule  
Jefe de la División de Estudios Profesionales de la  
Facultad de Ciencias  
Presente

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo de Tesis: "Compañeras de Campo de Galaxias Seyfert"

realizado por Yair Emmanuel Krongold Herrera  
Ivette Fuentes Guridi

con número de cuenta 9251736-7 , pasante de la carrera de Física.  
8836132-9

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

Atentamente

Director de Tesis

Propietario

Propietario

Propietario

Suplente

Suplente

DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER

DR. ROBERTO ALEJANDRO RUELAS MAYORGA

DR. JOSE ANTONIO DE DIEGO ONSURBE

FIS. MARIA LUISA MARQUINA FABREGA

DR. JOSE ANTONIO GARCIA BARRETO

*Deborah Dultzin Kessler*  
*R. Ruelas*  
*Diego Onsurbe*  
*M. Marquina*  
*Antonio Garcia*

Consejo Departamental de Física

DR. ROBERTO ALEJANDRO RUELAS MAYORGA

FACULTAD DE CIENCIAS  
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



## **Agradecimientos**

Queremos agradecer de manera muy especial a Deborah Dultizn (la Jefa) nuestra asesora, amiga y madre astronómica por su ayuda en este proyecto y por su apoyo en nuestra formación académica. A José Antonio de Diego por su ayuda en la estadística y por su amistad. A Alejandro Ruelas, José Antonio García Barreto y María Luisa Marquina por aceptar fungir como sinodales. A Silvia Torres, Jorge Cantó y Paolo Marziani por todo su apoyo. A nuestros compañeros Erika Benítez, Antonio Ramírez, Mauricio Argote y Rodrigo Ordoñez. A Carmelo y Gilberto por su ayuda durante nuestras crisis computacionales.

Al Instituto de Astronomía por permitirnos realizar este trabajo y por todas las facilidades que nos brindó. A DGAPA por el apoyo económico.

A todos nuestros amigos, que han estado a nuestro lado durante todo este tiempo.

Quiero dedicar esta tesis a mi Mamá y Papá. A mi Papá por haberme mostrado las maravillas del mundo de la ciencia, por haber sido siempre mi mejor amigo y por todo ese cariño que me han ayudado a salir adelante. A mi Mamá por todos sus cuidados, su amor y por ser mi consejera sentimental. También quiero dedicar este trabajo a Vico, mi hermanito, por ser la bendición más grande en mi vida y a Fer por todo lo que compartimos, por ser tan maravilloso y por inspirarme a ser siempre mejor.

Quiero agradecer a mis tíos, Roberto y Edna, por su hospitalidad, por su amistad y su cariño. A Lorena por ser como una hermana. No tengo como agradecer todo lo que me han dado.

A mi primos Lucia, Carlos y Andrea porque sus vidas me han servido como inspiración. A Lila, Javito y Nina porque los guardo muy cerca de mi corazón. A mis abuelas y al resto de los Fuentes y Guridi que no he mencionado, lo quiero a todos. A mi amiga Caro.

A Yair por todo lo que hemos aprendido y logrado juntos, tanto como compañeros de trabajo, como seres humanos.

A mis profesores Luis de la Peña, Sergio Aburto, Pepe, Vivian y Marilyn Marquina, Alipio Calles y Rodolfo Martínez por todo lo que me enseñaron. A mis compañeros y amigos Mónica, Liliana, Toño, Franco, Julieta, Neto, Eva, Foco, Marco, Ivan, Igor y Pablo por los buenos momentos y por las largas horas de estudio que compartimos.

Con muchísimo cariño a Wattsy por toda la alegría que trajo a mi vida aunque por ahora no podamos estar juntos.

A la memoria de mi Abuelo Vicente a quien ame con todo mi corazón y dejo en mi un recuerdo maravilloso.

Ivette Fuentes, Julio 1997.

Quiero dedicar esta tesis con mi más profundo amor y gratitud a todos aquellos que en algún momento me han brindado su amor y comprensión, pues gracias a ustedes, hoy estoy concluyendo este ciclo tan importante en mi vida.

A Yogananda.

A mis padres, por su apoyo y comprensión y por haberme educado con tanto amor y devoción (se que no fue fácil), por permitirme ser libre. A mi hermana, por su ejemplo y comprensión y por su cariño presente en todo momento. A mis abuelos (sí a ustedes tres), porque siempre encontré en ellos una puerta donde recibir amor. A mi familia. A Berenice, por todo lo que hemos compartido, por tanto y tanto que me ha dado sin ninguna condición y por el amor que nos une. A Marco, por estar a mi lado toda la vida y haberme brindado siempre una amistad tan hermosa. A Franco, Toño y Julieta, por su amistad profunda y sincera, y por haberme soportado toda la carrera. A mis amigos y hermanos, compañeros de mil batallas. A mis profesores, pues a ellos me debo. A Ivette, por el placer de haber realizado este trabajo juntos, por las cosas tan hermosas que en mí ha despertado y por el cariño que hemos encontrado.

Yair.

---

# **INDICE**

## **Introducción**

### **Capítulo I**

### **Núcleos Activos de Galaxias**

#### **1.1 Clasificación**

**1.1.1 Radio Galaxias**

**1.1.2 Cuasares**

**1.1.3 Blazares**

**1.1.4 Galaxias Seyfert**

**1.1.5 LINERs**

#### **1.2 Estructura**

**1.2.1 Continuo**

**1.2.2 Fotoionización**

**1.2.3 NLR**

**1.2.4 BLR**

#### **1.3 Modelos**

**1.3.1 Modelos de Agujeros Negros**

**1.3.2 Ideas Alternativas**

**1.3.3 Teorías Unificadoras y Esquemas Evolutivos**

## **Capítulo 2**

### **Galaxias Seyfert y Actividad Nuclear Inducida por Interacciones y Formación Estelar**

#### **2.1 Galaxias Seyfert**

**2.1.1 Características y Clasificación Principal**

**2.1.2 La Secuencia de Lick**

**2.1.3 Teoría Unificadora y Esquema Evolutivo**

#### **2.2 Formación Estelar y Actividad Nuclear**

**2.2.1 Formación Estelar**

**2.2.2 Dependencia de la Tasa de Formación Estelar con el Tipo Morfológico de las Galaxias**

**2.2.3 Galaxias con Brotes Intensos de Formación Estelar**

**2.2.4 Relación entre Formación Estelar e Interacciones**

**2.2.5 Relación entre Formación Estelar y Actividad Nuclear**

#### **2.3 Actividad Nuclear Inducida por Interacciones entre Galaxias**

**2.3.1 Tipos de Interacción**

**2.3.2 El Modelo de Hernquist**

**2.3.3 Simulaciones**

## **Capítulo 3**

### **Estudios Previos del Entorno de Galaxias Seyfert**

**3.1 El Trabajo Realizado por Petrosyan**

**3.2 El Trabajo Realizado por Dahari**

**3.3 El Trabajo Realizado por Fuentes-Williams & Stokes**



- 3.4 El Trabajo Realizado por MacKenty
- 3.5 El Trabajo Realizado por Rafanelli & Violato
- 3.6 El Trabajo Realizado por Laurikainen, Salo, Teerikorpi & Petrov

## **Capitulo 4**

### **Un Estudio Nuevo**

- 4.1 La muestra
- 4.2 La Contramuestra
- 4.3 Area de Búsqueda
  - 4.3.1 Estimación de Densidades
  - 4.3.2 Estimación de Compañeras Cercanas
- 4.4 Análisis de los Campos
  - 4.4.1 La imagen
  - 4.4.2 El Catálogo
  - 4.4.3 Ajuste de Parámetros
  - 4.4.4 Revisión del Catálogo
- 4.5 Análisis Estadístico
  - 4.5.1 Eliminación de Galaxias de Fondo
  - 4.5.2 Densidades Galácticas Alrededor del Objeto Central
  - 4.5.3 Evidencia Estadística de Exceso de Compañeras

Físicas

## **Capitulo 5**

### **Resultados y Conclusiones**

- 5.1 Ventajas Metodológicas
- 5.2 Resultados

5.2.1 Densidades

5.2.2 Compañeras Físicas

5.3 Discusión de Resultados

5.4 Conclusiones

5.5 Perspectivas a Futuro

5.6 Especulación

**Apéndice 1**

**Espectros de Galaxias Seyfert**

**Apéndice 2**

**FOCAS**

**B.1 Que es FOCAS**

**B.2 Parámetros más Importantes**

**B.2.1 Parámetros de detección**

**B.2.2 Parámetros de evaluación**

**B.2.3 PSF**

**B.2.4 Reglas de Clasificación**

**B.3 Rutinas Principales**

**B.3.1 Detección**

**B.3.2 Determinación del Cielo**

**B.3.3 Evaluación**

**B.3.4 Resolución**

**B.3.5 Separación de Objetos**

## INTRODUCCIÓN

Una característica de la energía emitida por los núcleos activos de galaxias es que se trata de energía no térmica, es decir, el espectro se representa como una ley de potencias. Un modelo para explicar la naturaleza de esta radiación es la existencia de un agujero negro super-masivo (entre  $10^6 M_{\odot}$  y  $10^9 M_{\odot}$ ) en el núcleo galáctico y un disco de acreción formado por el material que cae hacia el agujero. Ese modelo explica la generación de grandes cantidades de energía de un volumen extremadamente pequeño y la existencia de chorros relativistas.

Para explicar de dónde viene el material que forma al disco de acreción que se observa alrededor del agujero negro en una Seyfert se consideran varias posibilidades, una es que el material proviene del gas y las estrellas del núcleo que son previamente destrozadas por fuerzas de marea. Otra posibilidad es que el gas de regiones más externas de la galaxia sea canalizado hacia el centro como resultado de un potencial no axisimétrico producido por la presencia de una barra o la interacción con otras galaxias.

Un aspecto importante es realizar estudios estadísticos de los entornos de las galaxias Seyfert con el fin de determinar si éstas tienden a tener más compañeras que las galaxias normales de campo. Si se encuentra un exceso de compañeras en las galaxias Seyfert, esto sugeriría que la interacción galáctica está relacionada con la actividad nuclear.

Se han realizado varios experimentos para determinar si existe este exceso de compañeras en las Seyfert, entre ellos están el de Oved Dahari (1984), Fuentes-Williams & Stokes (1988), MacKenty (1989), Rafanelli & Violato (1995), Laurikainen et al.

(1995). Los resultados de estos trabajos son contradictorios, por ejemplo, Dahari encuentra que sí existe un exceso notable de compañeras en las Seyfert, mientras que Fuentes-Williams & Stokes, no. En estos trabajos se usaron diversos criterios en la elección de la muestra y contramuestra los cuales repercuten directamente en el resultado y en las discrepancias.

En este trabajo se van a utilizar nuevos criterios para una selección de la muestra y contramuestra, además del empleo del programa FOCAS, el cual identifica objetos sobre imágenes del cielo (como las placas digitalizadas de Monte Palomar, que se van a usar) para encontrar la densidad galáctica de cada campo que contiene a las galaxias de la muestra y contramuestra. Este es el primer trabajo con este tipo de tecnología (el conteo de galaxias en los trabajos anteriores fue hecho "a ojo"), por lo que se espera que la determinación de las densidades galácticas sea más confiable. Se analizará el entorno a las galaxias para buscar compañeras cercanas. Con estos resultados se harán estudios estadísticos, los cuales determinarán si las galaxias Seyfert tienden a encontrarse en sistemas en interacción con mayor frecuencia que las galaxias de campo.

Los datos recabados servirán para realizar diversos trabajos de investigación encaminados a tener una mejor comprensión de la relación entre interacción galáctica y actividad nuclear.

## CAPITULO 1

### NUCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

Los núcleos activos de galaxias (NAGs) muestran las siguientes propiedades básicas:

- Un núcleo brillante de apariencia estelar que no se resuelve espacialmente.
- Una gran luminosidad bolométrica ( $L_{\text{bol}} \sim 10^{42} \cdot 10^{47} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$ ), mucho mayor a la que presentan las galaxias normales ( $L \sim 10^{38} \cdot 10^{43} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$ ).
- Emisión de continuo no térmico (sincrotrónico), con excesos respecto a el espectro de ley de potencia en las frecuencias del UV, IR, radio, rayos X y rayos  $\gamma$ .
- La presencia de líneas anchas de emisión permitidas y prohibidas, que corresponden a velocidades de miles de  $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$  (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 NAGs presentan emisión de radio (sincrotrónica) extendida y colimada que tiene dimensiones hasta de megaparsecs, la cual se conoce como chorros o jets. La actividad energética que se presenta se considera "anormal" en el sentido de que no esta asociada con la evolución de estrellas normales.

El estudio de los NAGs es importante ya que son la fuente de energía más poderosa que existe en el Universo y debido a su gran luminosidad, es posible observar NAGs muy lejanos obteniendo así, información acerca del pasado remoto del Universo.

## 1.1 Clasificación

En la literatura aparecen clasificados como núcleos activos los siguientes objetos: radio galaxias, radio cuasares, cuasares radio callados, objetos tipo BL Lac y OVVs<sup>1</sup> que forman el conjunto conocido como *blazares*<sup>2</sup>, galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2, LINERs<sup>3</sup>, regiones nucleares HII, galaxias con brotes estelares<sup>4</sup> y galaxias muy luminosas en el lejano infrarrojo llamadas *galaxias IRAS* por haber sido descubiertas con el "Infrared Astronomical Satellite" (Blandford, Netzer y Woltjer, 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 cinco grupos: radio galaxias, cuasares, blazares, galaxias Seyfert y LINERs. Es importante mencionar que la taxonomía planteada para los NAGs 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.

### 1.1.1 Radio Galaxias

Las radio galaxias tienen como principal característica dos grandes lóbulos de plasma, situados a distancias hasta del orden de  $10^6$  pc del núcleo, que 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 está polarizado. El

---

<sup>1</sup> **OVVs**. Del inglés: Optically Violent Variables.

<sup>2</sup> **Blazar**: Apócope de BL Lac y cuasares.

<sup>3</sup> **LINERs**. Del inglés: Low Ionization Nuclear Emission-Line Regions.

<sup>4</sup> Solo algunos autores consideran a las regiones nucleares HII y a las galaxias con brotes estelares como núcleos activos.

espectro correspondiente tiene líneas de emisión intensas que en algunos casos son únicamente delgadas (NLRG<sup>5</sup>), y en otros dominan las líneas anchas (BLRG<sup>6</sup>).

### 1.1.2 Cuasares

Los cuasares son núcleos activos con apariencia estelar. Presentan un continuo no térmico, variable en distintas longitudes de onda, que produce 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 con alta polarización intrínseca en radiofrecuencias (aunque se ha observado radiación polarizada en el óptico). Algunos (~10%) son fuertes emisores en radio y otros son radio callados (~90%).

### 1.1.3 Blazares

En 1968 se descubrió que el objeto OJ 287 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 de 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  $z = 0.07$ , con lo que se concluyó que se trataba de un objeto extragaláctico<sup>7</sup>. Con este hallazgo se descubría una nueva clase de núcleo activo a la que se dio el nombre del objeto prototipo, BL Lac.

---

<sup>5</sup> NLRG. Del inglés: Narrow Line Radio Galaxy.

<sup>6</sup> BLRG. Del inglés: Broad Line Radio Galaxy.

<sup>7</sup> Determinaciones más recientes obtenidas a partir de las líneas de emisión que se observan en estados de bajo brillo de la emisión de continuo dan un valor de  $z=0.306$ .

Los objetos tipo BL Lac tienen grandes corrimientos al rojo y alta luminosidad (aunque menores que los de los cuasares). 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 inferiores a 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 y Stockman, 1980), a éstos junto con los BL Lac, se les conoce tradicionalmente como la clase de los blazares.

#### **1.1.4 Galaxias Seyfert**

Las galaxias Seyfert, son NAGs muy comunes y cercanos, y por lo tanto, son los mejor estudiados. Comúnmente son galaxias espirales de tipo temprano que hospedan un núcleo activo cuyo espectro tiene líneas de emisión que pueden ser delgadas únicamente (Seyfert 2) o delgadas y anchas (Seyfert 1). Se hablará de éstas en detalle en el capítulo II.

#### **1.1.5 LINERs**

Las galaxias LINERs se caracterizan por tener líneas relativamente fuertes de emisión de baja ionización (OI, SII,...). Los cocientes de intensidades de las líneas de emisión, que dan información acerca de las condiciones físicas de los objetos, no se



parecen a los de las Seyfert ni a los de las regiones III. Algunos autores las consideran "mini Seyfert" (Phillips et al, 1986; Keel, 1983) ya que son menos luminosas.

## 1.2 Estructura

La estructura de los NAGs consta de:

- Una fuente intensa de continuo no térmica 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 ( $n \sim 10^6 - 10^9 \text{ cm}^{-3}$ ) 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 ( $n \sim 10^2 - 10^4 \text{ cm}^{-3}$ ) 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 kiloparsecs hasta megaparsecs del núcleo, acompañados comúnmente de una fuente compacta de radio. También se observan en algunos NAGs chorros de plasma relativistas que aportan energía y material a los lóbulos.

### 1.2.1 Continuo

Los NAGs pueden clasificarse, según la naturaleza de la radiación del continuo, en dos grandes grupos: aquellos cuyo continuo es predominantemente emisión térmica, donde la radiación es radio tenue, como por ejemplo los 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 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  $40^\circ\text{K}$  a los  $1000 - 2000^\circ\text{K}$  en Seyferts. Probablemente la emisión del continuo a  $0.01-0.3 \mu\text{m}$  es absorbida y luego reemitida por un toroide de polvo formado alrededor del disco de acreción. La emisión de rayos X ( $1-10 \text{keV}$ ) es emitida ya sea por electrones térmicos calientes que rodean el disco de acreción o por dispersión Compton inversa.

En el caso del continuo dominado por radiación no térmica la radiación es emitida por conversión de masa en reposo en energía y en procesos de sincrotrón en un plasma inhomogéneo que sale del núcleo en forma de chorro. Ésta se observa en frecuencias desde el radio hasta el ultravioleta con gran variabilidad. La variabilidad en el flujo de luminosidad puede deberse a cambios en la tasa de acreción ó a choques del mismo gas que se propagan a lo largo del chorro.

El continuo de los NAGs, 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 Å, 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 gama, 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 NAGs 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 conversión de energía cinética en radiación mediante ondas de choque o haces de partículas frenadas bruscamente. Sin embargo, las dos últimas requieren de temperaturas mucho mayores a las observadas en los NAGs 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:

$$f_{\nu} = C\nu^{-n}$$

con  $n \approx 1.2$

### 1.2.3 NLR

En esta región son emitidas líneas delgadas. El gas se mueve a una velocidad del orden de cientos de  $\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ . Se observa la emisión de líneas prohibidas lo que sugiere que la densidad electrónica es baja, comparable con la de las nebulosas gaseosas. Una línea de emisión prohibida es únicamente emitida en regiones de muy baja densidad, en la que la probabilidad de que el electrón en este nivel sea desexcitado colisionalmente es muy baja.

A estos niveles se les llama metaestables por tener una vida media larga. Reciben el nombre de prohibidas ya que en densidades electrónicas comparables a la de la cromosfera, dichas líneas son debilitadas por la desexcitación colisional y no son observables.

La temperatura y la densidad electrónica de la región se determina 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<sup>-3</sup> (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 la ley de potencias mencionada anteriormente. Ferland y Netzer (1983) ajustaron espectros de ley de potencia a las luminosidades observadas y a la dependencia con la frecuencia y efectivamente 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) estudiaron otros modelos 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 se emiten líneas anchas. Cuando una línea de emisión es ancha indica que el gas se mueve con grandes velocidades (las velocidades alcanzan hasta los  $15\,000\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ). 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. Si en una región se tiene gas moviéndose rápidamente en direcciones azarosas, se tendrá como resultado el ensanchamiento de las líneas. Aún no es claro si la dinámica de esta región está dominada por movimientos radiales, rotacionales o turbulentos (un campo de velocidad azaroso cuyo origen es desconocido).

Los espectros de las galaxias Seyfert 1, los cuasares y las radio galaxias BLRG muestran líneas anchas de emisión, todas ellas líneas permitidas (se observan las líneas H $\text{I}$ , He I  $\lambda 5876$ , He II  $\lambda 4686$  y Fe I  $\lambda\lambda 4570, 5250$ ). 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, ya que por los perfiles, se emitieron en condiciones físicas diferentes. La existencia de la región BLR comenzó a establecerse después de las primeras observaciones de galaxias Seyfert, realizadas a fines de la década de los 60's.

En esta región, la densidad electrónica, está entre  $10^6$  y  $10^8\text{ cm}^{-3}$ . Se observan en esta región las líneas de Fe II y esto sugiere una temperatura para esta región menor a  $35000^\circ\text{K}$  (para las zonas de alta condensación) ya que a temperaturas mayores el hierro estaría ionizado colisionalmente en forma de Fe III.

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 de esta región, considerando una profundidad óptica finita y excitaciones colisionales sin tener éxito.

Krolik, McKee y Carter en 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 *Bremstrahlung* que produciría un equilibrio de dos fases, esto es, nubes densas y frías embebidas en un medio caliente y rarificado. Esta 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.

### 1.3 Modelos

#### 1.3.1 Modelos de Agujeros Negros

La dificultad ha sido encontrar un modelo que resuelva el 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  $0.1\mu \leq \lambda \leq 100\mu$  (Edelson & Malkan, 1986), ahora, si se incluyen interpolaciones para el intervalo  $10^{10}\text{Hz} \leq \nu \leq 10^{23}\text{Hz}$ , la luminosidad integrada será  $L \approx 2 \times 10^{46} \text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$  (Urry, 1990). Toda esta energía es liberada dentro de una región cuyas dimensiones típicas son menores a los diez

días luz. El hecho de que la región donde se emite el continuo sea tan pequeña, implica que el mecanismo que produce la emisión es extremadamente eficiente.

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 del material que cae hacia un agujero negro en el centro del núcleo galáctico (Zeldovich & Novikov, 1964 ; Salpeter, 1964 ; Shakura y 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. Mediante disipación viscosa del gas en el disco se emite radiación térmica a la temperatura local de cuerpo negro (radiación que se identifica en el espectro como la joroba azul), la cual 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 una 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. También, en esta región, 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 & 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: masa del agujero negro, tasa de acreción de masa, etapa evolutiva, ángulo de visión, tipo de galaxia subyacente, momento angular del agujero y del material que acreta y el grado de oscurecimiento.

El suministro de materia acretada puede provenir de diversas fuentes. Dultzin-Hacyan & Hacyan (1984) recopilan las siguientes fuentes principales:

- Gas intergaláctico, de otra galaxia o gas galáctico de regiones más externas de la galaxia, que es canalizado hacia las regiones internas 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<sup>8</sup>  $h$  del material. Si  $h \leq \sqrt{12} r_g c$ , donde  $r_g$  es el radio gravitacional del agujero, el flujo de acreción puede ser considerado esférico o radial, y si  $h > \sqrt{12} r_g c$  el material acretado debe reducir su momento angular mediante fuerzas viscosas antes de cruzar el horizonte de eventos,

---

<sup>8</sup> Momento angular por unidad de masa.



formándose así, un disco de acreción. La estructura del disco puede ser gruesa o delgada dependiendo del cociente de Eddington (ver Marziani 1989).

Los modelos de agujeros negros logran explicar la rápida variabilidad óptica de la luminosidad, que tiene escalas de tiempo hasta de 1 min en Seyferts de baja luminosidad, y presentan una eficiencia en la transformación de energía congruente con lo observado. Como se mencionó anteriormente, la conversión de masa en reposo en energía no térmica en un disco de acreción es muy eficiente, alcanzando hasta el 40% en el caso de un agujero negro rotando. Con esta eficiencia se produce una energía bolométrica promedio emitida por un NAG durante toda su vida de  $10^6 H^3 M_{\odot}$  ( $H = 75 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ ).

El límite superior observado para la luminosidad no térmica de un NAG es  $10^{47} \text{ erg}\cdot\text{s}^{-1}$ , que corresponde a la conversión completa de  $1.7 M_{\odot}$  por año en radiación. Suponiendo que la eficiencia del quemado nuclear fuera del 1% en una estrella, 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 NAG, sería necesaria la presencia de aproximadamente  $10^7$  estrellas tipo 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.

Se ha observado que el comportamiento en rayos X de muchos NAGs es similar con el de Cyg X-1 y otros candidatos galácticos a agujeros negros, lo cual apoya lo que predice el modelo.

Otro éxito importante del modelo de disco de acreción es que explica de manera natural como es que se producen los chorros relativistas colimados que se extienden hasta megaparsecs del NAG a velocidades relativistas. Un disco grueso de acreción se forma de la siguiente manera: en la parte cercana al agujero negro el disco se infla formando un toroide debido a la presión que ejerce el gas (tanto las partículas, como la radiación) cada vez más caliente. 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. En un disco con esta estructura, el borde interno del toroide colima a las partículas aceleradas de las capas más superficiales. El campo magnético parece que juega un papel importante en este proceso (ver 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.

### 1.3.2 Ideas Alternativas

Existe un modelo alternativo, al cual varios autores recientemente le han prestado mucha atención entre ellos Terlevich, Melnick y Moles (1987). La idea básica existe desde los años sesentas (e.g. Shklovski, 1960 ) y consiste en que la actividad nuclear es producto de fuertes brotes de formación estelar<sup>9</sup> en el núcleo galáctico. Con estos modelos ha sido posible reproducir muchas características de las Seyfert y de los LINERS.

---

<sup>9</sup> Conocidos como "Starburst", son eventos en los que se forman muchas estrellas, especialmente las más masivas, en un tiempo mucho menor a la edad de la galaxia huésped.

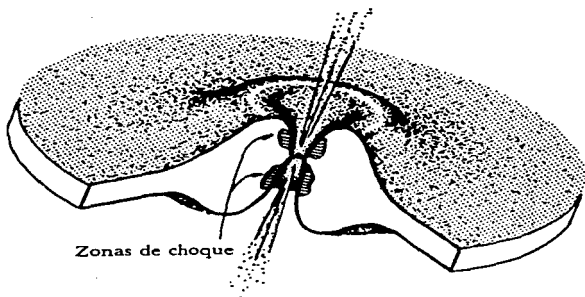


Figura : Modelo de Agujero Negro. La presión del gas y de la radiación hacen que el disco de acreción se infle cerca del borde interno formando una especie de "dona". El borde interno sirve para colimar los chorros.

La idea surge ya que las galaxias con brotes estelares y los NAGs, en especial aquellos de baja luminosidad, como las Seyfert 2 y los LINERs, tienen varios rasgos en común. En ambos existe un núcleo óptico brillante, fuerte emisión de líneas en el óptico y UV debidas a gas ionizado a  $10^4$  K, excesos en el 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, Masegosa & Moles, 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 & Elvis (1982) propusieron una alta tasa de formación de sistemas binarios de rayos X, capaces de proporcionar radiación dura y estrellas OB, la cual sería la responsable 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), 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 NAGs (e.g. Wilson et al. 1986).

En este modelo, los fotones muy energéticos emitidos por estrellas extremadamente luminosas y calientes (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 mayores a  $60 M_{\odot}$  y temperaturas de  $2 \times 10^5$  K. En el caso de que exista 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 & Moles, 1987), con base en supernovas producidas por warmers muy masivos que evolucionan rápidamente en medios muy densos (Franco 1994), las propiedades de las emisiones 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 en el intento de explicar las distintas escalas de variabilidad en el óptico y en rayos X, el espectro de rayos X duros y la emisión en rayos  $\gamma$ , la existencia de los chorros de material y la polarización del continuo óptico de las Seyfert 2.

Aunque por éstas 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 NAGs de menos luminosidad como los son las galaxias LINERs (ver Ordoñez 1997, Tesis de licenciatura), 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 NAGs 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. En el capítulo 2 se hablará más ampliamente al respecto.

### **1.3.3 Teorías Unificadoras y Esquemas Evolutivos**

Debido a que la taxonomía para los NAGs es confusa y pocas veces depende de los procesos físicos involucrados, surge la pregunta. ¿Que tan diferentes entre sí son la realidad éstos 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 sólo diversas manifestaciones de un mismo proceso físico que se diferencian entre sí por su luminosidad, distancia en el 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 cuasar con espectro de Seyfert 1 cuando fue 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 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 (puede ser tanto un proceso evolutivo como que se dé el cambio repetidamente de un tipo al otro). Una galaxia luminosa IRAS podría transformarse en un cuasar tras la expulsión del polvo por presión de radiación. Estos esquemas son atractivos aunque aún permanecen como meras especulaciones (Sanders et al. 1988).

