

37
2ej.



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

Estudio Estadístico de Galaxias Seyfert,
tipos 1 y 2 en Multifrecuencias.

T E S I S
QUE PARA OBTENER EL TITULO DE:
F I S I C O
P R E S E N T A
CARLOS RUANO CAVAZOS

MEXICO, D. F.,

1992.

FALLA DE