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:

- El movimiento de la materia en dirección al observador, aún siendo medianamente relativista, puede amplificar el flujo luminoso observado varios órdenes de magnitud, debido a 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, Tesis doctoral).

- La orientación del observador respecto al toroide de gas que se puede formar alrededor del disco de acreción produce una importante influencia en la clasificación, ya

que el polvo en el toroide produce absorción u oscurecimiento de la luz proveniente de las zonas internas a éste si se observa perpendicularmente a su eje de simetría.

- El último 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 ecuatorial, aparecerá reducido y debilitado comparado a lo que se observaría si se viera de frente a su polo debido a extinción y absorción.

Como un ejemplo del primer punto está el modelo que considera un NAG 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 y consistente cualitativamente con la ausencia de líneas de emisión (Woltjer, 1989). Si el ángulo sobre el plano ecuatorial del NAG es grande 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. De hecho uno de ellos pretende explicar las diferencias entre Seyfert 1 y Seyfert 2, el cual se detallará en el siguiente capítulo, otro es el de Barthel (1989) que propuso 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 OVV's. Con estos modelos se han podido considerar

clasificaciones que parecen seguir una distribución real de energías para diferentes intervalos de frecuencia.

Los intentos por unificar dos clases de núcleos activos, reciben el nombre de "Teorías unificadoras", pero también existen modelos que pretenden incorporar toda la actividad nuclear en un solo esquema que recibe el nombre de "Gran Teoría Unificada". Todos estos escenarios son también muy interesantes pero desafortunadamente no logran explicar todas las diferencias que se observan entre los objetos que pertenecen a los NAGs. A pesar de que consiguen acomodar en ellos 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 y su diferente distribución espacial, la proporción de radio galaxias de líneas anchas a angostas, el porcentaje de cuasares radio callados (90%) a radio fuertes (10%), entre otras. Pero, sobre todo, no existe esquema o teoría que explique porque hay NAGs radio fuertes y radio callados.



## CAPITULO 2

### GALAXIAS SEYFERT Y ACTIVIDAD NUCLEAR INDUCIDA POR INTERACCIONES ENTRE GALAXIAS

#### 2.1 Galaxias Seyfert

##### 2.1.1 Características y Clasificación Principal

La clasificación más sencilla para las galaxias Seyfert consta de dos grupos: Seyfert 1 y Seyfert 2. Esta clasificación es dada con base en las características espectrales y luminosidad de los objetos y fue propuesta por Khachikhanian y Weedman (1971).

El espectro característico de una 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 a intensidad media de  $3000 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  FWHM<sup>10</sup> aunque para diferentes objetos, el ancho puede variar desde 500 a  $15000 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  FWHM. Entre las líneas permitidas que se observan están  $H_{\beta}$ , HeI, HeII y FeII. Las líneas prohibidas son delgadas, su ancho característico es de  $350 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  FWHM, variando entre 200 y  $700 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  FWHM (Dahari y De Robertis 1988 ). Entre las líneas prohibidas más brillantes se observan [OIII]  $\lambda\lambda$  4959, 5007 ; [NII]  $\lambda\lambda$  6548; 6583 [OI]  $\lambda\lambda$  6300, 6364 ; [SII]  $\lambda\lambda$  6716, 6731 ; [FeVII]  $\lambda$ 6087 y en algunos casos [FeX]  $\lambda$ 6375.

Los núcleos de galaxia tipo Seyfert 2 son, en promedio, menos luminosos que los Seyfert 1. La diferencia entre ellos es que el espectro de los Seyfert 2 presenta

---

<sup>10</sup> FWHM: del inglés Full Width at Half Maximum.

únicamente líneas de emisión delgadas, con anchos típicos de  $350 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  FWHM que pueden variar de  $200$  a  $700 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  FWHM. Entre las líneas que se observan típicamente en estos espectros están las líneas permitidas  $H\beta$ ,  $\text{HeI}$  y  $\text{HeII}$  y las mismas líneas prohibidas que se observan en los espectros de las Seyfert 1.

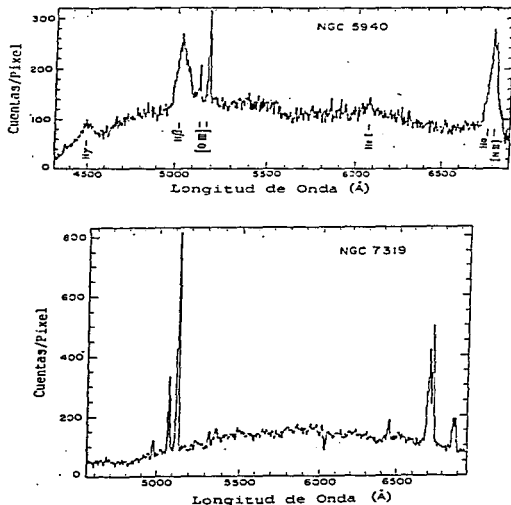


Figura (Huchra, Wyatt & Davis 1982): Arriba. Un espectro típico de galaxia Seyfert 1. Espectro de NGC 5940  
Abajo. Un espectro típico de galaxia Seyfert 2. Espectro de NGC 7319.

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 (aunque no tienen líneas anchas), cubriendo un rango de velocidades y de ionización más grande (Osterbrock, 1990). Las observaciones en otras longitudes de onda indican que las galaxias Seyfert 1 son fuentes de rayos X duros mientras que las Seyfert 2 no (Elvis et al. 1978). Ambos tipos tienen 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 más luminosas que la Seyfert 1. De estos espectros también se concluye que las abundancias químicas son básicamente las de la vecindad solar (ver Guichard, 1991 Tesis doctoral).

#### **2.1.2 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 1.5 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 éstas líneas aparece menos brillante.

- 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 aún 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 es propuesta por Osterbrock (1978). Él sugiere 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 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 NLR. 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 y Mushotsky (1985) explican que la ausencia de gas en la BLR en las Seyfert 2 se debe a un incremento en la cantidad de gas alrededor del núcleo que 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 a pesar de que hay más gas en las regiones centrales.

### 2.1.3 Teoría Unificadora y Esquema Evolutivo

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 puede que existan ambas, solo que la BLR se encuentre escondida por el toroide de polvo que se forma alrededor del disco de acreción. Esto se ha confirmado al encontrarse algunos casos de galaxias Seyfert 2 cuyo flujo polarizado muestra un núcleo tipo 1 (utilizando espectropolarimetría).

Antonucci y 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 proveniente de la BLR. Estas líneas no se observan si no se utilizan técnicas de espectropolarimetría. La alta polarización de las líneas anchas indica dispersión, lo que sugiere que los electrones del gas del toroide que se forma alrededor del agujero negro dispersan la luz que viene de la BLR. Antonucci (1983) 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, en el que se ve una Seyfert 1 si se observa al núcleo activo de frente y una Seyfert 2 si se observa al núcleo de lado al toroide de polvo coplanar al disco de acreción (Antonucci, 1983; Antonucci & Miller, 1985). La secuencia

de orientaciones entre el observador y el objeto intermedias darían lugar a los tipos Seyfert intermedios.

Existe evidencia observacional para suponer que el eje del disco de acreción (vector de momento angular) no coincide, en general, con la dirección del eje de la estructura del disco galáctico. Comúnmente al comparar la dirección de los chorros de plasma con las imágenes de las galaxias huéspedes esto se ha observado (Tohline y Osterbrock, 1982; Ulvestad y Wilson, 1984).

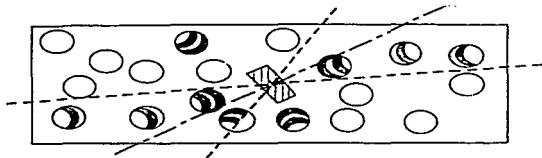


Figura (Osterbrock, 1978) : Modelo esquemático del NAG en el que la NLR forma un disco cuyo eje se encuentra inclinado respecto al eje de un disco mayor que forma la BLR. Las condensaciones se representan como nubes esféricas.

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 en luz polarizada, 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 toroide. Las galaxias huésped deberían tener la misma función de luminosidad y las líneas de emisión que provienen de regiones externas al toroide deberían presentar intensidades similares. Como se mencionó anteriormente, las galaxias Seyfert1 son fuentes de rayos X duros mientras que las Seyfert 2 no. Entonces, para que el modelo funcione de manera exitosa, el toroide también debería ser capaz de bloquear rayos X. lo cual requiere de una alta densidad ( $N_H$  1023-1024  $cm^{-3}$ ).

Se ha especulado sobre una conexión evolutiva entre las Seyfert 1 y las Seyfert 2. Un núcleo activo no sólo requiere de un agujero negro sino también de suficiente material que lo alimente. Algunas galaxias, como M31, M32 y aún la nuestra, parecen tener pequeños agujeros negros no activos (Osterbrock, 1991). Según el esquema evolutivo, todas las galaxias habrían pasado el 1% de su vida (observable) como galaxias Seyfert 1, el 4% aproximadamente como galaxias Seyfert 2 y el resto como galaxias normales, conforme el gas de la región central va disminuyendo. Una galaxia con grandes cantidades de gas en el núcleo será altamente activa y luminosa (Seyfert 1), al irse consumiendo el material ésta pierde luminosidad (Seyfert 2) y al terminarse el gas que alimenta al agujero el núcleo deja de ser activo convirtiéndose en una galaxia normal.

Es posible que la galaxia parezca un LINER en algún punto entre Seyfert 2 y galaxia normal.

Sin embargo, Khachikian y Weedman (1971); Penston y Pérez (1984); Alloin et al. (1984) entre otros, reportan casos de Seyfert 1 que se convierten en tipo 2 y viceversa. Los cambios llegan a tener escalas de tiempo del orden de algunos años, e incluso meses, por lo que se espera que estos cambios no alteren la NLR debido a su lejanía de las regiones centrales y a sus grandes dimensiones.

Si por algún mecanismo, más material es arrojado al núcleo cerca del agujero negro, este puede reactivarse. Por esta razón, una galaxia "normal", que tuviese un hoyo negro "muerto de inanición", es decir al cual se le hubiera acabado el material para acretar, podría convertirse en núcleo activo al sufrir una inyección de material, incrementar la actividad y transformarse en Seyfert 1. Existe un reporte (Chuvaev et al. 1990) de que la galaxia NGC 7469 cambio de tipo 1 a tipo 2 y luego de vuelta a tipo 1 en un tiempo de cuatro meses. Esta evidencia excluye tanto la posibilidad de un esquema evolutivo, como la de un modelo unificado (que todas las Seyfert 2 sean Seyfert 1 obscurcidas). Un esquema alternativo se menciona en la sección 2.2.5 de Dultzin-Hacyan & Ruano (1996).

## **2.2 Formación Estelar y Actividad Nuclear.**

### **2.2.1 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 ( $10^8$  años), por lo que se considera que este proceso es muy lento e ineficaz.

Dado que es claro que los procesos de formación estelar afectan el medio interestelar de distintas maneras, parece lógico pensar que esto produce un efecto de retroalimentación para este fenómeno. Un ejemplo claro es la radiación ionizante de estrellas calientes, debido a que en una nube de formación estelar el gas se encuentra ionizado o dispersado por esta radiación. Este parece ser uno de los principales mecanismos que controlan la eficiencia de la formación, ya que al ionizarse el gas de la nube, ésta tiende a dispersarse.

Por otro lado, la formación de estrellas requiere necesariamente la existencia de nubes moleculares conformadas por efectos gravitacionales. Los procesos más importantes que pueden producir 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.
- La existencia de ondas de densidad, ya que la materia interestelar entrando a una onda de este tipo experimenta una compresión sistemática.
- 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 primera aproximación, la tasa de formación estelar (SFR, del inglés star formation rate) depende 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. Al parecer, la tendencia apunta hacia una ley del cuadrado, es decir:

$$SFR / \text{area} \propto \mu_g^2$$

donde  $\mu_g$  es la densidad superficial de gas. Las observaciones muestran que  $\mu_g$  en galaxias irregulares y espirales tiende a ser constante.<sup>11</sup>

### **2.2.2 Dependencia de la tasa de formación estelar con el tipo morfológico de las galaxias.**

Devereux, Becklin y Scoville (1986) presentaron evidencia de que la emisión infrarroja, como la 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 relación que existe entre tipos de galaxias espirales y emisión infrarroja se desconoce. Se conocen muy pocas galaxias elípticas con formación estelar reciente.

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 circunucleares de formación estelar. Devereux (1986) encontró que el efecto de las barras en estos procesos tiene mayor importancia en galaxias tardías.

### **2.2.3 Galaxias con Brotes Intensos de Formación Estelar ("STARBURSTS")**

Las primeras manchas brillantes ("hotspots") en el centro de galaxias fueron descubiertos por Morgan (1958) y catalogados por Sérsic & Pastoriza (1967). El nombre de brotes estelares ("starburst") fue introducido por Weedman (1981). Los brotes

---

<sup>11</sup> Referencia para toda la sección anterior : Thuan, Tx. et al. Starburst and Galaxy Evolution, Francia 1987, Frontieres, pag 443.

estelares son regiones con una tasa de formación estelar muy elevada, comparada con la de galaxias normales, y tienen las siguientes características: alto brillo superficial, alta metalicidad, cúmulos estelares muy brillantes y regiones de hidrógeno ionizado (regiones HII). Estas regiones de formación estelar intensa 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.

Dos propiedades distinguen a los brotes estelares de los procesos normales de formación estelar: la escala de tiempo para la formación estelar se reduce considerablemente (cerca de 2 órdenes de magnitud) y la eficiencia de la formación estelar es mayor. Se espera que los brotes estelares se encuentren en regiones de extremadamente alta densidad superficial de gas, lo cual se ha confirmado en 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 brotes estelares 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 "ILR"<sup>12</sup> (Binney & Tremaine 1987). 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 1994). Cualquiera que sea el caso, al parecer hay una condición

---

<sup>12</sup> ILR: del inglés Inner Lindblad Resonance.

necesaria para la formación de los brotes estelares: la presencia de una perturbación no axisimétrica del potencial.

#### **2.2.4 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 Sérsic & Pastoriza (1967) realizaron catálogos de galaxias con manchas brillantes y encontraron que todos los centros de estos objetos presentaban un espectro con 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 una gran cantidad de evidencia observacional que muestra una relación clara entre interacciones de galaxias y tasas de formación estelar (SFR), sin embargo, ha sido lento. Un artículo de revisión reciente sobre la relación entre interacciones y formación estelar es Dultzin-Hacyan (1997).

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 "monstruos" (agujeros negros) en núcleos activos de galaxias.

### **2.2.5 Relación entre Formación estelar y Actividad Nuclear.**

La frontera que existe entre el “concepto ortodoxo” de actividad nuclear y el fenómeno de brotes estelares está 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.

Aún si la actividad nuclear no es un resultado directo de brotes estelares, éstos pueden contribuir de manera importante. La actividad nuclear puede ser el resultado de ambos procesos con distinta importancia en los distintos tipos de NAGs, 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 (1983) y Norman & Scoville (1988), por el otro, la energía liberada o el material eyectado (principalmente a través de los jets) puede contribuir a la formación de brotes estelares en la galaxia huésped (Rees 1989; Daly 1990).

Dado que todas las evidencias apuntan 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. un artículo de revisión reciente es Dultzin-Hacyan (1995). La detección directa de anillos circunucleares de formación estelar alrededor de NAGs resulta complicado, debido a un problema de contraste y resolución espacial; sin embargo, recientemente ha sido posible detectar estos anillos en algunos LINERs y galaxias Seyfert. Para el caso particular de las galaxias Seyfert, la existencia de altos índices de formación estelar en los objetos de tipo 1 ha sido muy difícil de probar, mientras que para las de tipo 2 se tiene una gran cantidad de indicadores que sugieren la existencia de tasas altas de formación estelar.

Heckman et al. (1989) encontró 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 & Benítez (1994) mostraron que, mientras que para las Seyfert 1 la emisión en el lejano infrarrojo está dominada por radiación sincrotrónica, para las Seyfert 2 la emisión en esta región está dominada por reemisión por polvo de luz estelar, como en los brotes estelares.

Todas las evidencias anteriores muestran la importancia de buscar más diferencias intrínsecas entre galaxias Seyfert de tipo 1 y 2, en características tales como tasa de formación estelar, morfología y entorno físico, ya que todos estos argumentos apuntan en dirección contraria al modelo unificado (que dice que las Seyfert 2 son en realidad

Seyfert 1 oscurecidas), e indican que los procesos que ocurren en ambas son distintos y que probablemente esto tenga que ver con qué componente domina el proceso: el núcleo activo o la formación estelar. 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 circunucleares aumenta en la dirección contraria. Los autores indican que este esquema no niega o contradice aquellos contados casos en los cuales se ha descubierto un núcleo de Seyfert 1 oscurecido en una galaxia de tipo 2 (Antonucci & Miller 1985).

#### **2.4 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 con masa  $10^{8.5} M_{\odot}$ , con luminosidad 0.1 LE (luminosidad de Eddington) y una eficiencia de conversión de masa en energía de 0.1, consume  $1.7 M_{\odot}$  por año. Suponiendo que existe el abastecimiento de dicha cantidad de materia, la luminosidad y la eficiencia se mantendrán constantes y la masa del agujero aumentará exponencialmente en una escala de tiempo de  $4.4 \times 10^8$  años. La cantidad de masa requerida para alimentar al agujero negro es pequeña comparada con la masa del gas presente en el medio interestelar aún en nuestra galaxia. Así que el problema se reduce básicamente a explicar cómo 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, en este caso

aproximadamente  $10^3$  parsecs. Para las escala de la galaxia esta región es muy pequeña y el gas debe perder casi todo su momento angular. Entonces, es importante explicar también como llega el gas al disco de acreción, cerca del agujero negro, con un momento angular muy pequeño.

#### **2.4.1 Tipos de Interacción**

La idea de que los choques o la interacción de galaxias pueden tener algo que ver en la actividad nuclear se planteó por primera vez en 1954 por Baade & Minkovski. Toomre & Toomre (1972) sugieren que los encuentros entre galaxias pueden tener efectos importantes no solo en las regiones externas de la galaxia, si no también en los procesos que ocurren en las regiones centrales. La conexión explícita entre las interacciones galácticas y la actividad nuclear es propuesta por Gunn (1979) al sugerir que la interacción entre galaxias es un medio plausible para transportar gas al núcleo. Además Larson & Tinsley (1978) y Keel et al. (1985) proponen que cuando se presenta una interacción galáctica o una galaxia tiene compañeras brillantes, puede dispararse tanto la actividad nuclear como brotes de formación estelar en el núcleo.

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

a) Encuentros lejanos. Los pares físicos de galaxias son ejemplos típicos de este tipo de interacción. El resultado de la interacción depende mucho de la morfología del 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 algunos sistemas (e.g., Menon 1995; Longo, Grimaldi y Richter 1995; Zheng-Long et al. 1995).

b) Encuentros cercanos. Galaxias que se atraviesan y siguen su camino. El fenómeno se produce cuando hay una intrusión casi central de una galaxia relativamente pequeña y compacta a través del disco de una galaxia espiral. El paso de la galaxia pequeña produce ondas de densidad que se propagan en el disco de la galaxia perturbada favoreciendo la formación de anillos galácticos. 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").

c) 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 gas interestelar (altamente disipativo), presente originalmente en la galaxia o adquirido en la interacción, caiga a distancias del orden de 1 kpc del centro nuclear (Norman y Silk, 1983). Es muy probable que el gas provenga de la misma galaxia ya que las galaxias Seyfert comúnmente son galaxias espirales las cuales se caracterizan

por ser ricas en gas. Pero entonces, el problema es: cómo llega el gas que se encuentra a ~ 1 kpc hasta el centro del agujero?

#### **2.4.2 El Modelo de Hernquist**

Hernquist (1989) mostró que el gas distribuido en la 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 aún en el caso de que la compañera no tenga gas. Entonces, según Hernquist, se producirán en el núcleo brotes de formación estelar a 100 parsecs 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 mayor parte de su momento angular debido a las torcas gravitacionales y a la fricción y cae hacia una nube compacta a distancias de kiloparsecs del centro de la galaxia, produciéndose 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 parsec del centro. Si existe el agujero negro, la viscosidad comenzará a ejercer la fuerza necesaria para atraer al gas al agujero. Si no está presente,

posiblemente se formará un cúmulo denso de estrellas que más tarde se colapsará y formará un agujero negro (Bames & Hernquist, 1991).

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

Es importante mencionar que aunque aún no es claro el mecanismo mediante el cual se lleva a cabo el transporte de gas desde 1 kpc hasta el agujero negro, Kenji Bekki (1995) realiza un estudio numérico de la dinámica del gas en esta región, que vale la pena revisar.

### 2.4.3 Las Simulaciones

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

Byrd en 1987 hizo algunas 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:

$$P = (M_p / M_r) (p/a)^3$$

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

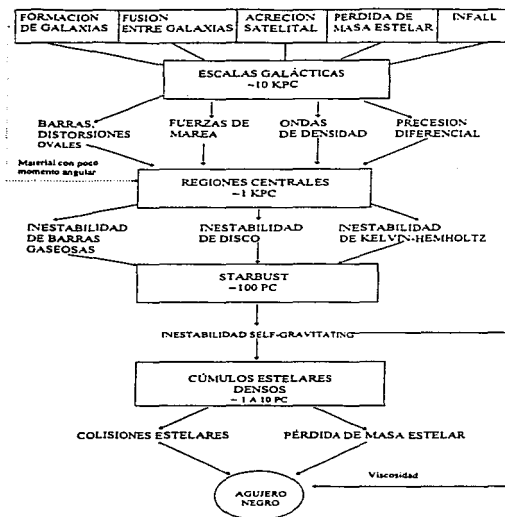


FIGURA: Esquema jerárquico sobre el transporte de gas en la actividad en el núcleo galáctico. El gas con alto momento angular a escalas galácticas es depositado a 1 kpc del núcleo mediante procesos intermedios. En esa región se asienta el gas con poco momento angular. Cuando se haya acumulado suficiente gas en esta región, diversas inestabilidades llevan al gas a 100 parsecs 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 escalas de algunos kiloparsecs son poco entendidos (ver sin embargo: Noguchi 1988).

La mayoría de las simulaciones estaban basadas en soluciones al problema de  $n$ -cuerpos en las que únicamente las interacciones gravitacionales entre estrellas se tomaban en cuenta pero 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 (1089) 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, Shlosman et al. 1990.

La separación de un par de galaxias y su diferencia de velocidades son parámetros fundamentales que parece que relacionan 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 encontrado que frecuentemente las galaxias con fuertes brotes de formación estelar pertenecen a pares que interaccionan de esta manera. Pero 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.

Muchos aspectos quedan por resolverse pero en general, parece ser que las interacciones galácticas influyen en ciertas etapas del fenómeno de actividad nuclear y que se alternan con distintos procesos donde la formación estelar juega un papel importante. Hasta el momento se considera a las interacciones y a campos gravitacionales no axisimétricos (Combes 1988) como los mecanismos más plausibles para transportar el gas de la galaxia hasta escalas de kiloparsecs del núcleo.



### CAPITULO 3

## ESTUDIOS PREVIOS DEL ENTORNO DE GALAXIAS SEYFERT

El principal problema que 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 (Gunn1979). Simulaciones del problema han sugerido que lo anterior puede ser posible si existe un gran flujo de materia hacia el núcleo galáctico producido por fuerzas de marea. Es por esto que resulta de suma importancia estudiar el ambiente en el que se encuentran los núcleos activos, con el fin de determinar si estos tienden a tener compañeras cercanas o si se encuentran en sistemas perturbados. Para realizar este tipo de trabajo se ha utilizado galaxias Seyfert, pues son los núcleos activos más cercanos, y esto permite observar la galaxia circundante y sus alrededores.

En este capítulo se hará una revisión de todos los trabajos previos, sobre entorno de galaxias Seyfert, al que se presenta en esta tesis (capítulo 4). Así se podrá analizar, por un lado, por qué se han encontrado resultados diferentes (incluso contradictorios), y por otro, en qué consiste el mayor rigor de nuestro trabajo.

### **3.1 El trabajo realizado por Petrosyan**

El primero en hacer estudios estadísticos analizando el entorno de galaxias Seyfert fue Petrosyan en 1983; este análisis se publicó en el artículo "On the connection between Seyfert galaxies and neighboring objects". Para desarrollar el trabajo, Petrosyan utilizó

las 161 galaxias Seyfert conocidas hasta ese momento (se basó en la definición estándar de galaxia Seyfert), con un diámetro mayor a .1 mm en las placas fotográficas, de las cuales el 84% resultaron ser galaxias Markarian.

Con el fin de determinar si estos objetos pertenecían a sistemas de varias componentes, se contaron las galaxias alrededor de la central en un círculo de 1.5 Mpc de diámetro; el área de búsqueda fue determinada de esta manera debido a que 1.5 Mpc es el promedio del tamaño de los cúmulos en donde pueden estar estos objetos. Según el criterio de Petrosyan, para considerar una galaxia circundante como compañera, el diámetro angular de ésta debía cumplir la siguiente condición:

$$0.5d_c \leq d_s \leq 2d_c$$

donde  $d_c$  es el diámetro del objeto circundante, y  $d_s$  el de la Seyfert.

Como un parámetro de comparación, contó las galaxias en cuatro círculos cercanos a la región de búsqueda de la Seyfert, de la misma manera en que se hizo para ésta. Para evitar errores, estas regiones se tomaron hacia el sur, norte, este y oeste, y su centro se tomó a una distancia de aproximadamente 2 a 5 veces el diámetro de la galaxia Seyfert. Con el fin de estimar el número real de vecinos de la galaxia Seyfert, se promedió el número de galaxias obtenido de estos cuatro segmentos, y éste se restó al número de galaxias que se obtuvo alrededor de la primera.

Los resultados que Petrosyan obtuvo fueron los siguientes:

- Las galaxias Seyfert tienden a pertenecer a cúmulos galácticos.
- Las galaxias Seyfert 2 tienen más compañeras que las Seyfert 1.
- Las galaxias Seyfert 1 tienden a encontrarse más aisladas que las Seyfert 2.



- Las galaxias Seyfert 2 tienden más frecuentemente a estar en pares aislados.
- Se encuentran en cúmulos de Zwicky, es decir, en cúmulos muy poblados.
- No se encuentran en cúmulos compactos.
- Se encuentran más comúnmente en cúmulos de compacidad media que en cúmulos abiertos.

### 3.2 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 encontraban 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.

#### 3.2.1.- Selección de la muestra de galaxias Seyfert.

Para construir la muestra de trabajo, Dahari excluyó a las galaxias que se encontraran en cúmulos, debido a que las condiciones físicas cercanas a éstos alteran el nivel de actividad, además de que la probabilidad de que existan compañeras ópticas (es decir, compañeras proyectadas), aumenta, lo que hace más difícil el análisis estadístico. Se utilizaron todas las galaxias Seyfert conocidas que cumplieran con las siguientes características:

- $z \leq 0.3$  para evitar objetos con tamaño angular muy pequeño y que hagan muy difícil el análisis.
- $-45^\circ \leq \delta \leq 90^\circ$  para poder utilizar las placas de Monte Palomar.

La muestra fue de 103 objetos, de los cuales 18 se consideraron como "incierto", por no cumplir con todas las normas para ser catalogadas como galaxias Seyfert. Dahari no consideró que su muestra fuese completa, ya que la probabilidad de que existan más Seyferts que cumplan estas restricciones es alta.

Para diferenciar entre galaxias de tipo Seyfert 1 y 2, se utilizó el criterio de Shuder & Osterbrock (1981), es decir, la línea de [OIII] ( $\lambda$  5007) con FWHM mayor o igual a 300 km./s y el cociente del flujo de [OIII] sobre  $H\beta \geq 3$ .

### 3.2.2 Selección de la Muestra de Galaxias de Control

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 encuentran cerca del objeto central, mas no están ligados físicamente a él. La probabilidad de tener un par óptico es proporcional a la densidad proyectada de galaxias de fondo y al área de búsqueda alrededor de la galaxia central; por esto, la muestra de control o contramuestra, debe tener galaxias más o menos de los mismos diámetros y coordenadas. Dado lo anterior, Dahari utilizó un criterio de dimensión aparente, es decir, para cada galaxia escogió a los tres vecinos más cercanos que cumplieran con la siguiente condición:

$$0.75d_c \leq d_s \leq 1.5d_c$$

donde  $d_c$  es el diámetro angular de la compañera, y  $d_s$  el de la Seyfert. Dahari menciona que, idealmente, la muestra y la contramuestra deben incluir la misma distribución morfológica y de corrimiento al rojo. Sin embargo, dice que esto es imposible debido a que es muy difícil determinar la morfología de las galaxias Seyfert y que no se puede

conocer el corrimiento al rojo de las compañeras de éstas. A pesar de lo anterior, supone que, al tener más o menos el mismo tamaño aparente los objetos de la muestra y de la contramuestra, las distribuciones en  $z$  deben ser similares entre sí.

### 3.2.3 Metodología Utilizada

Para que una galaxia sea considerada compañera, Dahari estableció que ésta debe de estar a menos de tres diámetros de distancia de la galaxia central, es decir,  $s \leq 3d$ , donde  $s$  es la distancia entre ambas galaxias. Este criterio fue utilizado para evitar compañeras múltiples.

Según el autor, para analizar los resultados hay que preguntarse dos cosas:

- cuál es la predicción de pares ópticos en las dos muestras y cómo se compara esta predicción con el número de pares encontrados, y
- 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: Shane (1975) publicó mapas de la densidad proyectada de galaxias en el cielo del norte con una magnitud límite de 18.8, usando las placas del Observatorio de Lick. Para hacer una comparación con estas cuentas, Dahari realizó sus propios conteos en cuatro regiones del cielo escogidas al azar, de un grado cuadrado cada una. Encontró que los mapas de Shane tienen, en promedio, más galaxias por un factor de  $1.9 \pm 0.2$ . Dada la relación empírica (Shane & Wirtanen 1967)  $\frac{d(\log N_m)}{dm} = 0.6$ , donde  $N_m$  es el número de galaxias de magnitud  $m$  o más brillante, se obtiene que la diferencia en los límites de magnitud es

$\Delta m \approx 0.5$ , por lo que se fija un límite de magnitud para las compañeras de la galaxia central de 18.3. Sin embargo, este límite es sólo una aproximación, dado que el autor tomó en cuenta galaxias débiles que se podían resolver (galaxias débiles), pero dejó fuera galaxias más brillantes de apariencia estelar. De cualquier forma, esto sólo afecta el porcentaje de compañeras, pero no la diferencia.

Ahora bien, para cada galaxia de eje mayor  $d$ , la probabilidad de que tenga una o más compañeras óptica es  $P = 1 - e^{-\pi p (s^2 - 0.25d^2)}$ , derivada de una distribución de Poisson, donde  $p$  es la densidad local de galaxias por grado cuadrado derivada de los mapas de Shane (1975) y dividida por 1.9 según el resultado obtenido anteriormente ( $s$  y  $d$  están expresadas en grados).

### 3.2.4 Resultados

La probabilidad media de encontrar una compañera óptica para las 84 galaxias Seyfert (sin las "marginales") resultó ser de .213 (21.3%) que es el porcentaje esperado de pares ópticos en la muestra. Dahari utiliza también éste como el porcentaje esperado de pares ópticos para la contramuestra, argumentando que la distribución de diámetros aparentes y las densidades de galaxias son similares entre las dos muestras por la forma en que se escogieron.

Para verificar si el número de compañeras obtenido es mayor que el esperado para el número de pares ópticos, Dahari encuentra la función de densidad total, tanto para la muestra de galaxias Seyfert como para la muestra de galaxias de control, utilizando la distribución de probabilidades estimada para las galaxias Seyfert y suponiendo que la probabilidad de que cada galaxia tenga una compañera óptica se comporta como un

experimento de Bernoulli, es decir, los experimentos realizados son independientes entre sí. Es importante notar que Dahari supone que la muestra y la contramuestra tienen la misma distribución de probabilidades.

Para el caso de las galaxias de campo, encuentra que para los 256 objetos para los que puede utilizar las cuentas de Shane (1975), 56 tienen compañera, es decir, el 21.5%, resultado que no es estadísticamente diferente del 21.3% esperado. Para el caso de las Seyfert, de las 84 galaxias analizadas, encuentra 31 con compañera. Sin embargo, el autor dice que, de todas éstas, algunas deben ser compañeras físicas. De las funciones de densidad antes obtenidas, calcula que la probabilidad de que 47 galaxias de control tengan una compañera óptica es de menos de .05, lo que implica que el límite inferior para el número de compañeras ópticas de la contramuestra es de 48 (es decir, el 86% de los pares), pues probabilísticamente es muy difícil que existan más. Esto significa que sólo 8 (3.1%) galaxias de esta muestra pueden tener una compañera física (ya que, de las 56 encontradas, 48 son ópticas). Turner (1976) encontró 137 (3.2%) compañeras físicas entre 4400 galaxias de campo, de donde Dahari supone que éste es el porcentaje esperado de compañeras físicas entre galaxias de campo y que, por lo tanto, el resultado obtenido anteriormente es correcto.

Utilizando la función de densidad para las galaxias Seyfert, encuentra que la probabilidad de tener más de 30 compañeras es de  $4 \times 10^{-4}$ . Si recordamos que de las 84 galaxias Seyfert 31 tenían compañera, lo anterior significa que el número de compañeras para las galaxias Seyfert es estadísticamente mayor al número esperado de compañeras

ópticas, de donde se concluye que la diferencia probablemente es un conjunto de compañeras físicas, diferencia que para este estudio resultó ser igual a 13 pares (15.5%).

Para comparar la muestra y la contramuestra, el autor utiliza una prueba  $\chi^2$ , dado que las dos muestras son independientes y lo suficientemente grandes. Su hipótesis nula es que las dos muestras pertenecen a la misma población. Considera 32 Seyferts con compañera, de un total de 81 (40%), y 53 galaxias de control con compañera, de un total de 234 (23%). La prueba nos dice con un nivel de confianza del 99.95%, que las Seyferts tienen más compañeras. Ahora, de lo discutido en los párrafos anteriores, el límite superior de compañeras físicas en la contramuestra es de 9 de 256, y el número esperado de pares ópticos entre la muestra es de 20 de 84, por lo que, sacando el cociente de estas estimaciones, Dahari concluye que las galaxias Seyfert tienen 5 veces más compañeras que las galaxias normales.

### **3.3 El trabajo de Fuentes-Williams & Stocke**

Fuentes-Williams & Stocke (FWS) en 1988 realizaron un trabajo sobre compañeras de galaxias Seyfert utilizando parámetros muy distintos de los anteriores, para confrontar los resultados encontrados por Dahari (1984). 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.

#### **3.3.1 Selección de la Muestra de Galaxias Seyfert y de la Muestra de Galaxias de Control**

FWS conformaron una lista de 53 galaxias Seyfert a partir de la lista de Weedman (1977), las que cumplían con los tres criterios siguientes:

- $z \leq 0.05$  para evitar objetos con tamaño angular muy pequeño y que hicieran muy difícil el análisis y  $z \geq 0.009$  para evitar galaxias del supercúmulo local, donde el corrimiento al rojo no es un parámetro de la distancia.
- $\delta \geq -10^\circ$  para poder utilizar con facilidad las placas de Monte Palomar.
- $|b''| \geq 20^\circ$  para evitar muestrear el plano de la galaxia, ya que en éste hay áreas de extinción donde es difícil hacer el análisis.

La muestra de control se escogió de tal forma que la actividad nuclear representara la única diferencia entre los dos conjuntos de objetos. Para lograr esto, FWS intentaron igualar las distribuciones de magnitud absoluta, así como de morfología y de corrimiento al rojo de ambos conjuntos de objetos. Sin embargo, como la magnitud absoluta podía desviar las galaxias Seyfert hacia objetos de baja luminosidad, debido a que éstas tienen una gran cantidad de energía no térmica, prefirieron utilizar los diámetros fotométricos. Como es difícil clasificar morfológicamente a las galaxias Seyfert en las placas fotográficas de Monte Palomar, tomaron la distribución de éstas igual a la encontrada por Simkin, Su & Schwarz (1980). Del catálogo CfA (Huchra et. al. 1983), se seleccionaron 30 galaxias no activas para la contramuestra. Utilizaron el catálogo anterior para garantizar que se conociera el corrimiento al rojo de todas las galaxias.

### 3.3.2 Metodología Utilizada

El área de búsqueda en torno a la galaxia central fue de 1 Mpc. de radio. Todas las galaxias encontradas dentro de esta región, cuyo diámetro fuera mayor a  $\frac{1}{4}$  parte el del objeto primario, fueron consideradas como compañeras. Se les clasificó a éstas como galaxias espirales o elípticas (usando de manera aproximada el criterio de Hubble

determinado a simple vista la excentricidad de la galaxia) con el fin de determinar si las compañeras tienden a ser de un tipo morfológico determinado. Supusieron que los corrimientos al rojo de los objetos vecinos son similares al corrimiento del objeto central y, con base en esto, calcularon los diámetros reales, los que, utilizando los principios de Holmberg (1975), se convirtieron en diámetros fotométricos de Holmberg.

Sólo aquellos objetos cuyo diámetro de Holmberg estaba dentro del rango  $15kpc \leq d_H \leq 50Kpc$  fueron considerados compañeros físicos. Este criterio de tamaño para identificar a las galaxias asociadas corresponde a  $-18.0 \leq M \leq -21.5$ ; estos objetos están cerca de  $L$ , en la función de luminosidad de Schechter (1976) y, por tanto, tienden a tener corrimientos al rojo cercanos al corrimiento de la galaxia central, debido al corte abrupto en la función de luminosidad galáctica cerca de  $L$ . Mientras que las galaxias con  $d_H \geq 50Kpc$  muy probablemente son galaxias de fondo debido a la caída exponencial de la función de luminosidad de la galaxia por encima de  $L$ , aquellas con  $d_H \leq 15Kpc$  pueden ser compañeras pequeñas cercanas a la galaxia central.

Con el fin de averiguar las diferencias entre el entorno de la muestra y la contramuestra, se calcularon seis parámetros para cada galaxia central:

- N, el número total de galaxias asociadas en el círculo de 1 Mpc.
- %S, el porcentaje de espirales de entre las galaxias asociadas.
- D1, una medida pesada de la densidad galáctica alrededor de la galaxia central, que mide específicamente la concentración superficial de galaxias en torno a ésta, y se define como  $\sum_i \left[ \frac{d_i}{r_i} \right]$ , donde  $d_i$  es el diámetro proyectado de la  $i$ -ésima galaxia



asociada (en megaparsecs.) y  $r_i$  su distancia proyectada al objeto central (en megaparsecs.)

- D2, definida como  $\sum_i \left[ \frac{d_i}{r_i} \right]^2$ , es la determinación proporcional a la fuerza de gravedad ejercida entre los cuerpos.
- D3, definida como  $\sum_i \left[ \frac{d_i^{2.4}}{r_i^3} \right]$ , tiene exactamente la dependencia proporcional a la luminosidad galáctica  $d_i^{2.4}$ , encontrada por Holmberg (1975), así como una dependencia de  $r_i^{-3}$ , lo que la hace proporcional a la interacción de marea entre los cuerpos.
- Rmin, la distancia proyectada entre la galaxia central y su compañera asociada más cercana.

La distribución de cada uno de los parámetros se comparó entre muestra y contramuestra mediante el criterio de Kolmogorov-Smirnov (Kim & Jennrich 1970), llamado prueba KS, para determinar a qué nivel de confianza se puede rechazar la hipótesis nula de que las dos muestras pertenecen a la misma población.

### 3.3.3 Resultados

Los valores medios para N son 10.0 para las Seyfert y 8.1 para las galaxias normales, pero la prueba KS rechaza la hipótesis nula a un nivel de significación de tan sólo el 40%. El promedio de Rmin para las Seyfert fue de 225 kpc, mientras que para las galaxias de control fue de 305 kpc; sin embargo, la prueba KS nos dice, con un nivel de significación del 30%, que estas dos muestras no pertenecen a la misma población. D1,

D2 y D3 también rechazan la hipótesis nula con un nivel de significación menor al 30%. A partir de estos resultados, los autores afirman que su trabajo no coincide con la diferencia tan grande encontrada por Dahari (1984); sin embargo, dicen que las Seyferts parecen tener entornos más ricos que las galaxias normales. Ellos encuentran que la diferencia entre ambas muestras es muy grande para el parámetro %S; al aplicarse la prueba KS a este parámetro, se encuentra que las galaxias Seyfert tienen un porcentaje mayor de galaxias elípticas en su entorno que las normales con un nivel de significación del .6%. Según FWS, el hecho de que las galaxias Seyfert tengan tendencia a existir en regiones con mayor población de elípticas sugiere que el pequeño exceso encontrado en este trabajo es real, dado que los porcentajes de galaxias elípticas en cúmulos parecen decrecer al alejarnos de las regiones centrales de éstos, por lo que las galaxias Seyfert podrían tener entornos de densidad más alta.

FWS concluyen que, aunque sus resultados no concuerdan con el factor de 5 encontrado por Dahari (1984), el hecho de que su estudio haya considerado como compañeras sólo a las galaxias cuyo diámetro fuera mayor a 15 kpc pudo eliminar galaxias pequeñas y por tanto poco luminosas, ligadas físicamente a la central. Esto podría explicar parcialmente la diferencia entre los resultados; de hecho, los autores eliminan este límite de tamaño y encuentran que las galaxias Seyfert tienden a aumentar el número de galaxias a su alrededor en mayor medida que las galaxias normales, concluyendo que este tipo de galaxia activa tiene un exceso estadístico de compañeras poco luminosas ( $M > -18$ ).

### **3.4.- El trabajo realizado por MacKenty**

En agosto de 1989, W. MacKenty publicó un trabajo sobre compañeras de galaxias Seyfert, pero a diferencia de los trabajos realizados con anterioridad, su idea fue compararlas con objetos de tipo Markarian (Markarian 1967) no Seyfert, dadas las características de ambos tipos de objetos.

#### **3.4.1 Selección de la Muestra de Galaxias Seyfert y de la Muestra de Galaxias Markarian no Seyfert**

La muestra de MacKenty constó de 51 galaxias (aunque para el análisis sólo usó 44 de ellas) del catálogo Schinckel & Phillips (1982), que están incluidas en el catálogo de Markarian y en el NGC; 21 galaxias son de tipo Seyfert 1, 12 de tipo intermedio y 11 de tipo Seyfert 2; los objetos se escogieron con declinación entre  $-20^{\circ}$  y  $60^{\circ}$ , con magnitud absoluta menor a  $-19m$  y magnitud aparente menor a  $16.5 m$ . El corrimiento al rojo de los objetos fue escogido en el rango siguiente:  $0.01 \leq z \leq 0.043$  con media en 0.032.

Las galaxias de control fueron escogidas, en este caso, como objetos Markarian no activos, que son las galaxias con excesos en el U-V debido a brotes de formación estelar, con el fin de saber si la interacción gravitacional es responsable de estos brotes o de la actividad nuclear. El autor dice que este tipo de objetos fue seleccionado debido a que tienen los mismos criterios de descubrimiento que las galaxias activas, además de que constituyen la única muestra que satisface los requerimientos para igualar la distribución de corrimiento al rojo de la muestra. Además del corrimiento al rojo, también se intentó igualar la morfología, la luminosidad y la magnitud entre las muestras, pero no se

intentó igualar el extremo alto de las luminosidades de las Seyfert para no sesgar la muestra hacia galaxias brillantes.

### **3.4.2 Metodología Utilizada**

El área de búsqueda alrededor de la galaxia central fue de 750 kpc de radio, ya que además de facilitar la búsqueda de compañeras, es el tamaño típico de los cúmulos de galaxias; sin embargo, para evadir el problema de sesgar el número de compañeras al tomar una diferencia entre el promedio del diámetro de las dos muestras, también se analizaron los conjuntos de objetos fijando como área de búsqueda el promedio de diámetro de las galaxias de control, debido a que las galaxias Seyfert tienden a tener tamaños más grandes que las normales. Cualquier galaxia dentro de las regiones anteriores, cuyo diámetro aparente en las placas de Palomar fuera mayor a 2 mm. fue considerada como compañera.

Para determinar el número de galaxias de fondo, se contaron galaxias en una región circular localizada a 3 Mpc de distancia hacia el sur del objeto central. El tamaño de la región fue igual al utilizado para el análisis de las galaxias Seyfert. Las cuentas de estos objetos se compararon a las de las galaxias Seyfert y a las Markarian no activas.

### **3.4.3 Resultados**

Se encontraron 836 galaxias alrededor de las Seyfert, 527 en las zonas al sur de las galaxias Seyfert, 799 en las regiones de galaxias Markarian y 589 en las regiones al sur de éstas.

En ninguna de las dos formas de búsqueda se encontró diferencia estadística alguna entre las galaxias Markarian y las Seyfert, sin embargo, se ratificó el resultado

encontrado por Petrosyan (1983) referente a la tendencia de las galaxias Seyfert 2 a tener mayor cantidad de compañeras que las Seyfert 1. Para comparar con el trabajo realizado por Dahari (1984), el autor construyó una tercera muestra de galaxias, esta vez normales (es decir, galaxias que no fueran activas o Markarian), de las regiones de comparación al sur: se escogió la galaxia más cercana en tamaño a la galaxia Seyfert o Markarian. Sin embargo, no en todos los casos se pudo cumplir esta condición, por lo que esta muestra resultó de menor tamaño que las anteriores. El resultado obtenido es que tanto las galaxias Seyfert como las Markarian tienen una alta tendencia, estadísticamente significativa, a tener compañeras cercanas con mayor frecuencia que las galaxias "normales" (no Markarian), como lo encontró Dahari (1984).

### **3.5 El trabajo realizado por Rafanelli & Violato**

Dada la falta de homogeneidad en los resultados anteriores, P. Rafanelli & M. Violato (1995) decidieron realizar su propio trabajo al respecto. Su trabajo tuvo dos objetivos primordiales: 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.

#### **3.5.1 Selección de la Muestra de Galaxias Seyfert**

Los autores elaboraron una muestra con todas las galaxias Seyfert incluidas en el catálogo de Veron-Cetty & Veron (1991) que cumplieran con las condiciones siguientes:

- $z \leq 0.11$  para evitar objetos pequeños o difusos.
- $\delta \geq -23^\circ$  por la necesidad de utilizar las cuentas de los mapas de Shane & Wirtanen (1967).

- Magnitud absoluta mayor a  $-15.5m$  debido a que en el catálogo V-V (Atlas & Catalogue of Interacting Galaxies de Vorontsov-Velyaminov, 1959) el número de galaxias interactuando como función de la magnitud aumenta arriba de  $-15.5m$ .

El conjunto quedó conformado por 99 Seyfert 1 y 98 Seyfert 2.

### 3.5.2 Selección de la Muestra de Galaxias de Control

Así como en el trabajo realizado por Dahari (1984), el principal parámetro para elegir la muestra de control es 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 escogió con la galaxia espiral más cercana a la Seyfert cuyo diámetro cumpliera la siguiente restricción:

$$0.5d_c \leq d_s \leq 1.25d_c$$

donde  $d_c$  es el diámetro angular de la galaxia de la contramuestra y  $d_s$  el de la Seyfert.

No se intentó igualar la distribución morfológica ni el corrimiento al rojo.

### 3.5.3 Metodología Utilizada

El radio de búsqueda alrededor de cada galaxia central fue de tres veces el diámetro aparente de la misma, ya que en el catálogo V-V los 355 pares de objetos incluidos caen dentro de este rango.

Se estimaron dos parámetros de las placas de Monte Palomar:

- $S$ , la separación entre los cuerpos, y
- $\Delta m$ , la diferencia de las magnitudes de los objetos.

Sólo aquellas galaxias para las cuales  $\Delta m \leq 3$  fueron consideradas compañeras físicas. Para sacar una estimación del número de compañeras físicas a encontrar con el

método antes señalado, los autores calcularon el límite superior de compañeras ópticas de las cuentas de Shane (1975) asumiendo que la probabilidad de encontrar una compañera óptica es una distribución de Poisson de la forma siguiente:

$$P = 1 - e^{-\pi \rho_* (s^2 - 0.25d^2)}$$

donde D es el eje mayor de la galaxia central, S es el área de búsqueda que en este caso es 3D y  $\rho_*$  es la densidad de galaxias alrededor de la central calculada a partir de las cuentas de Shane (1975), utilizando la condición de que  $\Delta m \leq 3$ . El cálculo es el siguiente: como  $\frac{dN_m}{dm} = 10^{0.6m}$  donde  $N_m$  es el número de galaxias de magnitud m o más brillante por unidad de ángulo sólido, entonces derivan la siguiente fórmula para la densidad

$$\rho_* = \left[ 0.6 \cdot \ln(10 \cdot \rho_{sh}) / 1.9 \times 10^{11} \right] \int_m^{m+3} 10^{0.6n} dn.$$

La diferencia con el trabajo de Dahari, es que en éste no se utiliza directamente la densidad medida de las cuentas de Shane, sino la explicada anteriormente.

### 3.5.4 Resultados

Los autores estiman el límite inferior de compañeras ópticas de la contramuestra para poder estimar el límite superior de compañeras ópticas. Se encuentra que las probabilidades medias estimadas son  $(11 \pm 3)\%$  para Seyferts 1 y  $(13 \pm 4)\%$  para Seyferts 2, las que son significativamente más pequeñas que los porcentajes de compañeras encontrados directamente de las placas de Palomar, que fueron de  $\sim 29\%$  para las 1 y  $\sim$

33% para las 2. Esto sugiere que hay un exceso de compañeras físicas relativas a una distribución de probabilidades de Poisson para las ópticas. El límite superior para el número de compañeras ópticas es de 17% para S1 y de 20% para S2, lo que indica que el 12% de S1 y el 12% de S2 son el límite inferior del porcentaje de compañeras físicas.

Para las galaxias de control de las Seyfert 1 se encontraron 13 compañeras y para las de las Seyfert 2, 11. Estos números son menores que el número de compañeras ópticas esperadas, que es  $\sim 25$ . Como la incertidumbre de la función de densidad es del 5%, se concluye que el límite superior de compañeras físicas en la contramuestra es del 5% y que, por lo tanto, existe un exceso de compañeras físicas tanto en las galaxias Seyfert de tipo 1, como en las de tipo 2. Una prueba  $\chi^2$  asegura, con un nivel de significación del .01%, que el resultado anterior es correcto.

### **3.6 El trabajo Realizado por Laurikainen, Salo, Teerikorpi & Petrov**

En 1994, Laurikainen, Salo, Teerikorpi & Petrov (LSTP) decidieron repetir los trabajos realizados hasta el momento dado que, aunque en éstos se sugiere una correlación entre interacciones y actividad nuclear, no es claro si éste es un factor dominante. Su idea central fue, por un lado, tomar círculos lo suficientemente grandes en las placas de Palomar como para permitir medidas precisas de la densidad de galaxias de fondo y, por otro, comparar directamente los dos tipos de Seyferts. Publicaron dos artículos, el primero lo dedicaron a la construcción de las muestras y a discutir los efectos que tienen los criterios de selección usados, y fue publicado en diciembre de 1994 (Laurikainen et al. 1994). En el segundo desarrollaron el análisis estadístico y obtuvieron sus resultados, publicándose en 1995 (Laurikainen et al. 1995).



### 3.6.1 Selección de la Muestra de Galaxias Seyfert

La muestra de Seyferts fue compilada a partir de la lista de Dahari (1988) con  $\delta$  al norte de  $30^\circ$ ; las galaxias de estas listas que no cumplieron los criterios de Osterbrock (1981) fueron eliminadas. La muestra final consistió en 104 Seyferts, de las cuales 55 eran de tipo 1 y 49 de tipo 2. De estas muestras se escogieron varias submuestras con el fin de comparar directamente con los trabajos antes realizados; éstas son las siguientes:

- Seyfert 1 y Seyfert 2 para una comparación directa.
- Imitando el criterio de Dahari (1984)
- Simulando la distribución de corrimiento al rojo de FWS (1988) y
- Para analizar efectos de proyección en cúmulos de Zwicky

Los límites para el corrimiento al rojo en los objetos de este conjunto son los siguientes:

$$0.01 \leq z \leq 0.043,$$

en cuanto a la distribución morfológica, encuentran que sus galaxias Seyfert son del tipo S0 o espirales tempranas; 40% de los objetos son peculiares. Además, se observa que las galaxias de tipo 2 tienden a tener morfológicas más distorsionadas que las de tipo 1 (23% vs 13%).

### 3.6.2 Selección de la Muestra de Galaxias de Control

Los autores mencionan que lo ideal para escoger 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 es comparar directamente con los realizados anteriormente, la contramuestra fue escogida una vez más utilizando el

criterio de dimensión aparente, es decir, para cada galaxia Seyfert se seleccionaron dos galaxias: la espiral más cercana y la temprana más cercana, cuyos diámetros estuvieran dentro del rango siguiente:

$$0.65d_s \leq d_c \leq 2d_s,$$

donde  $d_s$  es el diámetro angular de la galaxia de la contramuestra y  $d_c$ , el de la Seyfert. El conjunto de objetos quedó conformado por 73 galaxias espirales y 63 de tipo temprano. Por la forma en que se eligió este 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.

### 3.6.3 Metodología Utilizada

Para quitar las galaxias de fondo, los autores contaron el número total de objetos en un círculo de 1.5 Mpc de diámetro. Lo primero que hacen notar es que los resultados tienden a ser homogéneos a lo largo del área de búsqueda, exceptuando a unos cuantos diámetros del centro, que es donde se espera encontrar compañeras físicas.

Para estimar la contaminación producida por las galaxias de fondo, se utilizaron dos métodos:

- el de las cuentas de Shane (1975), para verificar los resultados de Dahari, y
- midiendo directamente de las placas de Monte Palomar, ya que juzgaron que el utilizar las cuentas de Shane producía que los resultados perdieran exactitud.

La razón entre las densidades anteriores resultó ser de 1.1, es decir,

$$\frac{\text{cuentas(Palomar)}}{\text{cuentas(Lick)}} = 1.1.$$

que es un resultado significativamente distinto al encontrado por Dahari, ya que para éste el cociente inverso fue igual a 1.9. LSTP mencionan que las densidades encontradas con ambos métodos no están correlacionadas ( $r=0.17$ ) y que las densidades obtenidas de las placas de Monte Palomar son mucho mejores, ya que al momento de eliminar las galaxias de fondo, las densidades obtenidas de las cuentas de Lick tienen una dispersión muy alta, producida probablemente por la baja resolución de estos mapas.

Según los autores, el principal problema para quitar galaxias de fondo (o compañeras ópticas) es que la detección de éstas depende del corrimiento al rojo, mientras que la detección de compañeras físicas depende de la función de luminosidad de la galaxia central y, por lo tanto, del rango de magnitud absoluta considerado. A pesar de esto, dado el rango de corrimientos al rojo escogidos, estiman que el número de compañeras físicas debe comportarse de manera uniforme, lo que hace la eliminación de galaxias de fondo razonable.

LSPT mencionan que los trabajos realizados hasta el momento no son directamente comparables debido a los diferentes métodos estadísticos usados. Debido a esto, decidieron reproducir los trabajos realizados por Dahari (1984) y Fuentes-Williams & Stocke (1988).

#### **3.6.4 Reproducción del Trabajo Realizado por Dahari.**

Para repetir el trabajo realizado por Dahari, la función de densidad de probabilidad concerniente a tener compañeras ópticas fue obtenida de tres formas diferentes:

- La primera fue realizar un trabajo exactamente igual al de Dahari, es decir, usando la función de densidad de probabilidad de las galaxias Seyfert para la muestra de control.

- La segunda consistió en calcular la distribución de probabilidad para la muestra de control usando el diámetro medido de cada una de sus galaxias, pero todavía utilizando la densidad de galaxias de fondo de la muestra de galaxias Seyfert.
- La tercera y última consistió en calcular las distribuciones de probabilidad de las dos muestras de manera independiente: es decir, para el cálculo de probabilidades de la contramuestra se utilizaron tanto los diámetros de sus objetos, como las densidades medidas directamente para ellos.

Los resultados obtenidos en los tres casos anteriores, así como los resultados obtenidos directamente por Oved Dahari, se muestran en la tabla 3.1 que se encuentra ubicada en la siguiente página. En el experimento número uno, es decir, en el trabajo equivalente al de Dahari, los resultados indican claramente que las galaxias Seyfert tienden a encontrarse más frecuentemente en sistemas interactivos que las galaxias normales. Sin embargo, al realizar la prueba número dos, al sustituir los diámetros de las galaxias de control, este "exceso" de compañeras entre las galaxias Seyfert con respecto a las galaxias normales disminuye. Finalmente, cuando la eliminación de galaxias ópticas de la contramuestra se realiza con sus propios parámetros y no con los de la Seyfert (experimento número tres), los entornos de galaxias Seyfert y de galaxias normales se vuelven prácticamente iguales ( de hecho, hay un exceso marginal en el número de compañeras de las galaxias normales). En síntesis, al utilizar el mismo método que utilizó Dahari, los resultados de éste son reproducidos; sin embargo, cuando se utiliza una manera más adecuada para eliminar a las compañeras ópticas en la muestra de control, el exceso de compañeras en las galaxias Seyfert desaparece. Esto nos indica dos cosas: por

**TABLA 3.1**  
**Resultados de Laurikainen et al. 1994**

	<b>Seyfert</b>	<b>Control</b>	<b>Exceso</b>	
<b>Prueba 1</b>				
Observadas	32	30		
Esperadas	18.1	22		
Obs/Esp	1.77	1.36	1.3	
<b>Prueba 2</b>				
Observadas	29	27		
Esperadas	13.5	13.2		
Obs/Esp	2.14	2.04	1.17	
<b>Prueba 3</b>				
Observadas	29	27		
Esperadas	14.4	12.2		
Obs/Esp	2.02	2.22	0.91	<b>Exceso Sy1/Sy2</b>
				<b>2.7</b>
<b>Dahari</b>				
Observadas	31	56		
Esperadas	17.9	55		
Obs/Esp	1.73	1.02	1.7	

**Prueba 1:** Repetición exacta del trabajo de Dahari (1984).

**Prueba 2:** Repetición del trabajo de Dahari (1984) usando el diámetro medio directamente para cada galaxia.

**Prueba 3:** Repetición del trabajo de Dahari (1984) usando el diámetro y la densidad galáctica medidas directamente para cada galaxia.

**Dahari:** Resultados de Dahari (1984).

**Observadas:** Número de galaxias de la muestra que tienen una o más compañeras (medidas directamente).

**Esperadas:** Número de galaxias que se espera tengan una o más compañeras (calculado a partir de la distribución de Poisson).

**Esp/Obs:** Cociente de galaxias con compañera observadas entre galaxias con compañera esperadas. El cociente muestra si existe un exceso de galaxias con compañera observadas sobre esperadas. Este exceso se atribuye a la presencia de compañeras físicas.

**Exceso:** Cociente de (Obs/Esp) para la muestra de Seyferts entre (Obs/Esp) para la muestra de control. El cociente muestra si existe un exceso de compañeras físicas entre la muestra y su contramuestra.

un lado, la elección de la muestra de control no fue del todo adecuada, por no tener la misma densidad de compañeras que la muestra de Seyfert, como Dahari lo pretendía y, por el otro, el método para eliminar galaxias de fondo en la contramuestra, utilizado por Dahari, no es correcto, ya que muestra una gran debilidad ante parámetros tan importantes como los antes mencionados.

De todo lo anterior, los autores concluyen que la utilización de los métodos de Dahari con la eliminación correcta de galaxias de fondo constituyen un método adecuado para analizar el problema. Mediante este método, las Seyfert como conjunto no muestran una tendencia a tener más compañeras físicas que las galaxias normales. Sin embargo, esto no indica que no haya algunas Seyfert con exceso de compañeras: de hecho, al hacer la separación entre los dos tipos de Seyfert, LSPT encuentran que las de clase 2 tienen 2.7 veces más compañeras en su entorno cercano que las galaxias normales, mientras que las de clase 1 se encuentran menos frecuentemente asociadas con compañeras que las galaxias de campo, aunque esta tendencia es sólo marginal.

### **3.6.5 Reproducción del Trabajo Realizado por Fuentes-Williams & Stocke**

Para repetir el trabajo realizado por FWS, fue necesario estimar los diámetros de Holmberg. Los diámetros medidos fueron convertidos a un sistema homogéneo, que fue el usado en el Uppsala General Catalogue of Galaxies (Nilson, 1973). Tanto para las galaxias Seyfert como para las de control, los autores encontraron la siguiente relación:

$$D_{corr} = 1.2 \times D + 0.1mm$$

Dado que esta corrección es muy cercana a la de Holmberg para galaxias medianamente elongadas (Holmberg, 1975) y resulta ser independiente de la inclinación de la galaxia, fue la que utilizaron.

Los autores opinan, de manera similar a FWS, que los parámetros  $N$  y  $D1$  son representativos de la densidad galáctica alrededor del objeto central, mientras que  $D2$  y  $D3$  representan interacciones de marea, ya que en ellos tiene un mayor peso tanto el tamaño de la compañera como su distancia al objeto central ( $N$ ,  $D1$ ,  $D2$  y  $D3$  definidos en sección 3.3.2). Construyeron las muestras imitando las distribuciones de corrimiento al rojo para las galaxias Seyfert y las de control de FWS. Dado que las medias no son iguales en las dos distribuciones ( promedio de  $z$  de 0.0193 y de 0.0307 para las galaxias de control y las Seyfert, respectivamente), fue necesario construir una segunda muestra de galaxias Seyfert cuya media de corrimiento al rojo fuera igual a la de las galaxias de control, con el fin de estimar el efecto producido por este sesgo. Los autores encontraron que la diferencia de corrimiento al rojo entre las dos muestras de galaxias Seyfert tiene un resultado dramático en el número de compañeras  $N$ , ya que este número es claramente mayor para corrimientos al rojo mayores.

Además de usar la prueba KS, los autores también utilizaron la prueba Mann-Whitney "U" para determinar los niveles estadísticos de significación de las muestras comparadas, pues tienen diferentes medias. Las dos pruebas muestran que las distribuciones  $N$  para las dos muestras de galaxias Seyfert son estadísticamente diferentes. Esto mismo se observa para el parámetro  $D1$ . Por otro lado, para los parámetros  $D2$  y  $D3$  no se observa esta tendencia, lo que evidencia aún más que estos

parámetros son independientes del área de búsqueda, dado que miden el número de compañeras físicas. El valor de  $R_{\min}$  es básicamente el mismo para las dos muestras de galaxias Seyfert.

Para LSPT, los parámetros  $D_2$  y  $D_3$ , así como la metodología usada por Dahari, son buenos indicadores del entorno de las galaxias; sin embargo, a pesar de que en principio el método utilizado por Dahari es independiente del corrimiento al rojo y el de FWS no,  $D_2$  y  $D_3$  son prácticamente independientes de él, y el tamaño del área de búsqueda se hace irrelevante, dado que son cantidades dominadas por los vecinos cercanos.

Al aplicar los métodos de FWS a sus muestras, los autores encuentran que las galaxias Seyfert tienen más compañeras que las de control, hallándose entre las dos muestras una diferencia estadística. Estos resultados difieren mucho de los encontrados directamente por FWS, ya que mientras éstos encuentran que para  $D_2$  y  $D_3$  el exceso es sólo marginal, LSPT obtienen un factor de 2 entre compañeras físicas de galaxias Seyfert y galaxias normales, para estos mismos parámetros.



## CAPITULO 4

### UN ESTUDIO NUEVO

En el capítulo anterior se realizó un análisis profundo y detallado de todos los trabajos realizados hasta el momento, con el fin de determinar si las galaxias Seyfert tienden a tener más compañeras de campo que las galaxias normales. De este análisis queda claro que aún no ha sido posible encontrar un resultado contundente que determine si existe una correlación entre las interacciones galácticas y la actividad nuclear. Dahari (1984) concluye que las galaxias Seyfert tienen 5 veces más compañeras que las galaxias normales. Petrosyan (1983), Mackenty (1989) y P. Rafanelli & M. Violato (1995) también encuentran un exceso, sin embargo, Fuentes-Williams & Stocke (1988) sólo encuentran un exceso marginal. Laurikainen et al. (1994) analizan y repiten los trabajos de Dahari y Fuentes-Williams & Stocke (realizando de mejor manera la eliminación de compañeras ópticas) y no encuentran exceso de compañeras en las Seyfert de tipo 1 mientras que en las de tipo 2 sí. 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 ha sido posible obtener un resultado contundente aunado al desarrollo de nueva tecnología, la cual puede ayudar a determinar éste de manera más confiable, son la motivación de este trabajo. Es importante mencionar que si se encuentra un exceso de compañeras en las galaxias Seyfert podría ser un indicador de que la interacción galáctica pueda ser un mecanismo que dispare la actividad nuclear. Para el

análisis de los campos se usó el programa FOCAS<sup>13</sup>, el cual identifica objetos sobre imágenes digitalizadas del cielo, como las placas digitalizadas de Monte Palomar. Se analizaron más de 500 placas en la búsqueda de compañeras. Este es el primer trabajo que usa este tipo de herramienta. El conteo de galaxias en los trabajos anteriores fue realizado "a ojo" sobre las placas fotográficas de Monte Palomar, por lo que la determinación de las densidades galácticas será más confiable en esta ocasión, dado que la selección de galaxias se basa en una serie de parámetros objetivos, reduciendo así el error introducido por la subjetividad existente en los trabajos previos.

Además del uso de esta nueva tecnología, en este trabajo se evitaron al máximo los sesgos en las muestras y se llevó a cabo una adecuada eliminación de compañeras ópticas ó compañeras proyectadas. Los criterios para la selección de la muestra y de la contramuestra se determinaron con base en el análisis de los trabajos anteriores.

#### **4.1 La Muestra**

La muestra de este trabajo consta de 132 galaxias Seyfert obtenidas del catálogo de Veron-Cetty & Veron (1991) de las cuales 72 son galaxias de tipo 1 y 60 de tipo 2. Es importante mencionar que las galaxias tipo 1.1-1.5 se consideraron como Seyfert 1 y las galaxias tipo 1.8-1.9 como Seyfert 2. Debido a la discrepancia existente entre la clasificación de los objetos en los diferentes catálogos, se buscó en la bibliografía el espectro correspondiente a cada objeto de la muestra con el fin de verificar su tipo. En el apéndice 1 se presentan los espectros de 94 objetos, los faltantes no fueron encontrados en la bibliografía.

---

<sup>13</sup> **FOCAS**: Sistema de análisis y clasificación para objetos débiles, del inglés Faint Object Classification and Analysis System.

Se tomó en cuenta las siguientes restricciones para la obtención de la muestra:

$$0.007 \leq z \leq 0.035$$

$$\delta \geq 45^\circ$$

Se escogió  $z = 0.007$  como límite inferior en el corrimiento al rojo con el fin de simplificar el análisis de los campos, evitando objetos con gran tamaño angular. El límite superior, que corresponde a  $z = 0.035$ , se eligió para evitar objetos que, al estar muy lejos, tienen un tamaño angular pequeño por lo que pueden confundirse fácilmente con estrellas en las placas (Dahari 1984). Además, es importante destacar, que para corrimientos al rojo más altos que este límite no es posible detectar galaxias débiles en las placas digitalizadas de Monte Palomar, por lo que si no se toma esta restricción podrían perderse galaxias menos luminosas pero significativas para la estadística, haciendo la muestra incompleta y sesgada hacia galaxias luminosas (Fuentes-Williams & Stocke 1988).

La restricción en la declinación se tomó para no incluir en las muestras objetos en el plano de la galaxia, lo cual podía introducir también un sesgo hacia galaxias brillantes debido a la alta extinción que hay en el plano de la galaxia, donde únicamente es posible detectar a las galaxias más luminosas (Fuentes-Williams & Stocke 1988). Otra razón por la que no se muestreó esta región fue porque la gran cantidad de objetos en este plano complica el análisis.

Así mismo, se evitaron galaxias pertenecientes a cúmulos ricos debido a dos razones: primero porque las características físicas cerca del centro de éstos son diferentes y pueden influenciar el nivel de actividad Seyfert, y segundo porque la probabilidad de

tener una compañera óptica en una región densa es muy alta, lo cual puede sesgar los resultados de la estadística (Dahari 1984).

Por otra parte, no se tomó ninguna restricción respecto al tipo morfológico, magnitud y diámetro de las galaxias. En las tablas 4.1 y 4.2 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<sup>14</sup>): posición en coordenadas ecuatoriales (1950), magnitud aparente, corrimiento al rojo, diámetros aparentes en minutos de arco y tipo morfológico. Las distribuciones comparativas para las dos muestras de magnitud, corrimiento al rojo, diámetro real y tipo morfológico se presentan en los histogramas 4.1, 4.2, 4.3 y 4.4 respectivamente.

Las características físicas más relevantes de las galaxias de las muestras se muestran en la página siguiente.

Es importante señalar que los corrimientos al rojo para las Seyfert 1 son más altos que los corrimientos de las Seyfert 2 (ver histograma 4.1). Esto se debe a que las Seyfert 2 tienden a estar más cerca que las galaxias Seyfert 1 (Dultzin-Hacyan & Ruano, 1996). También conviene hacer notar que las galaxias Seyfert 2 tienden a ser de tipo más tardío que las Seyfert 1 (ver histograma 4.4). Respecto a los diámetros reales, en el histograma 4.3 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 tuvieran todos los objetos observables dentro de

---

<sup>14</sup> NED: Banco de datos extragaláctico NASA/IPAC, del inglés NASA/IPAC Extragalactic Database.

## PROPIEDADES FÍSICAS

### Seyfert 1

- Magnitud aparente: entre 10.7 y 16.59, promedio: 14.60,  $\sigma=0.95$ .
- Corrimiento al rojo promedio:  $0.0246 \pm 0.0081$ .
- Diámetros reales: entre 5.352 kpc y 94.881 kpc, promedio: 27.64 kpc,  $\sigma=16.123$  kpc.
- Diámetros aparentes: entre 0.2 y 4.2 minutos de arco, promedio: 1.14,  $\sigma=0.84$  arcmin.
- Tipo Morfológico: galaxias espirales de tipo temprano, de hecho la mayoría de las galaxias en la muestra son galaxias Sa (aproximadamente el 33%)

### Seyfert 2

- Magnitud aparente: entre 12.0 y 15.99, promedio: 14.00,  $\sigma=0.84$ .
- Corrimiento al rojo: entre 0.007 y 0.02, promedio: 0.139,  $\sigma=0.0044$ .
- Diámetros reales: entre 3.53kpc y 62.71 kpc, promedio: 32.74 kpc,  $\sigma=7.81$  kpc.
- Diámetros aparentes: entre 0.03 y 6.9 minutos de arco, promedio: 1.89,  $\sigma=1.25$  arcmin.
- Tipo morfológico: El más común en la muestra es Sb (32%) y Sa (35%).

estos límites, asegurándose así que no se quedaran fuera objetos que pudieran ser significativos para el análisis estadístico.

Para verificar que las muestras fueran completas se realizó una prueba  $V/V_{\max}$ . Una muestra es completa si, dado un volumen máximo  $V_{\max}$  definido por el corrimiento al rojo máximo para el cual los objetos se consideran dentro de esta muestra (que en el caso de las Seyfert 1 es 0.035 y para las Seyfert 2 es 0.02), los objetos presentan una distribución uniforme dentro de dicho volumen. La prueba consiste en calcular para cada objeto el cociente  $V/V_{\max}$ , donde  $V$  es el volumen correspondiente al corrimiento al rojo de éste. Este cociente es una medida de la posición del 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 desde 0 a 1 para la muestra total de objetos, es decir que el promedio de  $V/V_{\max}$  de la muestra es igual a  $1/2$  (Schmidt, 1976).

Al aplicar la prueba a las muestras de galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 se obtuvo el siguiente resultado:

$$\langle V/V_{\max} \rangle = 0.4604 \text{ para Seyfert 1}$$

$$\langle V/V_{\max} \rangle = 0.4504 \text{ para Seyfert 2}$$

Confirmándose que ambas muestras son completas en un 92.08% para galaxias Seyfert 1 y 90.09% para Seyfert 2.

COPIA DE UN DOCUMENTO  
REPRODUCIDA AL 30 DE ABRIL

#### 4.2 La contramuestra

Del estudio de los trabajos mencionados en el capítulo anterior es posible obtener las siguientes conclusiones:

Para el análisis estadístico sobre la actividad nuclear es importante que ésta sea la única diferencia entre las galaxias de la muestra y la contramuestra. Entonces, la muestra de control debe estar constituida por galaxias no activas cuyas propiedades físicas sean las mismas que las propiedades de las Seyfert. Sólo así se puede asegurar que los resultados de la estadística se refieren a la correlación entre interacciones galácticas y actividad nuclear. Por ejemplo, en el caso de las distribuciones morfológicas, si no fueran iguales, entonces se podría estar encontrando que la presencia de compañeras favorece cierta morfología y no el fenómeno de actividad nuclear como lo señalan Fuentes-Williams & Stocke (1988). Para escoger la contramuestra adecuadamente se deben tomar en cuenta los siguientes puntos:

1. La muestra y la contramuestra deben tener la misma distribución morfológica para no introducir un sesgo hacia galaxias con morfología espiral de tipo tardío en esta última.
2. Las distribuciones de los corrimientos al rojo de las muestras de control deben ser las mismas a las distribuciones de las Seyfert para evitar sesgos hacia galaxias luminosas. Las galaxias Seyfert tienden a tener altos corrimientos al rojo, y de las galaxias que tienen altos corrimientos al rojo sólo las más brillantes son detectables. Al tomar en la contramuestra galaxias con la misma distribución de corrimientos al rojo se asegura que las galaxias de la muestra control son igualmente brillantes que las galaxias de la muestra.

3. Es importante no igualar las distribuciones de magnitud absoluta porque las Seyfert son intrínsecamente más luminosas que las galaxias de campo. Fuentes-Williams & Stocke (1988) señalan que si se iguala la distribución entonces se sesga la contramuestra hacia galaxias más grandes y luminosas. Granato et al. (1993) y Kotilainen & Ward (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 del núcleo mediante técnicas especializadas, con el fin de mantener lo más parecido posible las características 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).
4. Laurikainen et al. (1993) sugieren igualar las distribuciones de los diámetros, en vez de igualar las distribuciones de magnitud, ya que estos no están influenciados por 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, así se asegura que las áreas de búsqueda en promedio son muy similares.

Con el propósito de comparar los objetos de las muestras con galaxias normales cuya única diferencia con las Seyfert 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, una



para cada tipo de Seyfert, debido las diferencias que hay en las características físicas entre las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2, de 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 éstas comparten algunos objetos entre sí, por lo que no son completamente 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.

Se escogió la contramuestra del catálogo completo de corrimientos al rojo del CFA<sup>15</sup> (Huchra et al. 1983) procediendo de la siguiente manera: primero se eliminaron las galaxias cuya proyección en el cielo estuviera en el plano de la muestra, es decir se evitó muestrear el plano galáctico, también se eliminaron las galaxias con corrimientos al rojo fuera de los límites establecidos para las Seyfert, para que tuvieran condiciones físicas análogas a las de la muestra. Utilizando un generador de números aleatorios, se escogieron al azar 1000 objetos y se hicieron las distribuciones de las características físicas correspondientes. Es importante que la muestra sea generada al azar, pues esto garantiza que es representativa de la población y se evitan sesgos. En general, las distribuciones de objetos eran muy similares a las de las Seyfert. De estos 1000 objetos se eligieron las muestras de control utilizando nuevamente un método azaroso procurando igualar las distribuciones. Las contramuestras para Seyfert 1 y Seyfert2 se presentan en las tablas 4.3 y 4.4 respectivamente. Los datos fueron obtenidos del catálogo CFA y de NED. Las distribuciones de las características físicas comparativas entre muestra y

---

<sup>15</sup> CFA Del Inglés : Center for Astrophysics (Harvard, EUA)

contramuestra se presentan en los histogramas 4.5-4.8 para Seyfert 1 y 4.9-4.12 para Seyfert 2.

Es importante mencionar que fue más difícil igualar las distribuciones de las características 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 fuerte en las galaxias Seyfert 2 por lo que sus características físicas son más parecidas a las condiciones de las galaxias normales en comparación con las Seyfert 1. Es posible notar que las distribuciones de las Seyfert 1 y su contramuestra difieren un poco, pero no fue posible igualar estas distribuciones y al mismo tiempo tener una contramuestra escogida al azar completa. Se consideró más importante dar prioridad a esto último.

Se aplicó una prueba  $V/V_{\max}$  a las contramuestras y se obtuvieron los siguientes resultados:

$$V/V_{\max} = 0.4859 \text{ para contramuestra Seyfert 1}$$

$$V/V_{\max} = 0.4668 \text{ para contramuestra Seyfert 2}$$

Lo cual indica que son completas, en un 97.18% para la contramuestra de Seyfert 1 y un 93.37% para la de Seyfert 2.

### **4.3 Area de Búsqueda**

#### **4.3.1 Estimación de Densidades**

Como se ha mencionado en capítulos anteriores, resulta de suma importancia el eliminar las galaxias de fondo o compañeras ópticas (galaxias proyectadas), con el fin de conocer sólo las compañeras físicas de cada galaxia central. Para hacer esto de manera directa necesitaríamos conocer el corrimiento al rojo de cada compañera y compararlo

con el de el objeto central, sin embargo esto es prácticamente imposible, pues el obtener esto para las dos muestras representa una inversión incosteable de tiempo humano y de telescopio. Dado lo anterior, es necesario utilizar métodos estadísticos como los usados en los trabajos analizados en el capítulo anterior, que nos permitan de manera indirecta estimar el número de compañeras físicas. Estos métodos serán descritos y analizados en la sección 4.5 de este capítulo. Sin embargo es importante notar que para aplicar estos métodos es necesario conocer la densidad galáctica alrededor del objeto central, y para que ésta sea estimada de manera adecuada, el área de búsqueda para el análisis debe ser lo suficientemente grande. Esto garantiza una eliminación efectiva de objetos ópticos.

En el presente trabajo se han buscado galaxias alrededor de cada objeto central en un área de un grado cuadrado, con el fin de estimar la densidad. Ésta es una estimación de compañeras ópticas, las cuales se encuentran proyectadas en el cielo. Por esto se decidió tomar un criterio de tamaño absoluto en el cielo proyectado, es decir un área fija en el cielo para todos los objetos, y no uno relativo que dependa del corrimiento al rojo de cada objeto. No es adecuado utilizar un criterio relativo ya que, al variar el área, el número de galaxias proyectadas varía.

Utilizando estas densidades se obtienen las frecuencias esperadas de pares ópticos entre galaxias, como se describirá en la sección 4.5.

#### **4.3.2 Estimación de Compañeras Cercanas**

Para comparar con las frecuencias esperadas antes mencionadas, es necesario hacer mediciones directas en torno a la galaxia central, y de esta comparación estimar el número de pares físicos que se observan. De los trabajos realizados con anterioridad se

puede ver que es adecuado escoger un área de búsqueda de tres veces el diámetro de la galaxia central. Esto lo podemos afirmar por las siguientes razones:

- A una distancia mayor a tres veces el diámetro 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.
- Se ha observado (catálogo de V-V) que las galaxias en interacción tienden a encontrarse a menos de tres veces el diámetro de una de éstas (Rafanelli & Violato, 1995).
- El escoger un área de este tamaño permite suponer que no habrá sistemas con multiplicidad mayor a dos, lo que facilita la eliminación de galaxias de fondo (Dahari 1984).

#### **4.4 Análisis de los Campos**

Para determinar el número de compañeras cercanas, así como las densidades galácticas para cada objeto de las muestras, se utilizaron las placas digitalizadas de Monte Palomar y el programa FOCAS del cual se hablará a continuación.

FOCAS es un sistema que opera en el ambiente UNIX y su principal función es detectar y clasificar imágenes en placas astronómicas. Consta de una serie de programas desarrollados por J.F. Jarvis & J.A Tyson (1981) que crean y manipulan catálogos de objetos a partir de las imágenes en las placas. La manipulación del catálogo incluye la separación de objetos fusionados, la medición de posiciones, forma, parámetros fotométricos, la clasificación astronómica de objetos y el análisis de los catálogos.

Una de la ventajas de usar FOCAS para estudios estadísticos es que realiza la detección de los objetos basándose en una serie de parámetros fijos, siendo los mismos para cada placa. Los parámetros que usa FOCAS pueden clasificarse en parámetros de detección, de evaluación, PSF<sup>16</sup> y reglas de clasificación (ver apéndice 2).

#### 4.4.1 La imagen

El primer paso para el análisis de los campos consiste en obtener la imagen digitalizada del campo deseado de los CDs de Monte Palomar. Para hacer esto se utilizó el programa *getimage* en el que es necesario especificar la coordenada central de la placa y sus dimensiones.

Una vez obtenida la imagen en formato fits, ésta se lee con el programa de IRAF *rfits* obteniendo así dos archivos, uno .pix, que contiene a la imagen, y otro .imh. En este último se tiene la información de la placa al que se le llama encabezado. El encabezado de una imagen es un archivo de 512 bytes que contiene, entre otros, la siguiente información : nombre y descripción del campo, época, coordenadas, exposición o tiempo de integración, observador, origen ó instrumento, tamaño de digitalización en pixeles, origen de digitalización, historia, etc. Esta información la usará FOCAS para el análisis.

#### 4.4.2 El catálogo

El siguiente paso en el análisis de los campos consiste en generar el catálogo de objetos. El catálogo del campo se inicializa con el programa *setcat*. Este programa es una rutina interactiva de FOCAS que permite manipular el encabezado del catálogo el cual contiene la información necesaria usada por las rutinas de procesamiento. La información

---

<sup>16</sup> PSF: Función de dispersión de punto, del inglés Point Spread Function

del encabezado del catálogo contiene las siguientes categorías: información sobre la placa astronómica, parámetros de detección, parámetros de evaluación, PSF, reglas de clasificación, comentarios e historia. Toda interacción con el encabezado del catálogo se hace mediante el programa *setcat*. Mediante esta rutina se fijan los parámetros usados por FOCAS.

#### 4.4.3 Ajuste de Parámetros

El usuario de FOCAS debe ajustar los parámetros mencionados anteriormente de manera que el programa realice la detección en la forma que requiera. En este trabajo se necesitaba detectar galaxias, así que se corrió FOCAS sobre uno de los campos de la muestra (más adelante se explicarán los pasos que deben seguirse para hacer la detección) usando los parámetros predeterminados y la PSF que fija el programa automáticamente. . Se revisó el catálogo usando la rutina *review*, la cual es una rutina interactiva que permite revisar la detección y clasificación de los objetos. Se observó que el programa no detectaba todas las galaxias del campo así que fue necesario construir una PSF nueva. Esto se hizo de la siguiente manera:

Esta función debe determinarse a partir de imágenes de estrellas del campo. En la imagen de la placa deben escogerse, con ayuda de la rutina de revisión, algunas estrellas brillantes que no estén saturadas (se escogieron 6 estrellas). Estas estrellas se marcan con una “bandera” y entonces usando la rutina llamada *autopsf* el programa crea una plantilla a partir del promedio de las plantillas de las estrellas marcadas con la bandera. La PSF que finalmente se usó para este trabajo se determinó después de varios ensayos. Primero se creaba una PSF y se corría de nuevo el programa para el campo. Posteriormente se

revisaba y si la detección no era satisfactoria se creaba otra PSF usando estrellas más, o menos brillantes, según el caso. Para cada PSF se modificaban los parámetros de densidad de sigma sobre y bajo el cielo para detección, el área mínima de detección y el nivel de significación para evaluación tratando de que todas las galaxias fueran detectadas (ver apéndice 2).

Cuando FOCAS detectaba todas las galaxias del campo, incluyendo las muy débiles, también detectaba muchas estrellas brillantes como galaxias. entonces se intentó que el programa detectara TODAS las galaxias y un mínimo de estrellas brillantes. Sin embargo, hubo que considerar también que las placas de los campos tienen diferentes resoluciones, por lo que fue necesario tener cuidado de que la PSF detectara todas las galaxias en todas las placas. Por esta razón la PSF que se escogió finalmente detecta muchas estrellas pero se consideró mas importante no perder galaxias en ninguno de los campos.

#### **4.4.4 Revisión del Catálogo**

Un vez fija la PSF y los demás parámetros, el siguiente paso consistió en correr para cada placa las rutinas de detección (*detect*), determinación del cielo (*sky*), evaluación (*evaluate*), resolución (*resolution*) y separación de objetos (*splits*). En el apéndice 2 se explica a grosso modo como funcionan esta rutinas.

Después de correr las rutinas mencionadas anteriormente, se obtuvo un catálogo para cada placa con todos los objetos detectados. Para tener finalmente un catálogo de las galaxias del campo para cada uno de los objetos de las muestras, se extrajeron de los catálogos completos únicamente los objetos clasificados como galaxias, objetos difusos,

objetos largos y estrellas borrosas, usando la rutina de filtrado (*filter*). Los últimos tres se incluyeron en los catálogos porque en ocasiones algunas galaxias eran clasificadas dentro de estas clases.

Debido a que FOCAS no es infalible en la detección y clasificación de objetos (lo hace con una precisión moderada), fue necesario hacer una revisión personal de cada catálogo de galaxias. Esto se hizo usando la rutina de revisión. Como esta revisión se hace "a ojo" se introduce un error debido a la subjetividad, pero se planea hacer (a corto plazo) una serie de pruebas estadísticas para estudiar el error introducido por este factor y determinar de qué manera afecta al resultado obtenido.

Así, finalmente se obtuvo un catálogo de galaxias de campo en un grado cuadrado y otro de galaxias cercanas (en tres veces el diámetro de la galaxia central) para cada una de las galaxias de las muestras de Seyferts y sus contramuestras respectivas.

Resumiendo, la ventaja más importante de usar FOCAS en este trabajo es que permitió detectar de manera automática las galaxias, reduciendo el error de los trabajos anteriores en los que el conteo de galaxias era hecho a ojo. FOCAS además nos permitió detectar galaxias muy débiles que pueden tener importancia en la estadística.

#### **4.5 Análisis Estadístico**

Como ya se ha comentado, uno de los problemas más importantes que se debe resolver para conocer a las compañeras físicas de una galaxia es poder eliminar a las ópticas. Idealmente esto se podría hacer conociendo los corrimientos al rojo de todos los objetos cercanos y compararlos al del central, sin embargo, como ya se explicó, esto no es viable. Por lo tanto resulta necesario resolver el problema de alguna otra manera, y ésta



puede ser utilizando métodos estadísticos que nos ayuden a estimar la cantidad de galaxias ópticas alrededor de la central.

#### 4.5.1 Eliminación de galaxias de fondo

Si suponemos que la distribución de galaxias ópticas al rededor de la central es uniforme, es decir, que la probabilidad de encontrar una galaxia en cualquier punto del área de búsqueda es la misma, podemos calcular el número esperado de galaxias ópticas al rededor de la estudiada, si conocemos la densidad galáctica en torno a ella (como se explica en la sección 4.3). 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) en el artículo analizado en el capítulo anterior.

Con el fin de calcular el número esperado de compañeras ópticas en torno a la galaxia central necesitamos conocer la probabilidad de que en tres diámetros en torno a ella haya una o más galaxias de fondo (tres diámetros porque es el área en la que se hicieron mediciones directas). 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) distribuidas al azar. Entonces, como la distribución es uniforme la probabilidad de encontrar una partícula dada en  $a$  es

$$P = \frac{a}{A}$$

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:

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

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

$$\langle P \rangle = N \frac{a}{A},$$

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

$$\langle P \rangle = \rho a$$

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

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

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:

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

lo que se puede expresar como

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

haciendo tender  $N$  a infinito

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

ó bien

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

y recordando que este límite es la exponencial del argumento en el numerador obtenemos

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

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 o más galaxias alrededor de la central, por lo que necesitamos sumar estas probabilidades, entonces  $P$  está dada por

$$P = \sum_{n=1}^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} e^{-\rho a}$$

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

$$\sum_{n=0}^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} = e^{\rho a}$$

de donde podemos obtener

$$\sum_{n=1}^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} = \sum_{n=0}^{\infty} \frac{(\rho a)^n}{n!} - 1 = e^{\rho a} - 1$$

que, sustituyendolo en la ecuación para P nos dice que

$$P = 1 - e^{-\rho a}$$

Para el caso particular en el que estamos trabajando  $\rho$  es la densidad calculada de las placas de Monte Palomar en un área de un grado cuadrado (como se explicó en la sección 4.3) y  $a$  es el área de un cuadrado de tres veces el diámetro de la galaxia central menos el área que ocupa la galaxia misma si pensamos que es circular. Ésta fue el área en la que se buscó directamente a las compañeras físicas. Dado lo anterior, la probabilidad de encontrar una o más galaxias ópticas en torno a la central, en un área de 3 veces su diámetro, para nuestro caso en particular, viene dada por:

$$P = 1 - e^{-\rho((6d)^2 - \pi(5d)^2)}$$

donde "d" es el diámetro del objeto central y  $\rho$  la densidad alrededor de éste.

Si calculamos P para cada galaxia en la muestra y la contramuestra, tendremos una distribución de probabilidad para cada una de éstas, cuya probabilidad promedio podemos interpretar como el porcentaje esperado de galaxias de la muestra, con una o más compañeras ópticas, en un radio de tres veces su diámetro. Este porcentaje esperado se puede comparar fácilmente con el medido directamente de las placas. Dado que esperamos que el observado sea mayor, pues cerca de la galaxia central la densidad aumenta por la presencia de compañeras físicas, como lo demostraron Laurikainen, et. al. (1994), este exceso lo atribuimos directamente a la presencia de compañeras físicas ( es decir, ligadas gravitacionalmente).

#### **4.5.2 Densidades Galácticas Alrededor del Objeto Central**

Como se vio en la sección anterior, la densidad juega un papel muy importante para la eliminación de galaxias ópticas, pues la probabilidad de tener una o más de éstas depende de  $\rho$ , por esto resulta de suma importancia comparar las distribuciones de densidad entre las muestras para saber si éstas son estadísticamente diferentes, o si podemos considerar que las densidades son las mismas en ambos conjuntos de objetos.

Para estimar esto necesitamos aplicar una prueba estadística a estas distribuciones. Como se observa en los histogramas de densidad del siguiente capítulo (histogramas 5.1 y 5.2), las distribuciones de las muestras no se pueden considerar como normales o gaussianas, ya que no son simétricas. En este punto se pueden hacer dos cosas: buscar una transformación de los datos que vuelva las distribuciones gaussianas o hacer una prueba no paramétrica que no exija esta condición. Ya que no hay razón para pensar que las densidades se ajusten a una distribución dada y que, por lo tanto, sea sencillo encontrar una transformación como la antes mencionada, se ha elegido la segunda opción.

La prueba U de Mann-Whitney es no paramétrica y está diseñada para detectar diferencias en los valores medios de las distribuciones, como la prueba t paramétrica. Aunque no requiere que las distribuciones sean normales, éstas deben de tener el mismo aspecto en términos generales. Esta prueba se puede utilizar para comparar las densidades de las Seyfert 1 con su respectiva muestra de control, así como para las de tipo 2 con su muestra de control, y también para comparar directamente entre los dos tipos de Seyfert. Hacemos la hipótesis nula de que las densidades galácticas entre muestras son iguales. La hipótesis alternativa es que son distintas.

#### 4.5.3 Evidencia Estadística de Exceso de Compañeras Físicas

En el siguiente capítulo se presenta la tabla 5.2 de excesos relativos entre las muestras de galaxias Seyfert y sus respectivas muestras de control. Esta tabla nos dice si hay un exceso de compañeras físicas entre muestras. Al analizar los campos se encontraron objetos pequeños o débiles, para los cuales no se tiene la certeza de que sean galaxias. Estos objetos se clasificaron en una categoría aparte, la cual se denominó como "galaxias débiles". El análisis se realizó para el "total de galaxias" y para las "galaxias definidas", es decir, el total de galaxias menos los objetos catalogados como débiles.

Los valores que se presentan en la tabla carecen de significado, a menos que se pruebe estadísticamente que son significativos y no simplemente resultados azarosos que se dieron al realizar el trabajo. Una prueba que se puede utilizar para saber si estadísticamente las galaxias Seyfert tienden a estar en sistemas ligados más frecuentemente que las galaxias normales, es la prueba de homogeneidad  $\chi^2$ <sup>17</sup>. Para realizar esta prueba se calculan los valores teóricos que esperamos que tengan las muestras. Se puede aplicar esta prueba tanto a cada muestra de galaxias Seyfert con su contramuestra, así como a las dos muestras de galaxias Seyfert.

Hacemos la hipótesis nula de que los dos conjuntos de objetos (muestra y contramuestra) pertenecen a la misma población, es decir que tienen el mismo número de

---

<sup>17</sup> Para más detalle sobre las pruebas  $\chi^2$  y Mann-Whitney ver : Lederman, Handbook of Applicable Mathematics, Vol. VI Statistics. Lancaster 1984

compañeras físicas en su entorno. La hipótesis alternativa es que las galaxias Seyfert tienden a tener más compañeras.

**TABLA 4.1**  
**Muestra Seyfert 1**

Galaxia	ra(1950)			dec(1950)			m	z	d1 arcmin	d2 arcmin	Morf
	grad	min	seg	hr	min	seg					
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
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	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	0.8	E/SO
IRAS02578-11	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+095	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+221	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
MCG10.16.111	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
MCG06.26.012	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
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	S0
NGC4235	12	14	36.7	07	28	09	13.60	0.0070	4.2	0.9	SO
MARK765	12	15	55.8	30	05	26	13.57	0.0120	1.0	0.8	

d1 diámetro mayor, d2 diámetro menor



**TABLA 4.1**  
**Muestra Seyfert 1**

Galaxia	ra(1950)		dec(1950)				m	z	d1	d2	Morf
	grad	min	seg	hr	min	seg					
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
MCG-02.33.03	12	49	35.2	-13	08	36	14.03	0.0140	0.8		E/SO
IISZ10	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
MCG-03.34.06	13	19	42.3	-16	27	53	13.90	0.0170	1.9	0.6	Sa
UM814	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
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
1H1504+035	15	02	00.0	03	30	00	00	0.0200			S?
UGC9828	15	19	39.6	39	22	45	14.10	0.0290	1.1	0.7	SO
MARK1098	15	27	37.9	30	39	23	00	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	0.5	Sc
IRAS15438+27	15	43	52.6	27	15	49	14.60	0.0310			Sb
MARK291	15	52	54.1	19	20	16	00	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	Compac
NGC7214	22	06	17.1	-28	03	18	14.10	0.0230	2.2	1.4	Sa?
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							14.60	0.0246	1.14	0.78	
Desviación Est.							0.95	0.0081	0.84	0.56	

**TABLA 4.2**  
**Muestra Seyfert 2**

Galaxia	ra(1950)			dec		m	Z	d1 arcmin	d2 arcmin	Morf	
	grad	min	seg	hr	min						seg
MARK 938	00	08	33.4	-12	23	08	13.52	0.0190	2.2	0.8	pec
IRAS 00180-07	00	18	03.6	-07	19	28	14.10	0.0180			E/SO
0102-843	01	02	32.0	-84	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
IRAS 01475-07	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
MCG -02.09.04	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			

d1 diámetro mayor, d2 diámetro menor

**TABLA 4.2**  
**Muestra Seyfert 2**

Galaxia	ra(1950)		seg	hr	dec		m	Z	d1	d2	Morf
	grad	min			min	seg					
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 5427	14	00	48.5	-05	47	27	13.96	0.0090	2.8	2.4	Sc
IRAS 14082+1	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	38	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 5189	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							14.00	0.0139	1.89	1.12	
Desviación Est.							0.84	0.0044	1.25	0.74	

d1 diámetro mayor, d2 diámetro menor

**TABLA 4.3**  
**Contramuestra Seyfert1**

Galaxia	ra(1950)			dec	m	Z	d		Morf		
	grad	min	seg				arcmin	arcmin			
A0003-3613	00	03	08.7	-36	13	46	14.90	0.0311	1.1	1.0	Sb
A0007-3756	00	07	06.9	-37	56	35	15.20	0.0292	0.5	0.5	E
A0007-3758	00	07	06.9	-37	56	35	15.20	0.0292	0.5	0.5	E
A0007-3703	00	07	35.1	-37	03	16	14.80	0.0230	0.3	0.2	E
00331+0843	00	33	06.0	08	43	00	15.60	0.0169	1.2	0.4	Sc
A0037-2020	00	37	35.5	-20	20	16	15.20	0.0132			Pec
A0043-2053	00	43	28.3	-20	53	01	15.50	0.0137	0.9	0.7	Sb
A0046-1259	00	46	04.8	-12	59	18	14.00	0.0214	0.9	0.6	SO
N 424	01	09	09.8	-38	20	56	14.80	0.0117	1.8	0.8	Sa
01201+1902	01	20	06.0	19	02	00	15.60	0.0312	1.0	0.4	Scd
A0122-3732	01	22	57.3	-37	32	55	15.70	0.0311	0.5	0.4	Sb
01260-0159	01	26	04.0	-01	59	24	15.10	0.0208			Sa
A0145-1657	01	45	24.0	-16	57	00	14.00	0.0174	1.2	0.8	Sc
02049+0152	02	04	50.4	01	52	44	15.50	0.0240	0.3	0.3	Sa
02050+0156N	02	05	02.9	01	57	11	16.50	0.0208	0.6	0.3	Sbc
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	SO
A0229-5808	02	29	41.0	-58	08	18		0.0320	1.1	0.8	SO
A0240-1238A	02	40	14.3	-12	38	00	14.50	0.0143			E
A0243-1745	02	43	09.9	-17	45	10	15.42	0.0295	0.9	0.8	E
I1860	02	47	28.0	-31	23	48	12.43	0.0232	1.7	1.2	E
A0247-3858	02	47	36.0	-38	58	36	13.80	0.0167	1.6	0.8	Sa
A0255+0528	02	55	52.0	05	28	10	16.00	0.0232			SO
A0258-1105	02	58	48.8	-11	05	52	15.30	0.0309			E/SO
03353+1204	03	35	18.0	12	04	00	17.00	0.0214	0.9	0.6	Sb
I2068	04	25	01.0	-42	12	30	13.00	0.0150	1.2	0.8	Sa
N1595	04	26	56.0	-47	55	30	13.40	0.0158	1.3	0.9	E
A0427-6242	04	27	11.0	-62	42	05		0.0189	1.5	1.2	Sa
09206+2458	09	20	41.4	24	58	43	14.90	0.0253	1.0	0.4	Sab
I2480	09	25	24.0	29	56	00	15.50	0.0271			SO/a
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
I 628	10	35	00.0	05	51	00	14.80	0.0239	0.9	0.7	Sab
1037-0026	10	37	09.3	00	26	50		0.0270			SO/a
11123-0234	11	12	17.0	-02	34	18	14.90	0.0275	1.4	1.2	SO/a

d1 diámetro mayor, d2 diámetro menor

TABLE 4.3  
 Contramuestra Seyfert1

Galaxia	grad	ra(1950) min	seg	hr	dec min	seg	m	Z	d1 arcmin	d2 arcmin	Morf
11254+2740	11	25	24.0	27	40	00	15.10	0.0319	0.8	0.6	Sa
N3875	11	43	12.0	20	02	00	14.80	0.0236			S0/a
N4156	12	08	18.2	39	45	03	14.28	0.0224	1.4	1.1	Sb
12134+2743	12	13	27.5	27	43	12	15.30	0.0255	1.3	0.6	Sa
I 777	12	16	54.0	28	35	00	14.50	0.0084	1.2	0.7	Sa
N4470	12	27	06.0	08	06	00	12.90	0.0079	1.3	0.9	Sa
12316-0005	12	31	36.0	00	05	00	14.80	0.0225	1.0	0.9	Sab
I3582	12	34	01.7	26	28	31	14.30	0.0238	0.4	0.2	Sab
A1237-2017	12	37	57.0	-20	17	12		0.0284	0.7	0.6	S0
N4686	12	44	24.0	54	49	00	13.70	0.0167	2.0	0.6	Sa
N4789	12	51	54.8	27	20	18	13.57	0.0278	1.9		S0
A1255+2751	12	55	32.3	27	51	24	16.72	0.0164			S0
I3063	12	123	03.0	12	17	42	14.90	0.0079	1.0	0.5	Sa
I4427	14	24	42.0	27	06	00	15.40	0.0299	0.8	0.3	Sab
14287+0531	14	28	42.5	05	31	37	15.20	0.0275	1.0	0.4	Sb
N5794	14	54	06.0	49	56	00	14.50	0.0140	1.0	1.0	S0
I4580	15	41	06.0	28	31	00	15.40	0.0319			S0/a
I4580	15	41	06.0	28	31	00	15.40	0.0319			S0/a
15447+3110	15	44	44.6	31	09	53	15.30	0.0310	1.2	1.1	Sbc
I1141	15	47	30.0	12	33	00	14.50	0.0149	0.5	0.5	S0/a
15565+2745	15	56	30.0	27	45	00	15.20	0.0313			S0
1558+6522	15	58	39.0	65	22	26	16.20	0.0318	0.3	0.3	Irr
1558+6522	15	58	39.0	65	22	26	16.20	0.0318	0.3	0.3	Irr
15592+3644	15	59	11.4	36	43	49	15.60	0.0313	0.9	0.3	Sb
N6051	16	02	49.0	24	03	57	14.90	0.0320	1.3	0.9	E
16274+4124	16	27	20.6	41	23	34	14.80	0.0318	1.0	0.9	Sb
A2055-3939	20	55	47.0	-39	39	23	14.30	0.0311	1.7		S0
A2115-4513	21	15	24.0	-45	13	06	14.05	0.0306			Sa
A2132-2029	21	32	13.0	-20	29	12		0.0283	0.7	0.2	Sa
A2159-2244	21	59	06.0	-22	44	00		0.0178	1.0	0.5	S0
A2236-1955	22	36	23.7	-19	55	25	15.10	0.0314	1.3	0.4	Sb
A2236-2646	22	36	31.0	-26	46	17		0.0273	1.7	1.0	S0
N7365	22	42	28.0	-20	12	53		0.0104	1.5	1.0	E
N7537	23	12	00.0	04	14	00	14.13	0.0088	2.2	0.6	Sbc
A2328-2756	23	28	17.0	-27	56	47		0.0278	0.8	0.7	S0
A2332-4629	23	32	01.0	-46	29	00	14.48	0.0103	0.9	0.4	Sa
N7744	23	42	21.0	-43	11	18		0.0102	2.2	1.7	S0
A2354-2919	23	54	54.0	-29	19	30		0.0293	1.7	0.9	Sb
Promedio							14.95	0.0232	1.11	0.68	
Desviación Est.							0.89	0.0076	0.48	0.31	

**TABLA 4.4**  
**Contramuestra Seyfert 2**

Galaxia	grad	ra(1950) min	seg	hr	dec min	seg	m	z	d1 arcmin	d2 arcmin	Morf
N 47	00	11	51.0	-07	27	00	13.00	0.0191	2.2	2.1	Sbc
00331+0843	00	33	08.0	08	43	00	15.60	0.0169	1.2	0.4	Sc
N 182	00	35	38.0	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	0.015	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	0.01	0.4	0.2	Sb
I 552	09	38	38.0	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
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	0.017	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

d1 diámetro mayor, d2 diámetro menor

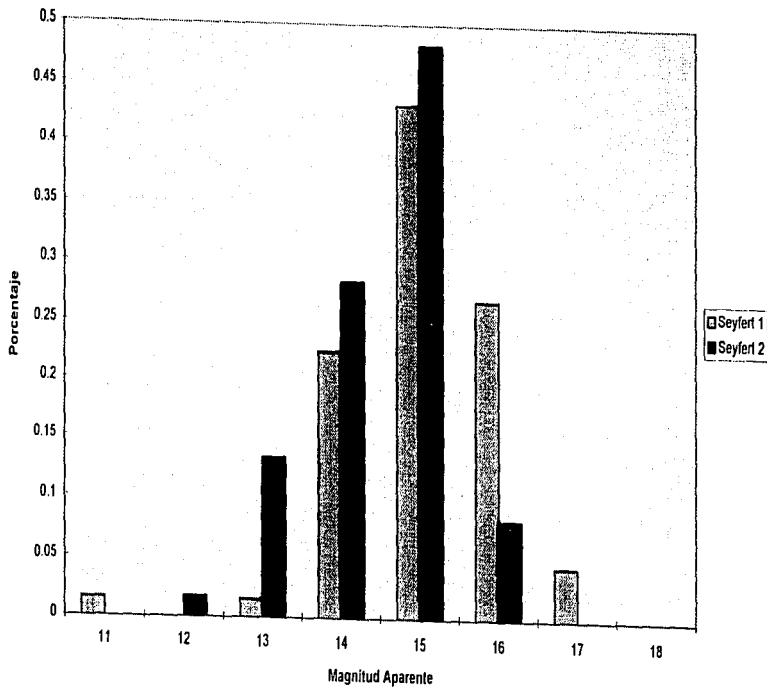
**TABLA 4.4**  
**Contramuestra Seyfert 2**

Galaxia	grad	ra(1950) min	seg	hr	dec min	seg	m	z	d1 arcmin	d2 arcmin	Morf
N5142	13	22	48.0	36	40	00	14.00	0.0176	1.0	0.7	S0/Sa
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	0.014	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	Irr
A1515-3819	15	15	10.0	-38	19	30		0.0151	2.5	0.5	Sb
N5938	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	0.016	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	0.015	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	28.0	-38	50	18	13.45	0.018	1.2	0.9	E/S0
A2159-2244	21	59	06.0	-22	44	00		0.0178	1.0	0.5	S0
N7287	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	0.0145	1.52	0.84	
Desviación Est.							1.01	0.0037	0.61	0.55	

d1 diámetro mayor, d2 diámetro menor

Histograma 4.1

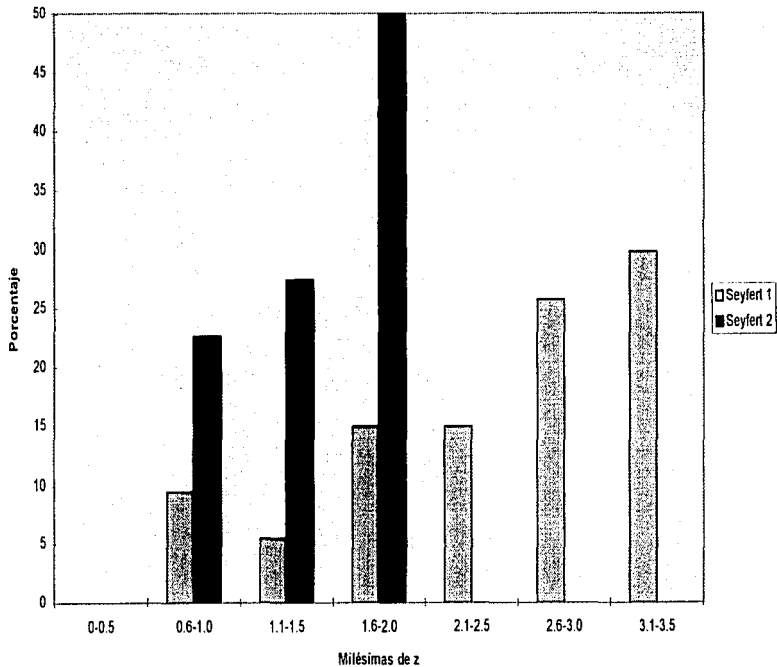
Distribución de Magnitudes Seyfert 1 y Seyfert 2





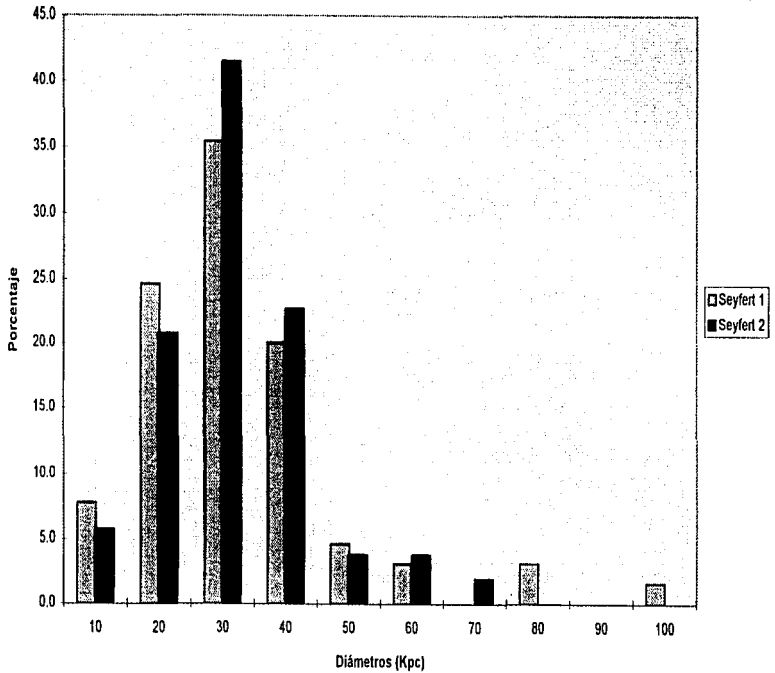
## Histograma 4.2

### Distribución de Zs Seyfert 1 y Seyfert 2



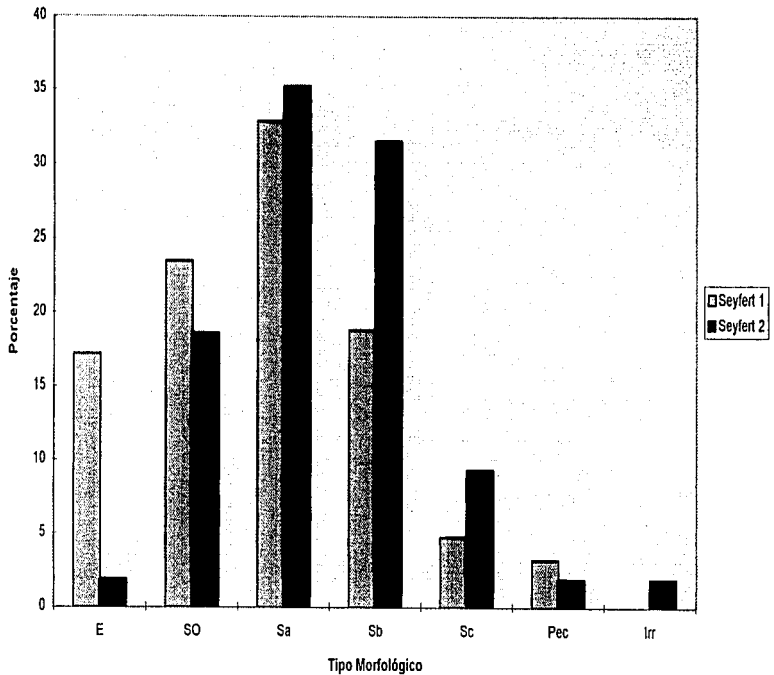
Histograma 4.3

Distribución de Diámetros Seyfert 1 y Seyfert 2



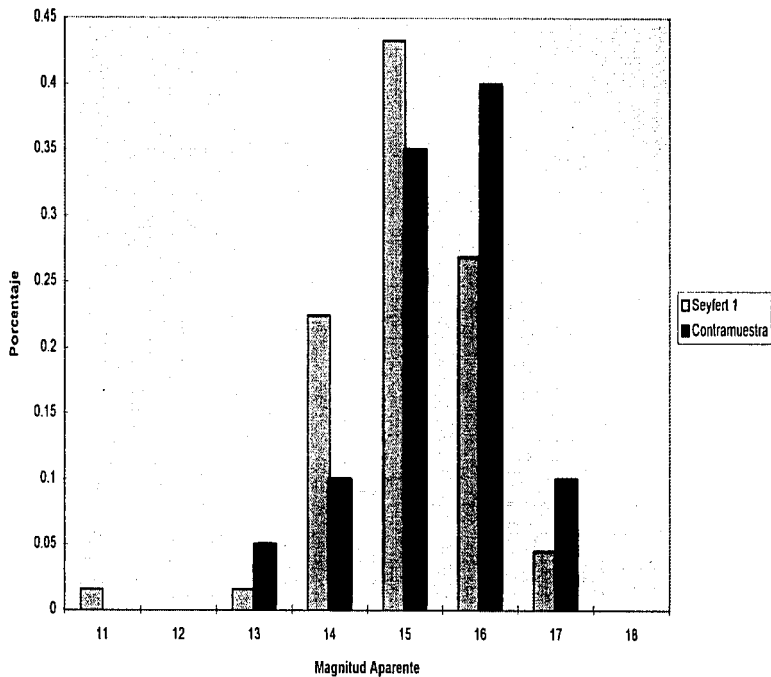
#### Histograma 4.4

Distribución de Tipo Morfológico Seyfert 1 y Seyfert 2



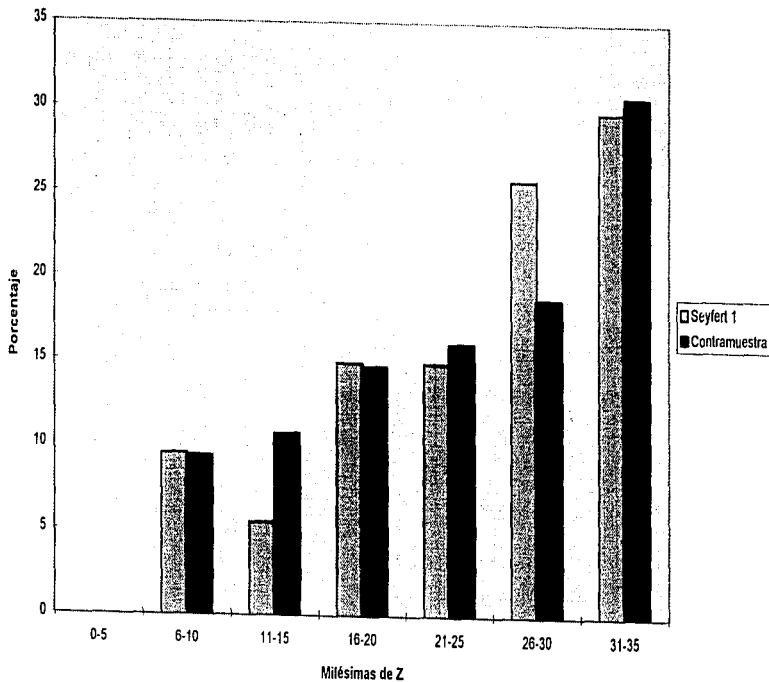
## Histograma 4.5

### Distribución de Magnitudes Seyfert 1 y Contramuestra



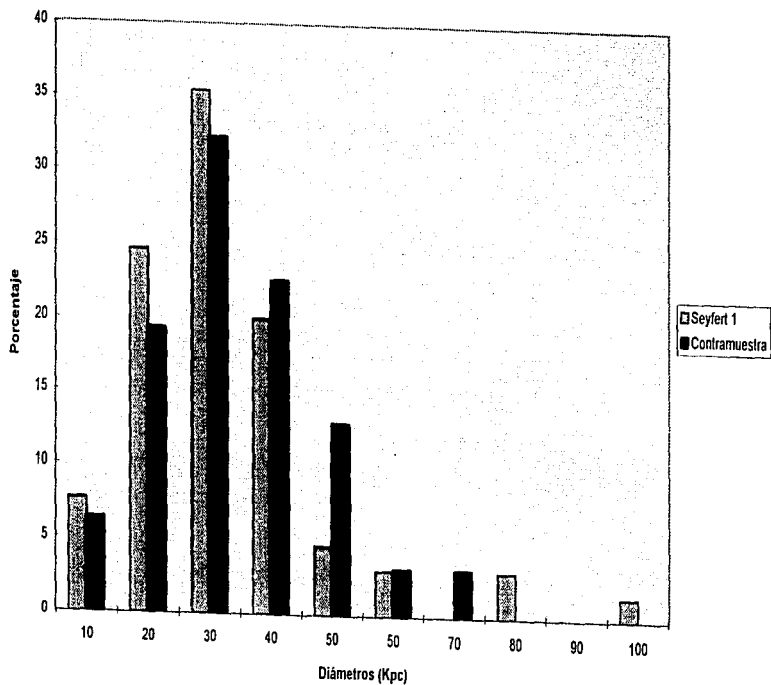
Histograma 4.6

Distribución de Zs Seyfert 1 y Contramuestra



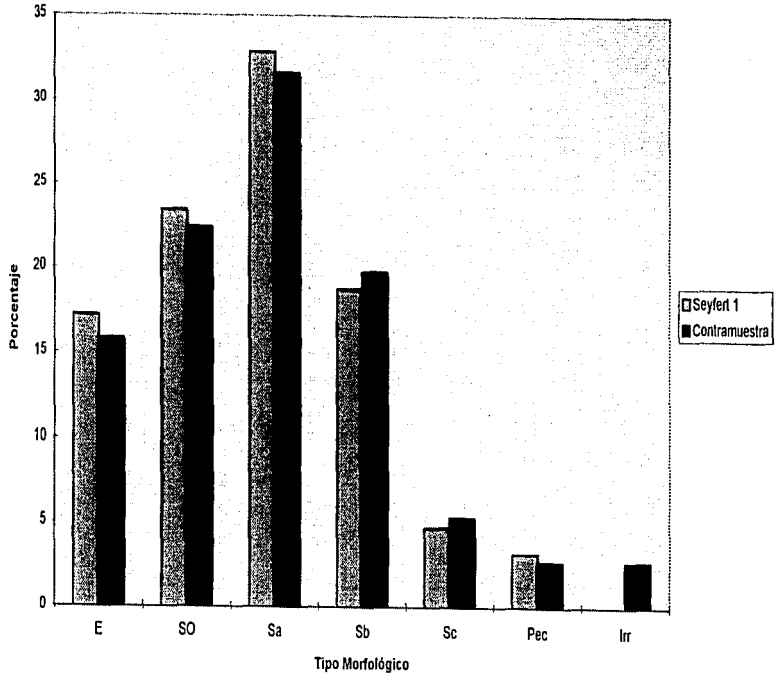
Histograma 4.7

Distribución de Diámetros Seyfert 1 y Contramuestra



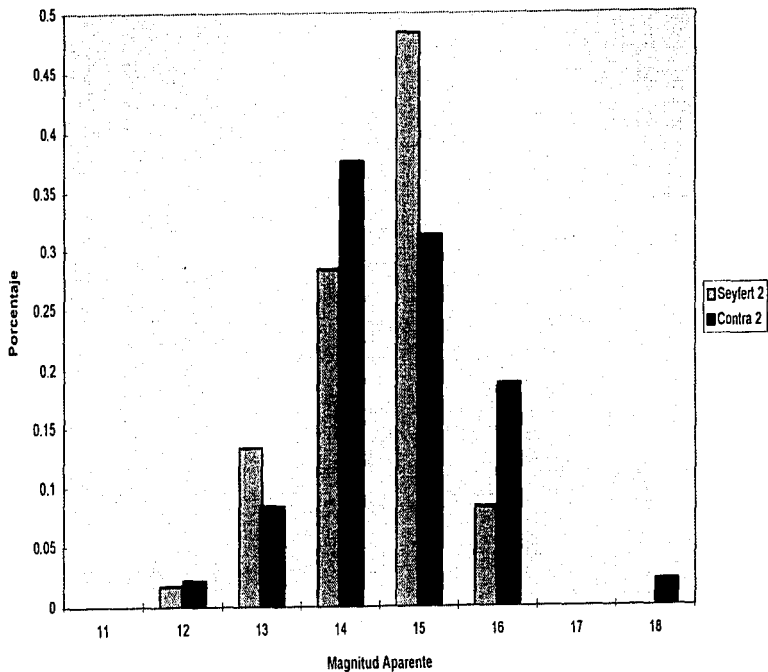
# Histograma 4.8

## Distribución Morfológica Seyfert 1 y Contramuestra



Histograma 4.9

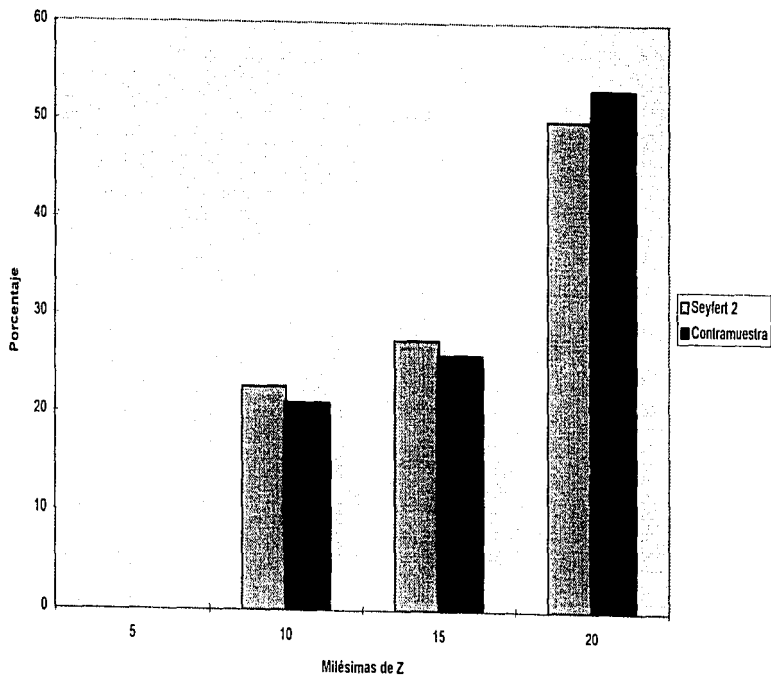
Distribución de Magnitudes Seyfert 2 y Contramuestra





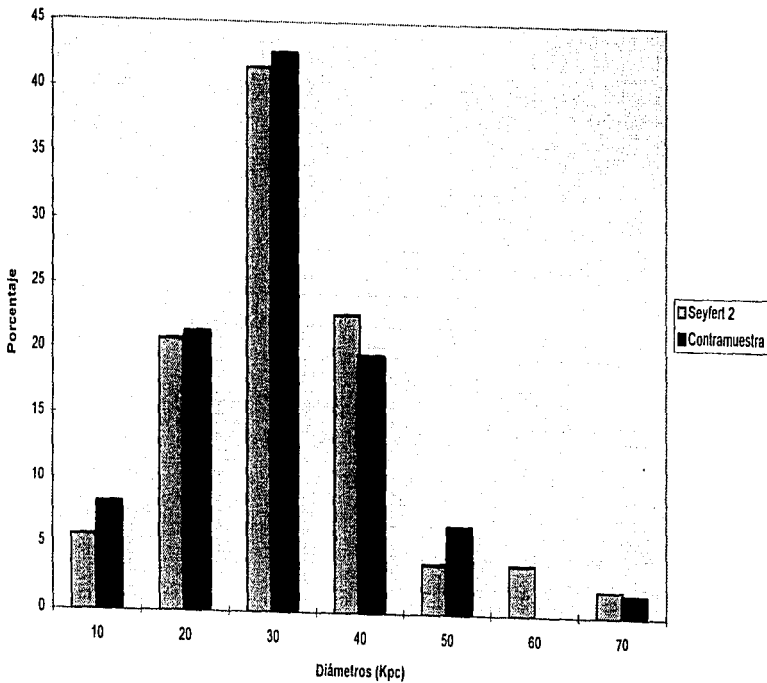
Histograma 4.10

Distribución de Zs Seyfert 2 y Contramuestra



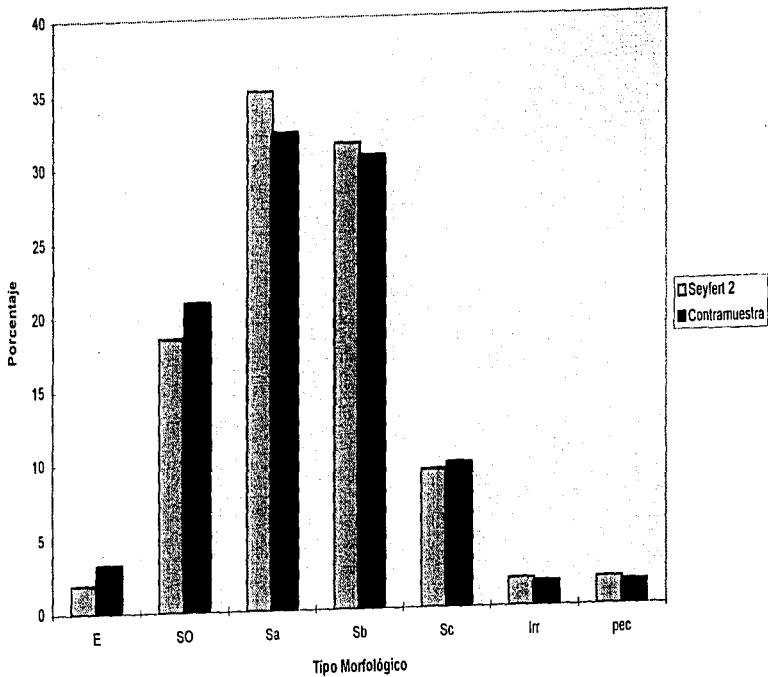
Histograma 4.11

Distribución de Diámetros Seyfert 2 y Contramuestra



Histograma 4.12

Distribución de Tipo Morfológico Seyfert 2 y Contramuestra



## CAPITULO 5

### RESULTADOS Y CONCLUSIONES

En este trabajo de tesis hemos analizado el entorno de las galaxias Seyfert, comparándolo con el de galaxias no activas. Para hacerlo se seleccionó una muestra de galaxias Seyfert 1, una de Seyfert 2 y dos muestras de control de galaxias normales de comparación.

#### 5.1 Ventajas Metodológicas

Para construir las muestras antes citadas se puso especial cuidado en los siguientes factores:

- **Completez:** Los cuatro conjuntos de objetos son muestras completas a un nivel mayor al 90%, como se mostró al aplicarseles la prueba  $\frac{I'}{I'_{MAX}}$  en el capítulo anterior. Este es el primer trabajo que compara galaxias de campo con galaxias Seyfert en el que se ha tomado el cuidado de verificar que la población esté bien representada, lo que garantiza que no hay objetos significativos que queden fuera de la estadística, dándole mayor validez a los resultados.
- En trabajos anteriores se sacrificó el igualar las distribuciones de corrimientos al rojo y tipo morfológico al escoger la muestra de control, pues se consideró que resultaba de suma importancia que los conjuntos de objetos tuvieran la misma densidad de galaxias y que de esta manera fuera posible una buena eliminación de compañeras ópticas. En el presente trabajo sí se igualaron estas distribuciones, así como la de diámetros,

asegurando que las características físicas de los conjuntos son las mismas, y que lo único que los diferencia es la presencia de un núcleo activo. Esto garantiza que los resultados nos dan información sobre la correlación entre interacciones y actividad nuclear. Además se realizaron pruebas estadísticas sobre la densidad galáctica de los objetos de las muestras y se encontró que son estadísticamente iguales con lo que se asegura también una eliminación correcta de galaxias de fondo.

El no igualar las distribuciones introduce una serie de errores, por ejemplo, al ser diferente la distribución en  $z$ , se sesga la contramuestra hacia galaxias más cercanas, ya que las Seyfert tienden a estar más lejos. Esto produce que el conjunto de control esté conformado por objetos con discos intrínsecamente menos brillantes.

Las muestras de control de los trabajos anteriores están sesgadas hacia galaxias de tipo tardío, ya que las Seyfert tienden a tener tipos morfológicos tempranos y no se igualaron las distribuciones. Al evitar este sesgo, en este trabajo se asegura que el exceso de compañeras favorece la actividad nuclear y no cierta morfología, pues los conjuntos de objetos tienen distribuciones morfológicas semejantes.

- Así como en el trabajo de algunos autores, en éste se evitó incluir en las muestras objetos cuya posición en el cielo coincidiera con el plano de nuestra galaxia (se evitó muestrear el plano de nuestra galaxia), ya que en éste existe un alto grado de extinción de la luz, lo que produce un sesgo hacia galaxias brillantes.
- Otra ventaja que presenta este trabajo sobre los anteriores, es el uso del programa FOCAS en el análisis de los campos, utilizando por primera vez las placas digitalizadas de Monte Palomar. En los trabajos anteriores el estudio fue hecho sobre

las placas fotográficas "a ojo", lo cual introduce errores subjetivos. A pesar de que el programa tiene sus limitaciones y es necesario realizar un análisis final "a ojo", este tipo de errores se reduce al mínimo, ya que FOCAS usa los mismos parámetros para todas las placas.

## **5.2 Resultados**

### **5.2.1 Densidades.**

A continuación se dará el resultado de aplicar las pruebas de Mann-Whitney a las distribuciones de densidades de las muestras con sus respectivas contramuestras. En los histogramas 5.1 y 5.2 se muestran las distribuciones de densidad, comparando cada grupo de objetos con su grupo de control. Para todos los casos se hizo la hipótesis nula de que las medias de las distribuciones de densidad eran iguales. La hipótesis alternativa es que estas medias tienen valores diferentes.

El resultado de las pruebas indica que no es posible rechazar la hipótesis nula a un nivel de significación del 2.5%. Esto nos garantiza que las densidades de las distintas muestras son estadísticamente iguales entre sí. Este nivel de significación se ha elegido tan alto para garantizar que, de haber existido alguna prueba para la cual se pudiera rechazar la hipótesis nula, el resultado tuviera muy poca probabilidad de ser azaroso, ya que en principio, no hay ninguna razón para suponer que las densidades varían en el cielo. Pequeñas variaciones en la densidad no afectan directamente los resultados, por lo que un nivel de significación tan alto resulta adecuado.

### 5.2.2 Compañeras Físicas

En la tabla 5.1 se muestran los excesos relativos de compañeras físicas para las Seyfert 1 y su contramuestra, así como para las Seyfert 2 y su contramuestra, es decir en estas tablas se comparan las muestras para ver que grupo de objetos tiene "exceso" de compañeras. Para verificar que estos excesos son estadísticamente significativos se ha realizado una prueba  $\chi^2$  con un nivel de significación del 0.05%, dada la inhomogeneidad de los trabajos anteriores: como los resultados de los resultados de estos trabajos no son contundentes se consideró importante escoger un nivel de significación muy alto.

En la misma tabla se observa que, tanto para el total de galaxias, así como para las galaxias definidas en los campos, las Seyfert 1 no sólo no presentan un exceso de compañeras, sino que por el contrario, pareciera que la muestra de control es la que lo presenta. Sin embargo, realizando las pruebas de homogeneidad  $\chi^2$ , con la hipótesis nula de que el número de compañeras físicas en los dos conjuntos es el mismo, y con la alternativa de que son diferentes, se observa que los dos conjuntos no difieren significativamente en el número de compañeras, pues no se puede rechazar la hipótesis nula ni a un nivel de significación del 20%, siendo que se fijó uno inicial del 0.5%. Este resultado se da, tanto para el caso de las galaxias totales, como para el de las definidas.

En el caso de las Seyfert 2, estas presentan un exceso relativo de 1.42 para las definidas y de 1.27 para el total, como se observa en la tabla. Realizando la prueba  $\chi^2$  con las mismas hipótesis que para el caso anterior, se verifica que estos excesos son reales.

TABLA 5.1  
Excesos Relativos

	Seyfert 1	Control	Exceso	Seyfert 2	Control	Exceso
<b>Número de Objetos</b>	72	73		60	60	
<b>Total de Galaxias</b>						
%Observadas	43.1	43.8		80	55	
%Esperadas	21.2	18		37.9	31.3	
%Obs/%Esp	2.03	2.43	0.84	2.11	1.76	1.2
<b>Galaxias Definidas</b>						
%Observadas	32	34.2		63.3	35	
%Esperadas	18.2	15		33.6	26.3	
%Obs/%Esp	1.76	2.28	0.77	1.88	1.33	1.42
<b>Galaxias Débiles</b>						
%Observadas	23.6	21.9		38.3	35	
%Esperadas	5.6	3.6		11.7	8.3	
%Obs/%Esp	4.21	6.08	0.69	3.27	4.22	0.78

**%Observadas:** Porcentaje de galaxias de la muestra que tienen una o más compañeras (medidas directamente).

**%Esperadas:** Porcentaje de galaxias que se espera tengan una o más compañeras (calculado a partir de la distribución de Poisson).

**%Esp/%Obs:** Cociente de galaxias con compañera observadas entre galaxias con compañera esperadas. El cociente muestra si existe un exceso de galaxias con compañera observadas sobre esperadas para una muestra dada. Este exceso se atribuye a la presencia de compañeras físicas.

**Exceso:** Cociente de (%Obs/%Esp) para la muestra de Seyferts entre (%Obs/%Esp) para la muestra de control. El cociente muestra si existe un exceso de compañeras físicas entre una muestra y su contramuestra.

**Total de Galaxias, Galaxias Definidas y Galaxias Débiles:** definidas en la sección 4.5.3



es decir, que son estadísticamente significativos, pues se puede rechazar la hipótesis nula a un nivel de significación del 0.5% para las galaxias definidas.

La prueba  $\chi^2$  aplicada directamente a los dos tipos de Seyfert muestra que las de tipo 2 tienden a tener más compañeras con un nivel de significación del 2.5%, tanto para las definidas, como para las totales.

En resumen, las galaxias Seyfert 2 tienden a tener una mayor cantidad de compañeras físicas que las galaxias de tipo 1 y que las galaxias normales, es decir que estas galaxias tienden a encontrarse con mayor frecuencia en sistemas en interacción. Por su parte las galaxias Seyfert 1 tienden a tener el mismo número de compañeras físicas que las galaxias normales.

### **5.3 Discusión de Resultados**

Resulta de suma importancia que las densidades galácticas entre muestras hayan resultado estadísticamente iguales en términos generales (aunque si se encontraron ligeras variaciones que no se consideraron de importancia), pues esto garantiza que se está efectuando una comparación entre compañeras físicas. Si las densidades fueran radicalmente distintas, las probabilidades de tener compañeras ópticas entre las distintas muestras también serían diferentes, lo que repercutiría en una mala estimación de compañeras ópticas entre muestras, es decir, éstas se estarían sobrestimando en una muestra, lo que produciría excesos de compañeras físicas falsos.

Como se vio en la tabla 5.1 de excesos relativos, para las galaxias definidas, las Seyfert 2 tienen un exceso de compañeras mientras que las de tipo 1 no. En la misma tabla se muestran los resultados para el total de galaxias. A pesar de que los resultados

para las galaxias definidas se ratifican, se puede observar que las galaxias débiles introducen errores y diluyen los resultados, debido a que éstas son objetos para los cuales no se tiene la certeza de que se haya hecho una clasificación adecuada, además de que, al aumentar el número de galaxias y con éste la densidad de fondo, aumentan los errores del conteo. De aquí en adelante se referirá a los resultados como a los encontrados para las galaxias definidas, dejando de lado a las débiles.

Los resultados de este trabajo están de acuerdo con el trabajo efectuado por LSPT, que había sido el realizado con mayor precisión hasta el momento. En éste no se encontró un exceso de compañeras para las Seyfert 1 y un exceso de 2.7 para las Seyfert 2. Sin embargo, no se realizaron pruebas estadísticas para verificar si estos resultados son significativos.

El exceso en las Seyfert 2 en el trabajo de LSPT respecto al encontrado en la presente tesis, puede ser atribuido a que estos autores utilizaron las mismas muestras que Dahari, y a pesar de que mejoraron el método para eliminar galaxias de fondo, tuvieron los mismos sesgos que este autor .

La selección de las muestras en este trabajo presenta varias ventajas sobre la realizada con anterioridad, por lo cual se obtuvieron resultados más confiables, ya se han podido sintetizar las experiencias previas evitándose así los errores cometidos.

#### **5.4 Conclusiones**

El hecho de que las Seyfert 2 tengan un exceso de compañeras mientras que las Seyfert 1 no, implica que existen diferencias en el entorno entre estos dos tipos de objetos, lo que sugiere que tal vez existan diferencias físicas intrínsecas entre ellos. De ser

así, esto estaría en contraposición con la idea de que todas las Seyfert 2 son Seyfert 1 oscurecidas, como plantea el modelo unificado, ya que se esperaría que no existiera ninguna diferencia en el entorno de estos objetos. Sin embargo, el modelo alternativo, que plantea que las diferencias entre Seyfert 1 y 2 se debe a la contribución relativa a la luminosidad entre la energía liberada por brotes de formación estelar y la liberada por material cayendo en un agujero negro, se ve favorecido.

En un principio se le dio mayor importancia al núcleo por ser el lugar donde al parecer se daba el fenómeno de actividad y no se observaron las regiones cercanas, como por ejemplo, la zona donde se presenta la resonancia de Linblad, que es donde se forman los anillos de formación estelar. Más tarde se empezaron a estudiar estas regiones y se descubrió que podían tener una contribución importante en el espectro de algunos núcleos activos.

Dado lo anterior se han realizado estudios para detectar anillos de formación estelar en galaxias Seyfert. Mientras que para las de tipo 1 estos anillos han sido difíciles de encontrar, para las de tipo 2 se tiene una gran cantidad de indicadores que prueban la existencia de altas tasas de formación estelar: Heckman, et. al. (1989) encontró que las Seyfert 2 son muy fuertes en la emisión de líneas CO y en el infrarrojo lejano. Dultzin-Hacyan et al. (1988 ; 1990) y Dultzin-Hacyan & Benítez (1994) mostraron que, mientras que para las Seyfert 1 la emisión en el lejano infrarrojo está dominada por radiación sincrotrónica para las Seyfert 2 está dominada por reemisión por polvo de luz estelar como en las galaxias con brotes estelares. Dultzin-Hacyan & Ruano (1996) estudiaron las propiedades en distintas longitudes de onda de este tipo de galaxias y llegaron a la

conclusión de que en las galaxias de tipo 1 el motor nuclear gravitacional domina el espectro y los brotes de formación estelar tienen una contribución pequeña, mientras que en las galaxias de tipo 2 es al revés.

Lo anterior muestra más evidencias de la existencia de diferencias intrínsecas y apoya el hecho de que en las Seyfert 2 los brotes de formación estelar tienen una contribución importante en la luminosidad. El resultado de este trabajo, junto con todas las evidencias anteriores, muestran que las interacciones galácticas tienden a propiciar la formación de brotes estelares más que la actividad nuclear. Esto se ve aún más apoyado por el trabajo de MacKenty (1989), en el que encontró que no existe diferencia en los entornos de las galaxias Seyfert y galaxias Markarian (galaxias azules con fuertes brotes de formación estelar) no activas, sin embargo, sí encontró diferencia entre los entornos de estas dos clases de objetos y las galaxias normales. Otra línea de evidencia a favor de esto es que ha sido posible explicar con simulaciones numéricas como las interacciones llevan gas hasta 3 kps del centro, región donde se forman los brotes estelares y no se ha podido explicar satisfactoriamente como es que el gas llega hasta la región central, donde se encuentra el disco de acreción.

Se puede concluir que las galaxias de tipo Seyfert 1 y 2 presentan diferencias intrínsecas que favorecen el modelo que plantea que existen de diferentes contribuciones entre actividad nuclear y formación estelar. Esto no niega que puedan existir algunas Seyfert 1 oscurecidas. Es importante hacer notar que este modelo no explica porqué las Seyfert 2 no tienen una región de emisión de líneas anchas.

### 5.5 Perspectivas a Futuro

- Es importante realizar pruebas estadísticas con el fin de estudiar el error introducido por el factor de subjetividad al revisar el catálogo y determinar de que manera afecta al resultado obtenido.
- Sería conveniente buscar 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 contienen información sobre un gran número de objetos. Si se encontraran dichos corrimientos sería posible prescindir de los métodos estadísticos utilizados para la eliminación de compañeras ópticas.
- Con los datos obtenidos se planea conformar un catálogo de las compañeras cercanas a galaxias Seyfert, el cual estará a disposición de la comunidad astronómica y hará posible la realización de otros proyectos dirigidos hacia el estudio del fenómeno Seyfert.
- Los resultados de este trabajo sugieren que las interacciones galácticas producen brotes de formación estelar. Para apoyar esto, sería interesante comparar con una muestra de galaxias con brotes de formación estelar, trabajo parecido al que realizó MacKenty (1989), utilizando nuestra metodología.
- Dado que los LINERs tienen propiedades físicas intermedias entre las galaxias Seyfert y las galaxias "normales" (Ordoñez, 1997), sería interesante realizar un trabajo similar con una muestra de estos objetos.

## 5.6 Especulación

En esta sección se presentará, como mera especulación, un esquema evolutivo para las Seyfert inspirado en el resultado encontrado en este trabajo. La primera pregunta que surge, al encontrar que las galaxias Seyfert 2 tienen un exceso de compañeras mientras que las Seyfert 1 no, es ¿por qué? Esta es una pregunta que aún no tiene respuesta, sin embargo, es posible que exista una conexión evolutiva entre estos tipos.

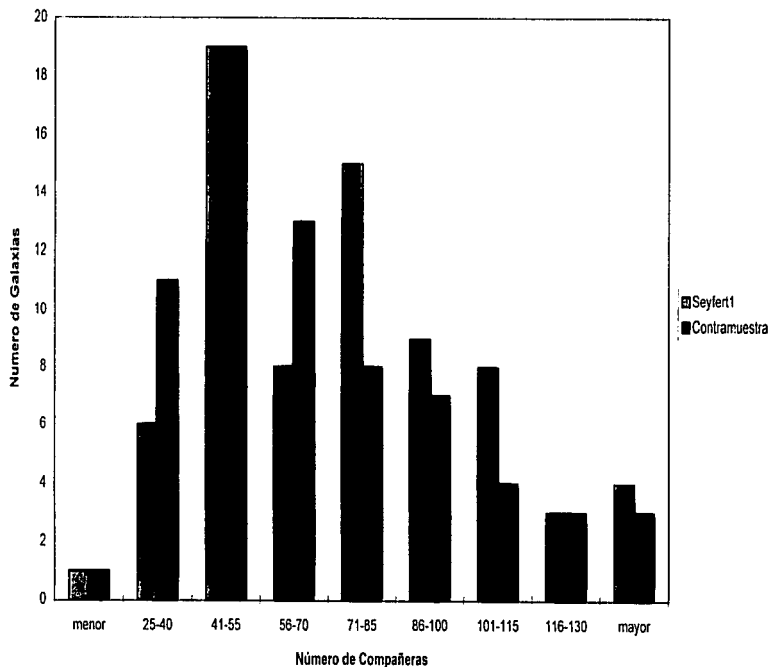
Las galaxias Seyfert 1 tienden a estar más lejos que las Seyfert 2, es decir, las vemos más atrás en el tiempo. Por otro lado las Seyfert 2 tienen brotes de formación estelar con mayor frecuencia. Esto, aúñado al resultado de este trabajo, sugiere que en un principio las galaxias Seyfert consumen el gas de su núcleo observándose como tipo 1 (este modelo no explica los orígenes de la actividad nuclear); con el tiempo, el fenómeno Seyfert disminuye al terminarse el gas en esta región de la galaxia, hasta convertirse en una galaxia normal o probablemente en un LINER cuando el gas quede totalmente extinto. Las galaxias Seyfert 1 que se encontraban en interacción pueden, sin embargo, reactivarse por la presencia de un potencial no axisimétrico, como el producido por la interacción con una compañera cercana, que lleva más gas a la región central donde además se forman brotes estelares observándose entonces una Seyfert 2. Esto explicaría porqué las Seyfert 2 están en sistemas interactuantes con mayor frecuencia y por qué es que en éstas se observa más la presencia de brotes estelares.

Otro hecho que puede apoyar este esquema es que el número de galaxias Seyfert 1 es mayor que el de Seyfert 2. Esto resulta lógico si suponemos que sólo una parte de las Seyfert 1 evolucionan hacia el tipo 2. Las galaxias Seyfert 2 que no están en sistemas

ligados pueden ser, tanto Seyfert 1 oscurecidas, como Seyfert 2 para las que las evidencias de interacción han sido borradas o no son detectables.

## Histograma 5.1

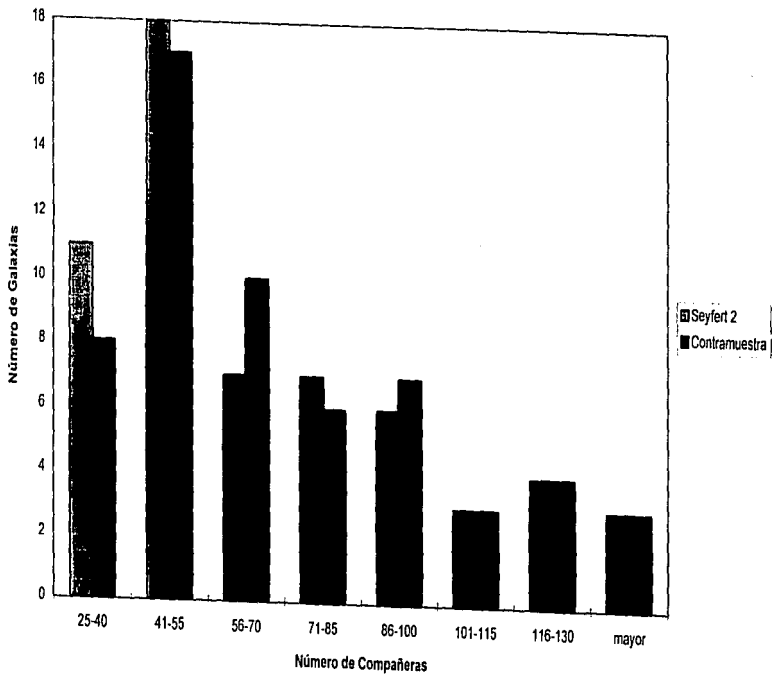
Distribución de Densidades Galácticas Seyfert 1 y Contramuestra





Histograma 5.2

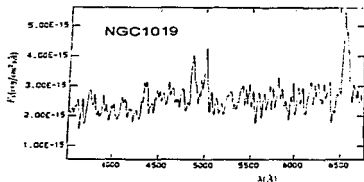
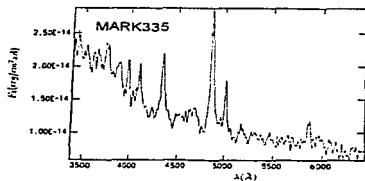
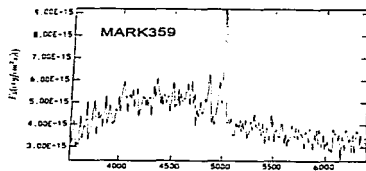
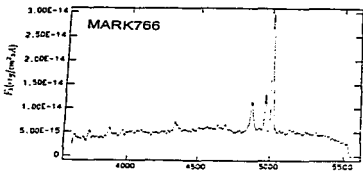
Distribución de Densidades Galácticas Seyfert 2 y Contramuestra



# Apéndice I

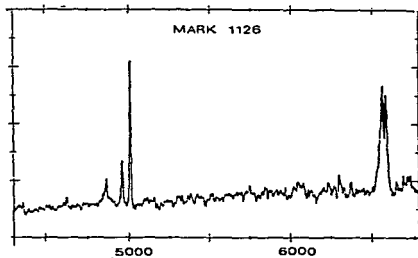
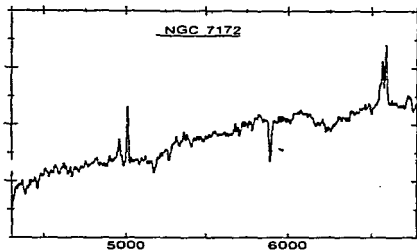
## Espectros de Galaxias Seyfert

### Seyfert 1

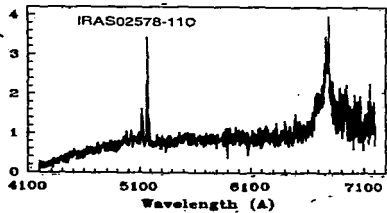


Ref. Cruz-Gonzales et al. 1995

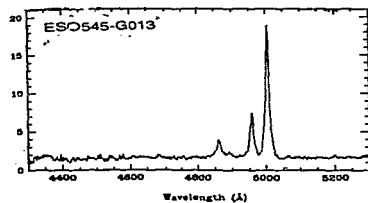
Seyfert 1



Ref. Veron-Cetty & Veron 1986

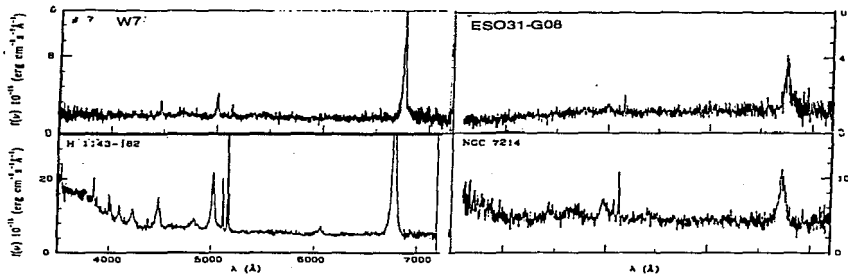


Ref. Kirshakou & Steiner 1990

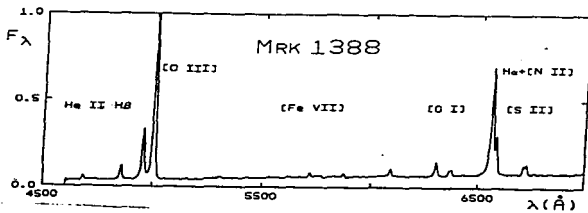


Ref. Coziol 1993

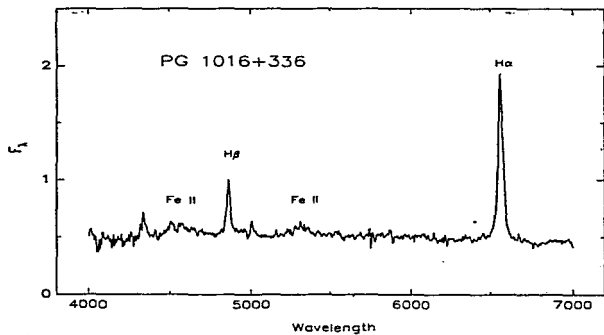
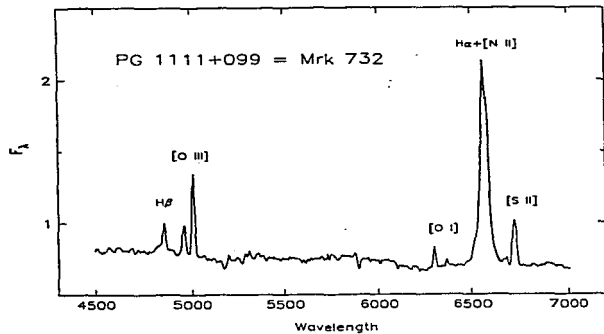
Seyfert 1



Ref. Winkler et al. 1992

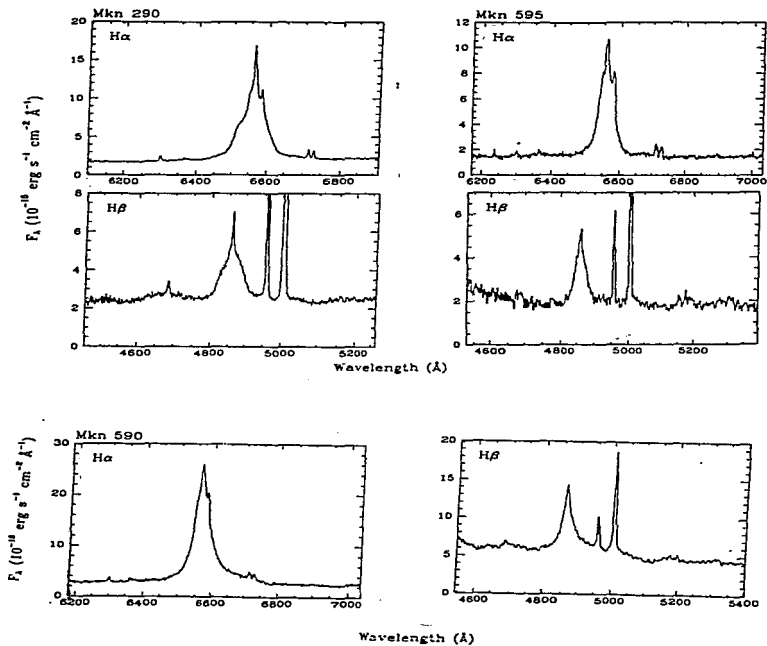


Ref. Osterbrock & De Robertis 1985



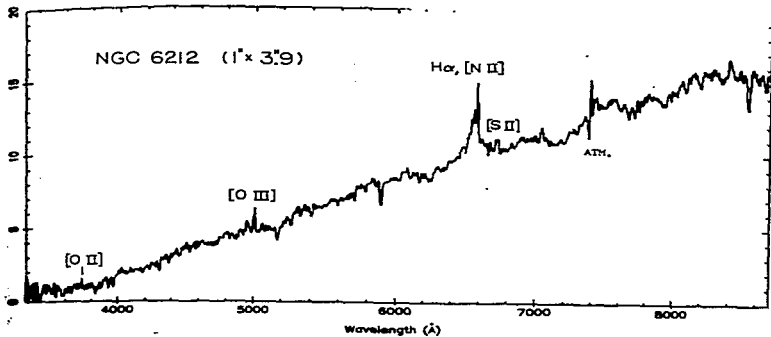
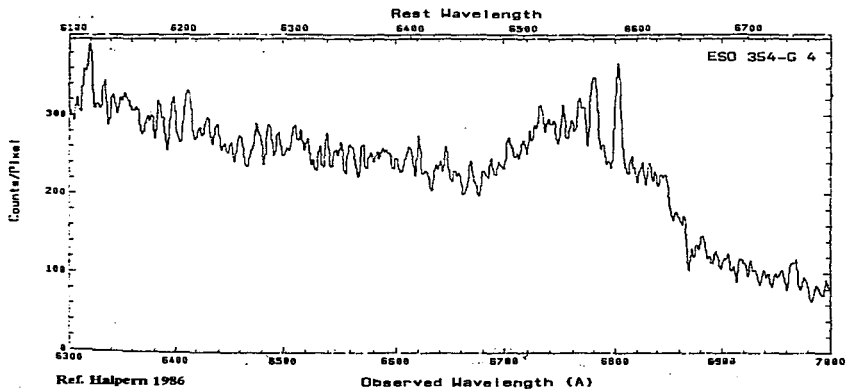
Ref. Osterbrock &amp; Pogge 1987

## Seyfert 1



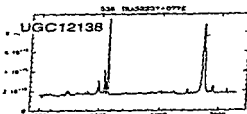
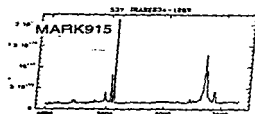
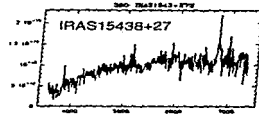
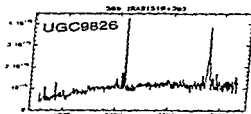
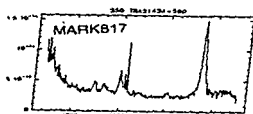
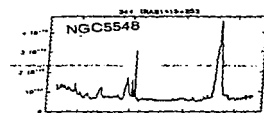
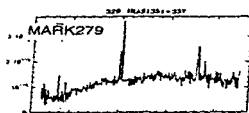
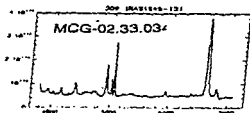
Ref. Stripe 1990

Seyfert 1

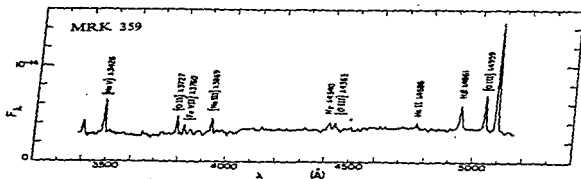


Ref. Natta et al. 1987

Seyfert 1



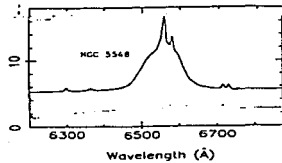
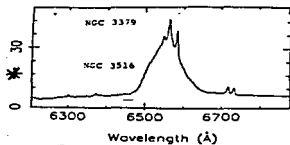
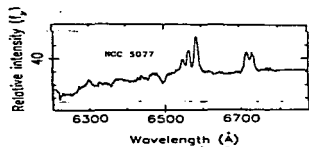
Ref. De Grijp et al 1992



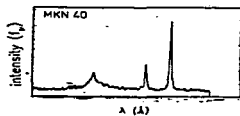
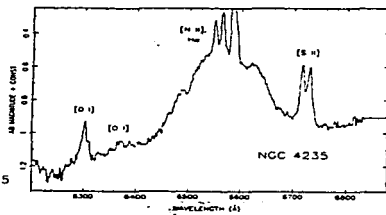
Ref. Davison & Kinman 1978



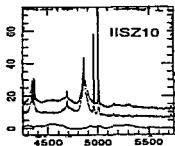
**Seyfert 1**



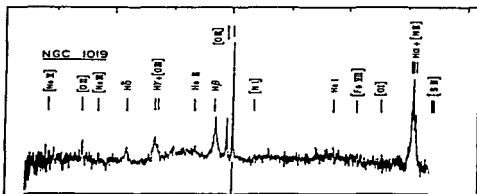
Ref. Filipenko & Sargent 1985



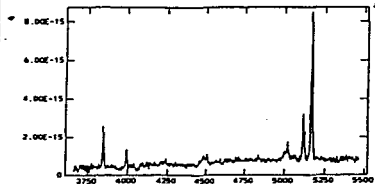
Ref. Heckman & Miley 1981



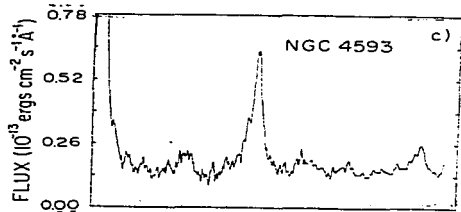
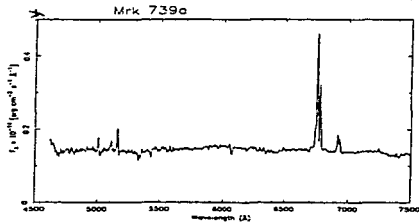
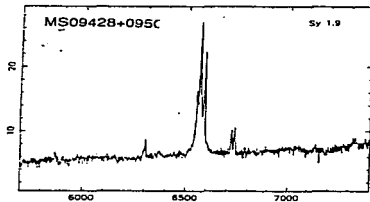
Ref. Boroson & Green 1992



Ref. Phillips et al. 1983

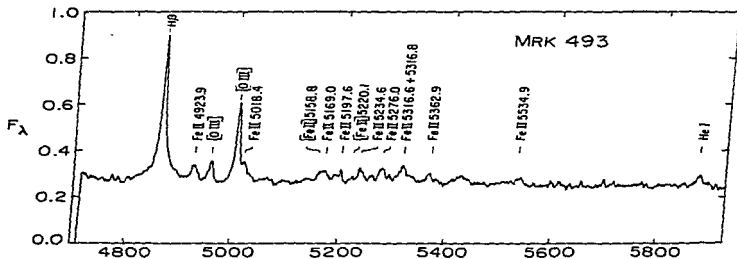
UM 614  $V_r = 9465$   $M_B = -19.44$  Sy 1

Ref. Salzer et al. 1989

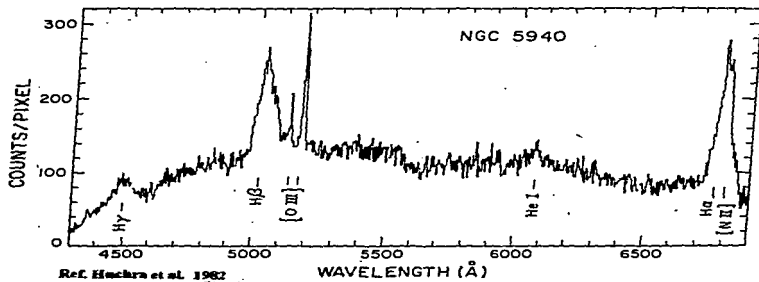


Ref. Chapman et al. 1985

## Seyfert 1

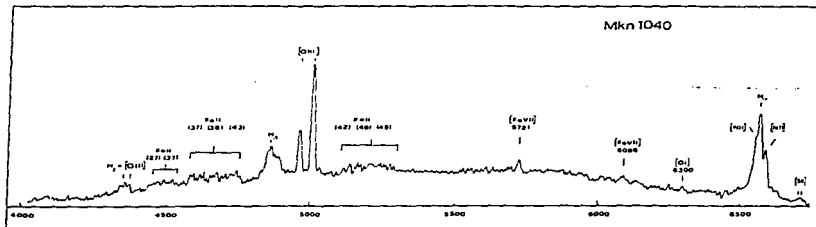


Ref. Osterbrock &amp; De Robertis 1985 WAVELENGTH (Å)

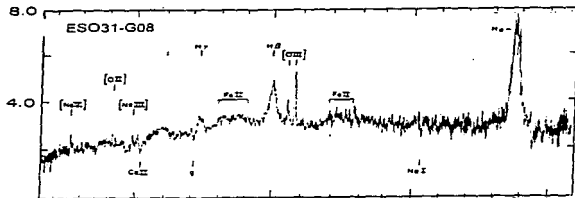
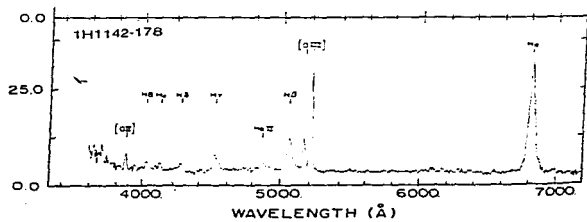


Ref. Hoehn et al. 1982

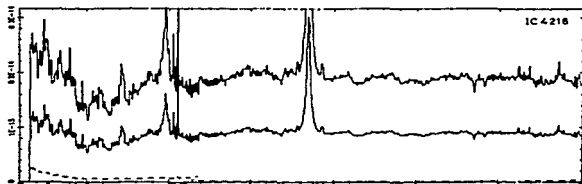
WAVELENGTH (Å)



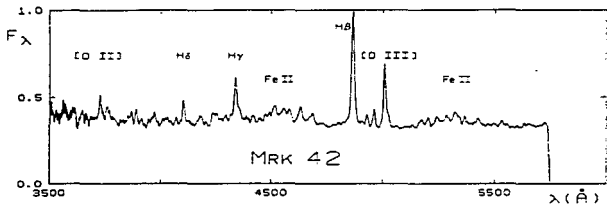
Ref. Rafanelli &amp; Schulz 1991



Ref. Renillard &amp; Bradt 1986

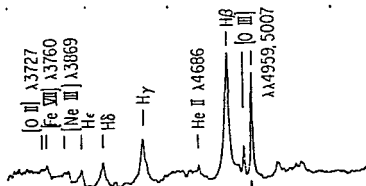


Ref. Morris &amp; Ward 1988



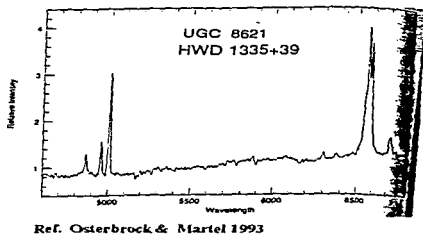
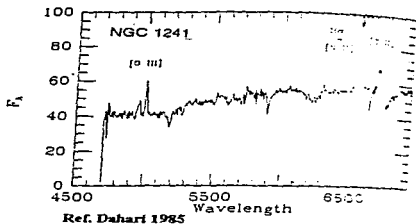
Ref. Osterbrock &amp; Pogge 1985

MK 335

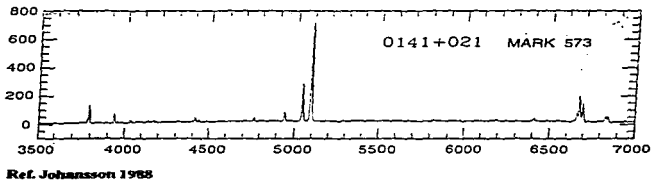
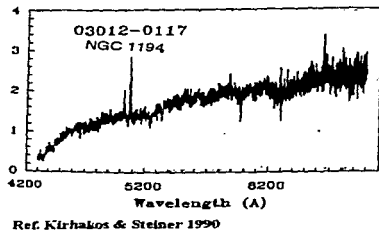
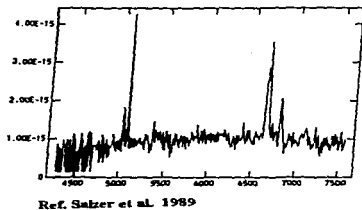


Ref. Aaronson &amp; Boroson 1980

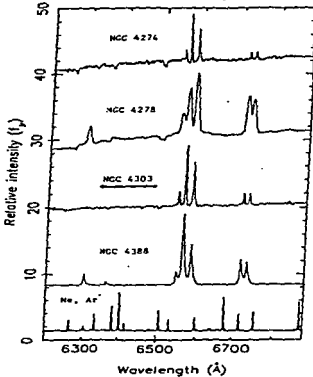
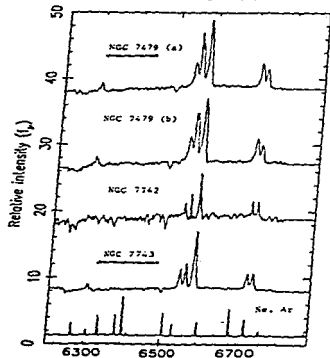
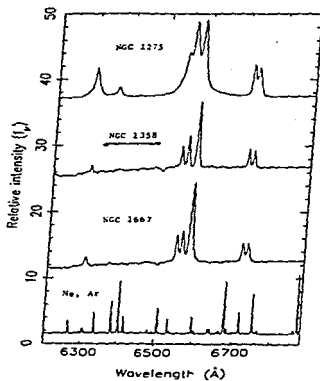
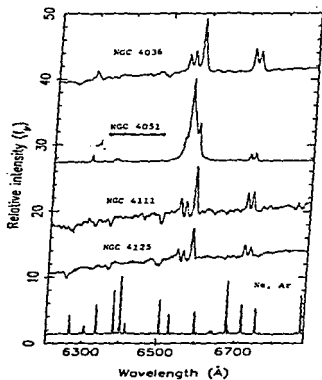
## Seyfert 2



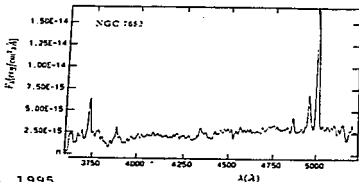
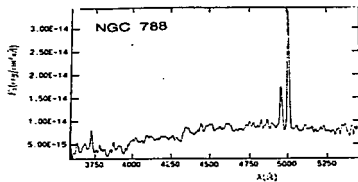
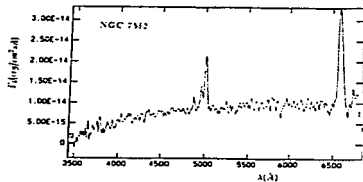
UM 319  $V_o = 4871$   $M_B = -19.34$  Sy 2



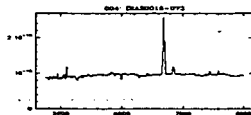
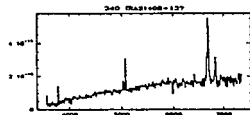
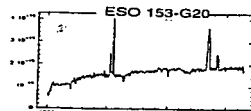
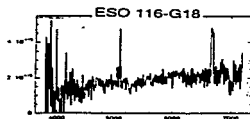
Seyfert 2



Seyfert 2



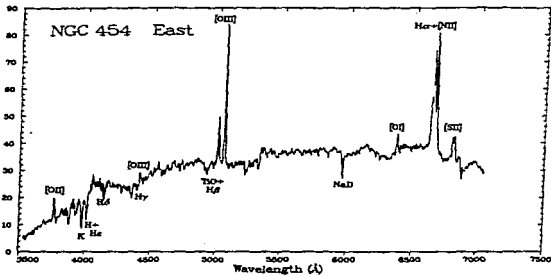
Ref. Cruz-Gonzales et al. 1995



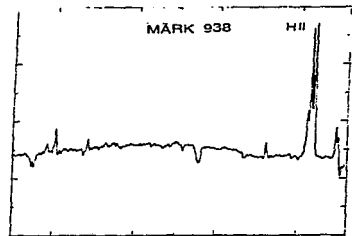
Ref. De Grijs et al. 1992



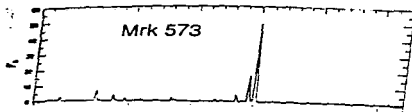
Seyfert 2



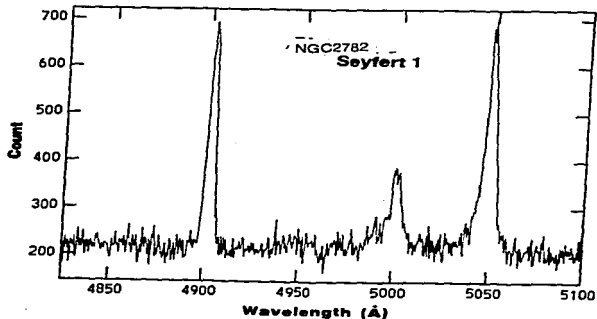
Ref. Johansson 1988



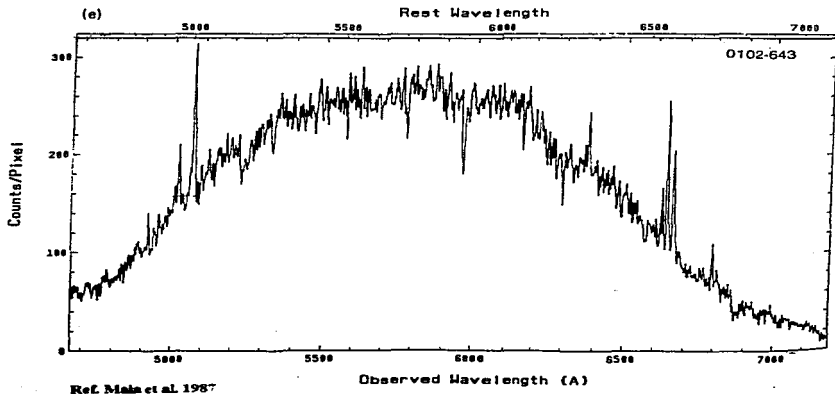
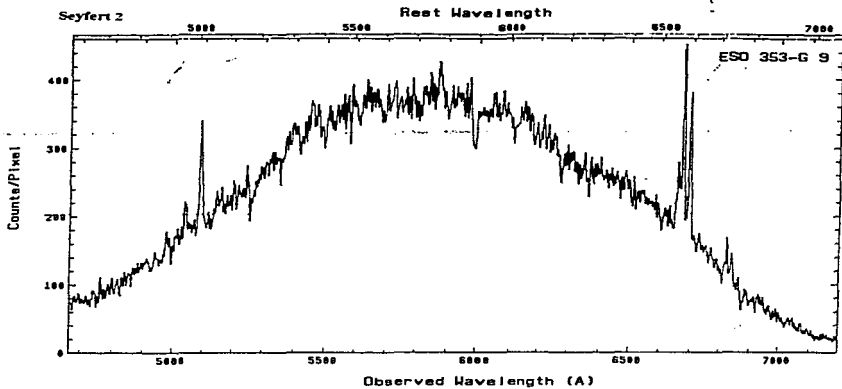
Ref. Veron-Cetty & Veron 1986

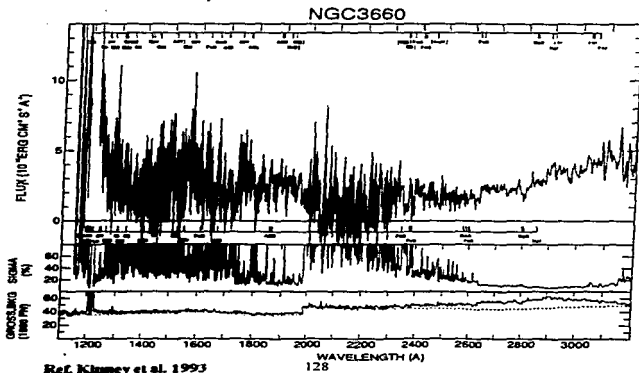
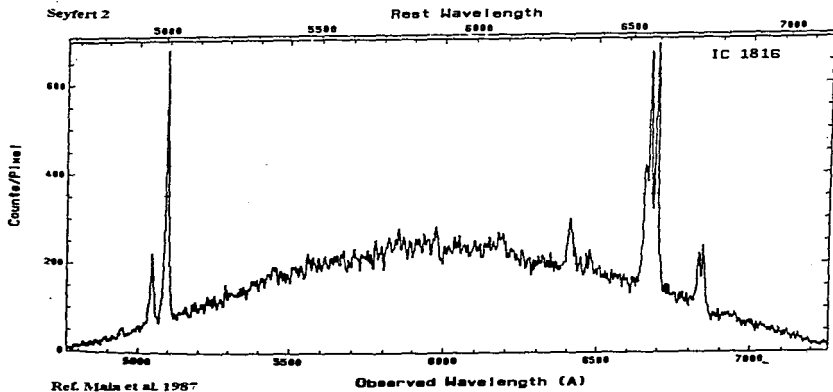


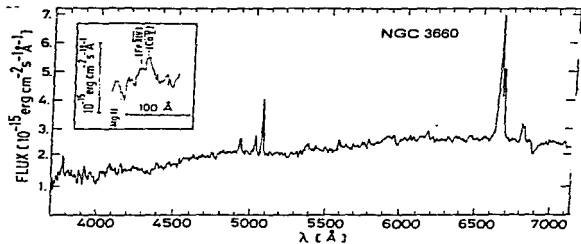
Ref. Kay 1994



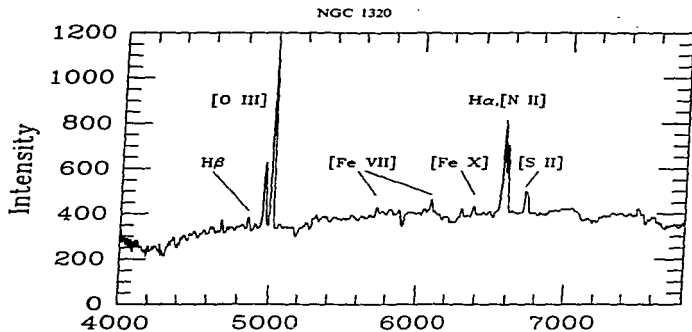
Ref. Kossicutt et al. 1989



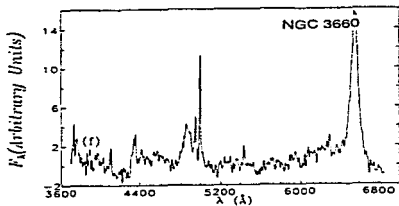




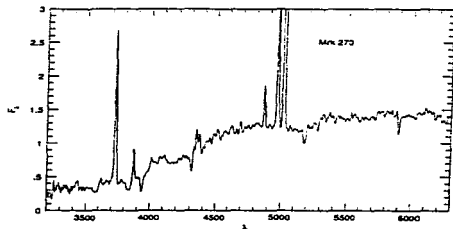
Ref. Kollotschny 1983



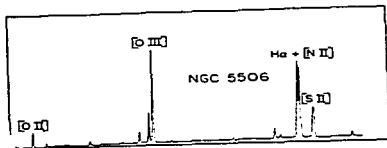
Ref. DeRobertis &amp; Osterbrock 1986



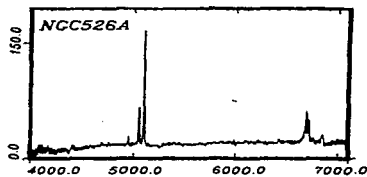
Ref. Pastoriza &amp; Bica 1991



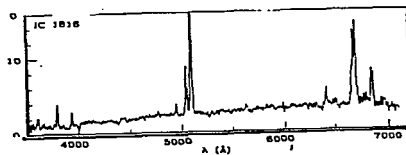
Ref. Kay 1994



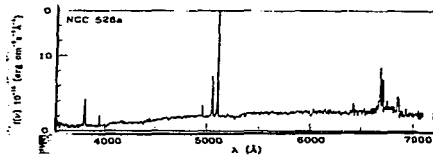
Ref. Shuder 1980



Ref. Fricke &amp; Kollatschny 1989



Ref. Winkler et al. 1992



## **Apéndice 2**

### **FOCAS**

#### **B.1 ¿Qué es FOCAS?**

FOCAS es un sistema que opera en el ambiente UNIX y su principal función es detectar y clasificar imágenes en placas astronómicas. Consta de una serie de programas desarrollados por J.F. Jarvis & J.A Tyson (1981) que crean y manipulan catálogos de objetos a partir de las imágenes en las placas. La manipulación del catálogo incluye la separación de objetos fusionados, la medición de posiciones, forma, parámetros fotométricos, la clasificación astronómica de objetos y el análisis de los catálogos.

FOCAS es un sistema apto para hacer estudios de catálogos, en los que se requiere información sobre muchos objetos, con el propósito de efectuar estudios estadísticos. FOCAS permite investigar las propiedades de las imágenes 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).

FOCAS es capaz de detectar y clasificar objetos cerca del límite débil de las placas fotométricas y procesar simultáneamente, de manera correcta, las imágenes de los objetos brillantes que se encuentran en la placa. Por esto FOCAS es ideal para construir catálogos de objetos débiles.

FOCAS no es aún capaz de realizar estudios precisos de fotometría ni astrometría. Tampoco es infalible en la detección de objetos, separando objetos fusionados y haciendo clasificaciones (lo hace con una precisión moderada). Por esto no es recomendable para el estudio de pocos objetos. Otra limitación de FOCAS es que no funciona adecuadamente en placas donde la densidad estelar es muy alta o para el estudio de objetos muy grandes y luminosos.

## **B.2 Parámetros más importantes**

FOCAS realiza la detección de los objetos basándose en una serie de parámetros, que pueden clasificarse en parámetros de detección, de evaluación, PSF<sup>18</sup> y reglas de clasificación.

### **B.2.1 Parámetros de detección**

Los parámetros de detección controlan el funcionamiento del detector automático. La mayoría de estos parámetros esencialmente nunca se cambian. Los únicos parámetros que el usuario debe tener en cuenta, según las recomendaciones del autor, 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 a los objetos reales. El filtro consiste de un arreglo de dimensión máxima de 5x5, el cual asigna un valor a cada pixel pesándolo respecto a los pixeles vecinos. Este valor se determina como la suma de los pixeles vecinos por el peso del filtro de detección. Los pesos del filtro se asignan en el encabezado del catálogo.

---

<sup>18</sup> PSF: Función de dispersión de punto, del inglés Point Spread Function

### **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 de sigma sobre o bajo el cielo, el cual especifica cuantas veces el valor de la sigma por encima o por debajo del valor del fondo local debe valer el umbral. El valor de este parámetro normalmente está entre 2.5 (para detectar objetos en el límite del ruido de la imagen) y 5 (para detectar claramente imágenes presentes, y sin embargo, evitar posiblemente rayos cósmicos, etc.). El parámetro de densidad de sigma bajo el cielo permite limpiar las regiones que contienen hoyos o poca sensibilidad y evitar que la detección del cielo se realice incorrectamente. Es decir, si en alguna región el valor del pixel esta debajo del valor de este parámetro (debido, por ejemplo, a daños en la imagen) no es usado en la determinación del cielo.

#### **B.2.1.3 Area mínima de detección**

Si el número de pixeles considerados candidatos a objetos no es igual o mayor al límite que impone éste 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 a cabo 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 (1)



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.

### **B.2.2 Parámetros de Evaluación.**

La evaluación de un objeto se lleva a cabo 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.

La relación de intensidad es un arreglo que relaciona linealmente los puntos de la imagen con sus intensidades. El valor de saturación es simplemente un valor límite del valor del pixel para el cual se marca en que momento las intensidades dejan de ser lineales debido a la saturación. La magnitud cero controla la conversión de las magnitudes instrumentales a magnitudes catalogadas y tiene la forma:

$$\text{magnitud} = \text{magnitud cero} - 2.5 \log_{10}(\text{magnitud instrumental})$$

Esta se usa en conjunción con la magnitud límite del catálogo para controlar la evaluación de los objetos. Si la magnitud de un objeto es menor a la magnitud límite éste se evalúa. 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 RA y DEC de un objeto y se usa para producir coordenadas astronómicas.

### **B.2.3 PSF**

La PSF es un arreglo de dimensión máxima  $15 \times 15$  de las intensidades relativas de la imagen de una estrella. Es la función que resulta de la convolución de la óptica del telescopio, con factores externos como cúpula, atmosfera, etc. La PSF es usada por FOCAS para clasificar los objetos astronómicos. FOCAS fija esta función automáticamente pero también es posible que el usuario construya su propia función a partir de las estrellas que escoja.

### **B.2.4 Reglas de Clasificación**

Para poder clasificar a los objetos como objetos astronómicos, una vez determinada su magnitud y su escala de resolución (que se explicará más adelante), la rutina de resolución usa las reglas de clasificación que consisten en una tabla que contiene los intervalos de las magnitudes y escalas correspondientes a cada clase, para asignar una clase al 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 difuso.

### **B.3 Rutinas Principales**

Para clasificar de los objetos en las placas en objetos astronómicos FOCAS usa las siguientes rutinas: detección (*detect*), determinación del cielo (*sky*), evaluación (*evaluate*), resolución (*resolution*) y separación de objetos (*splits*). A continuación se explica a grosso modo como funcionan esta rutinas. Para más detalle ver Francisco Valdes (1982) y Jarvis & Tyson (1981).

### **B3.1 Detección**

Esta rutina consta de dos partes principales en la detección de objetos. La primera es la determinación del fondo local realizada en una exploración de línea rápida en la que se define que píxeles no pertenecen al fondo. La segunda parte consta de reunir estos píxeles en objetos continuos sin tomar aún en cuenta densidades, intensidades, cuentas, etc. La rutina determina el fondo y define que píxeles tienen un valor por encima de este fondo (usando un valor umbral) mientras simultáneamente define los píxeles que están debajo del fondo (usando un valor umbral independiente).

Para la determinación del fondo 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 píxeles. La segunda consideración es que la sigma del fondo se mantienen constante a lo largo de toda la imagen por ser estudiada. En el caso de una imagen en la que a partir de cierto punto haya una cambio abrupto en el fondo, el programa detectará de manera errónea el resto de la imagen como un solo objeto. 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.

El detector automático comienza por explorar las primeras líneas de la imagen para determinar el promedio y sigma del fondo. Existe un valor de fondo para cada pixel del cielo a lo largo de una línea. Entonces, se calcula el promedio del fondo con cada pixel de la línea inicial y se fijan todos los valores de fondo a este valor promedio. Entonces la rutina determina que píxeles exceden el valor umbral de detección respecto al

valor del fondo. Los píxeles que exceden este valor son ignorados y los píxeles cuyo valor es menor son usados para actualizar el valor del fondo.

Una vez determinado el valor del fondo para las primeras líneas de la imagen, la rutina comienza con la detección usando este valor de fondo, para el resto de la imagen, determinado que píxeles son candidatos a objetos.

El siguiente paso que lleva a cabo la rutina es reunir los píxeles candidatos a objetos en objetos continuos. Después se mide el área de estos objetos y si el área de estos es menor al parámetro de área mínima de detección el objeto es descartado. Si el área del objeto es igual a mayor al valor de este parámetro entonces se asigna a cada objeto la posición de su centro, el área total (estos últimos en píxeles) y los datos se escriben a un archivo conformándose el catálogo.

### **B.3.2 Determinación del cielo**

Debido a que el valor del cielo determinado por la rutina de detección no es muy preciso, en esta rutina se usa un método más sofisticado para hacer una nueva determinación de este valor (ver Valdes 1993). En la siguiente rutina, que es la de evaluación, se calculan algunas cantidades físicas y fotométricas de los objetos y para determinar estas cantidades se requiere de un valor del cielo más preciso

### **B.3.3 Evaluación**

Esta rutina toma los objetos del catálogo, que aún contiene muy poca información sobre los objetos, y determina cantidades físicas y fotométricas de los objetos usando la información del encabezado de la imagen. La rutina calcula de nuevo las posiciones pero 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 píxeles cuyo valor es igual al valor del umbral de detección, esta curva entonces 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 las forma y la luminosidad total entre otras cantidades de interés para la realización de estudios estadísticos de los objetos del catálogo.

#### **B.3.4 Resolución**

Esta rutina clasifica los objetos mediante el método de clasificación de resolución. 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 difusos. Los objetos saturados se clasifican como estrellas. Los objetos con fuertes asimetrías se clasifican como objetos largos. Entonces la rutina usa las reglas de clasificación anteriormente mencionadas, las cuales determinan los rangos de magnitudes y de escala para terminar la clasificación dando un nombre al objeto (estrella, galaxia, estrella difusa, objeto largo, objeto difuso, y ruido).

### **B.3.5 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.

- Para más detalles sobre el programa FOCAS ver Jarvis & Tyson (1981)



## REFERENCIAS

- Adams, T. 1975, ApJ 186, 675.
- Alladin, S. M. 1965, ApJ 141, 768
- Alloin, D., et al. 1984, ApJ 288, 205
- Angel, J. R. & Stockman, H. S., 1980 Ann. Rev. Astr. Ap. 18, 321.
- Antonucci, R. R. J. & Miller, J. S., 1985 ApJ 297, 621
- Antonucci, R. R. J. 1983 Nature 303, 158.
- Arp, H. 1966 Science 151, 1214.
- Arsenault, R. 1989, A&A 217, 66
- Basde, W. & Minkowsky, R. 1954 ApJ 119, 206
- Balick, B. & Heckman, T. M. 1982 Ann. Rev. Astr. Ap. 20, 431.
- Barnes, J. E. & Hearnquist, L. 1991, ARA & A 30, 705
- Barnes, J. E. & Hearnquist, L. 1991 ApJ 370L, 65b.
- Barthel, P. D. 1989, ApJ 336, 606
- Benitez, E. 1997 Tesis Doctoral UNAM
- Binette, L., Robinson, A. & Courvoisier, T. J. 1988 A&A 194, 65.
- Binney & Tremaine, 1987 en "Galactic Dynamics", Princeton Univ. Press
- Blandford, R. D. & Rees, M. J. 1978 Pittsburgh Conf. on BL Lac Objects, ed. A.M. Wolfe, Univ. of Pittsburgh, p.328
- Blandford, R. D. & Rees, M. J. 1992 en "Testing the AGN Paradigm", eds. S. S. Holt et al. AIP, p3.
- Blandford, R. D., Netzer, H. & Woltjer, L. 1990 en "Active Galactic Nuclei", ed.T.J.-L. Courvoisier & M.Mayor p.1
- Boroson, T. & Green, D. W. 1992 AJs 80, 190.
- Bregman, J. N. 1990 Astron. Astrophys. Rev. 2, 125.
- Burbidge, E. M., et al., 1976, A J 137, 1022
- Byrd, G. 1987, A&A 171, 16
- Chapman, G.N., Geller, M.J., Huchra, J.P. 1985, ApJ 297, 151
- Chuvaev, K. K., et al. 1990 Sov. Astron. Lett. 16, 372.
- Combes, F. 1988 en "Galactic & Extragalactic Star Formation" Ed. R.E. Pudritz & M. Fich Kluwer Academic Publishers, p. 4
- Contopoulos, 1995 ApJ 450, 616.
- Coziol, L. 1993 MNRAS 261, 170.
- Cruz-Gonzales, I., et al., 1995 ApJ Supl. 94, 47.
- Dahari, O. & De Robertis, M. M. 1988 ApJ Supl. 67, 249.
- Dahari, O. 1983 BAAS 15, 987
- Dahari, O. 1984, AJ 89, 966
- Dahari, O. 1985 ApJ 57, 643.
- Dahari, O. 1988 ApJS 67, 249
- Daly, R. A. 1990 ApJ 355, 416d.
- Davidson, K. & Kinman, T. D. 1978 ApJ 225, 776.
- De Grijp, M. H., et al. 1992, A&AS 96, 389.
- Devereux, N. 1986 ApJ 323, 91
- Devereux, N., Becklin, E. E. & Scoville, N. 1986 ApJ 312, 529
- Dressel, L. & Gallagher, J. S. 1994 en: "Mass-Transfer Induced Activity in Galaxies", ed. Shosman (Cambridge Press), p.16
- Dultzin-Hacyan, D. & Benitez, E. 1994, A&A 291, 720
- Dultzin-Hacyan, D. & Hacyan, S. 1984 en "Temas Selectos de Astrofisica" De. M. Peimbert (México, UNAM)
- Dultzin-Hacyan, D. & Ruano, C. 1996, A&A 305,719
- Dultzin-Hacyan, D. 1988 en "Cuasares en los Confines del Universo" ed. Fondo de Cultura Económica (México)
- Dultzin-Hacyan, D. 1995, A&A SC3, 31
- Dultzin-Hacyan, D. 1997, pretrio



Dultzin-Hacyan, D., Masegosa, J. M. & Moles, 1990 A&A 238, 28.  
 Dultzin-Hacyan, D., Masegosa, J. M. & Moles, M. 1988 A&A 206, 95.  
 Edelson, R.A. & Malkan, M. 1986 ApJ 324, 701.  
 Elvis, M., et al. 1978 MNRAS 183, 159.  
 Ferland, G. J. & Netzer, H. 1983 ApJ 264, 105.  
 Ferland, G.J. & Persson, S.E 1989 ApJ 347, 656.  
 Filippenko, A.V. & Sargent, W.L.W. 1985 ApJS 57, 503  
 Franco, J., et al. 1994 ApJ 435, 805.  
 Fricke, K.J. & Kollatschny, W. 1989 A&A Supl. 77, 75.  
 Fuentes-Williams, T. & Stoke, G. 1988 AJ 96 (4) ,1235  
 Granato, G.L., et al. 1993, ApJS 89, 35  
 Guichard 1991 Tesis Doctoral UNAM  
 Gunn, K.E. 1979 en "Active Galactic Nuclei". Eds. C. Hazard y S. Mitton (Cambridge, Cambridge Univ. Press), p.1.  
 Halpern, J. 1986 AJ 91, 1019.  
 Hawarden, T.G., et al. 1986 MNRAS 221, 41P.  
 Heckman, T.M. & Miley, G.K. 1981 ApJ 247, 403.  
 Heckman, T.M., et al. 1989 AJ 342, 735.  
 Hernquist, L. 1989 Nature 340, 687.  
 Higdon, J.L., Smith, B., Lord, S.D. & Rand, J. 1995, ApJ 438, L79  
 Hills, R.E. 1975 Nature 254, 295.  
 Holmberg, E.B. 1941 ApJ 84, 385, 1975  
 Holmberg, E.B. 1975 en "Stars and Stellar Systems", ed. A. Sandage, M. Sandage & J. Kristian, Univ. Chicago  
 Huchra, J. Wyatt & Davis, M. 1982 AJ 87, 1621.  
 Huchra, J., Davis, M., Latham, D., Tonry, J. 1983, ApJ S 52, 89.  
 Jarvis, B.J. & Tyson, H. 1981 Astron. J 85, 476.  
 Johansson, L. 1988 A&A 191, 29.  
 Kalman, T. & Mushotsky, R. 1985 ApJ 292, 49.  
 Kay, L.E. 1994 ApJ 430, 196.  
 Keel, W.C. 1983 Astr. J. 90, 708.  
 Keel, W.C., et al. 1985 ApJ 90, 708.  
 Kenji Bekki, 1995 MNRAS 276, 9.  
 Khachikian & Weedman, 1971 Astrofizika 7, 389.  
 Kim & Jennrich, 1970 en "Selected Tables in Statistics", Vol I (Markham, Chicago), p.79.  
 Kirhakos, S.D. & Steiner, J.E. 1990 AJ 99, 1722.  
 Koski, A.T. 1978 ApJ 223, 56.  
 Kotilainen & Ward 1993, MNRAS 263, 655  
 Krolik, J., McKee, M. & Carter J. 1981 ApJ 249, 422.  
 Krolik, J. & Begelman, M. 1988 ApJ 329, 702  
 Larson, S.B. & Tinsley 1978, ApJ 219, 46  
 Laurikainen, E., Salo, N., Teenikorpi, L. & Petrov, S. 1994, A&AS, 108, 491  
 Laurikainen, E., Salo, N., Teenikorpi, L. & Petrov, S. 1995, A&A, 293, 683  
 Lawrence, A. & Elvis, M. 1982 ApJ 256, 410.  
 Lawrence, A., et al. 1985 ApJ 291, 117.  
 Lederman, Handbook of Applicable Mathematics, Vol VI Statistics, Lancaster 1984  
 Longo, G., Grimaldi, A. & Richter, G. 1995 A&A 299L, 45L.  
 Luminet, J. 1981 "Noyeaux Actifs des Galaxies. Compte Rendu de l'Ecole de Couteiras" (de. E. Shatzman, France).  
 MacKenty, J. 1989, ApJ, 343, 125  
 Mais, M.A.G., et al. 1987 AJ 93, 546.  
 Markarian, B.E. 1967 Astrofizika 3, 55

Marziani, P. 1989, Tesis Doctoral  
 Marziani, P., Keel, W.C., Duftzin-Hacyan, D., Sulentic, J. 1994, ApJ 435, 668  
 Mazzei, P., Cunr, A. & Bonoli, C. 1995, AJ 110, 559  
 McCray, R. 1979 "Active Galactic Nuclei" Eds. C. Hazard y S. Mitton (Cambridge, Cambridge Univ. Press), p.227.  
 Menon, T.K. 1995, AJ 110, 2605  
 Mihos, J.C. & Hearnquist, L. 1994, ApJ 425, L13  
 Miller, T. S. & Goodrich, W 1990, ApJ, 335,456  
 Morgan, D. H. 1958, PASP 70, 364  
 Mouri, H. & Taniguchi, Y. S. 1992 ApJ 386, 68.  
 Netzer, H. 1975 MNRAS 171, 395.  
 Neugubauer et al., 1976 ApJ 205, 29.  
 Nilson 1973, P. "Uppsala General Catalog of Galaxies" (Uppsala)  
 Noguchi, K. 1988, A&A 203,259  
 Norman, C. & Scoville, J. M. 1988, A J 322, 124  
 Norman, C. & Silk, J. 1983, A&A 122, 330  
 Ordoñez, R. 1997 Tesis de Licenciatura, UNAM  
 Osterbrock, D. 1978 Proc. Nat. Acad. Sci. USA 75, 540.  
 Osterbrock, D. 1984 Quart. J. Roy. Astr. Soc. 25, 1.  
 Osterbrock, D. E. & De Robertis, M.M. 1985 PASP 97, 11290  
 Osterbrock, D. & Pogge, 1987 ApJ 292, 166.  
 Osterbrock, D. 1990 ApJ 352, 561  
 Osterbrock, D. 1991 PASP 103, 8740.  
 Osterbrock, D. & Martel, A. 1993 ApJ 414, 552.  
 Pastoriza, M. & Bica, E. 1991 AJ 102, 1616.  
 Penston, M. V. & Pérez, E. 1984 MNRAS 211, 33.  
 Petrosyan, A. R. 1983 Astrofizika 18, 548.  
 Phillips, M. M. Charles, P. A. & Baldwin, J. A. 1983 ApJ 266, 485.  
 Phillips, M. M., et al., 1986 Astr. J. 91, 1062.  
 Rafanelli, P & Violato, M. 1995 AJ 109(4), 1546.  
 Rafanelli, P. & Schutz, A. 1991 Anac. 312, 167R.  
 Rees, M. J. 1989 MNRAS 239, 1R.  
 Remillard, R. A. & Bradt, V. 1986 ApJ 301, 742  
 Rieke, M. J. et al., 1976 Nature 260, 734.  
 Salpeter, E. 1964 ApJ 140, 796.  
 Sätze, J. J., MacAlpine & Boroson, T. A. 1989 ApJ Supl. 70, 479.  
 Sanders, D.B. et al. 1988 Astrophys. J 325, 74  
 Schechter, P. L. 1976 AJ 203, 297.  
 Schinckel, A. & Phillips, M. 1983 en "A Catalogue of Active Galaxies", Anglo-Australian Observatory  
 Sckoklovski, 1960 Soviet Astr. 4, 885.  
 Schmidt, M. 1976 ApJ 151, 393s.  
 Schombert, J. M. et al. 1990, A J 99, 497  
 Sersic, J. L. & Pastoriza, M. 1967, PASP 79, 152  
 Shakura, N. & Sunyaev, R. A. 1973 A&A 24, 337.  
 Shane, C.D. & Wirtanen, C.A. 1967, Publ. Lock Obs. Univ. Chicago  
 Shane, W. W. 1975, "Galaxies and the Universe, in Stars and Stellar Systems" Vol IX eds. Sandage & Kristian, 647  
 Shlosman, I. A. et al., 1990 en "Paired and Interacting Galaxies" IAU Coll. 124, p. 689.  
 Shuder, J.M. 1980 ApJ 240, 325.  
 Shuder, J.M. & Osterbrock, D. 1981, ApJ 250, 55  
 Sirkkin, S. N., Su, J. & Schwarz, A. 1980, ApJ 237, 404

Stripe, G. M. 1990 *A&A* 85, 1049.  
Sulentic, J. W. 1978, *ApJ Supl.* 32, 171  
Terlevich, R. & Melnick, A. 1985 *MNRAS* 213, 841.  
Terlevich, R., Melnick, A. & Moles, M. 1987 "Observational Evidence for Activity in Galaxies" *IAU Symp.* 121.  
Tohline, J. E. & Osterbrock, D. 1982 *AJ Lett.* 252, L49.  
Toomre, A. & Toomre, 1972, *ApJ* 178, 623  
Turner, J. L. 1976, *ApJ* 208, 20  
Ulvestad, J. S. & Wilson, 1984 *ApJ* 285, 439.  
Urry, S. M. 1990 "Multiwavelength Astrophysics" de. F. Córdova (Cambridge Univ. press.) p.279.  
Valdes, F. 1982 *Manual de FOCAS*  
Veron-Cetty, P. & Veron, M. 1991, "A Catalog of Quasars and Interactive Nuclei" 5th ed.(ESO)  
Veron-Cetty, P. & Veron, N. 1986 *A&A* 85, 241.  
Voronstov-Velyaminov 1959 "Atlas and Catalog of Interacting Galaxies" (Sternberg Inst.)  
Weedman, D. W. 1981, *AJ* 248, 105  
Weedman, D. W. 1977, *ARA & A* 15, 69  
Weedman, D. W. 1983 *ApJ* 266, 479.  
Wilson, C. D. et al., 1988 *ApJ* 310, 121.  
Winkler, H. et al., 1992 *MNRAS* 257, 677.  
Wolfejer, L. 1989, *JA* 34, 24  
Zeldovich & Novikov, 1964 *Doklady Acad. Nauk.*, 155, 1033.  
Zheng-Long, W. et al. 1995, *A&A* 304, 369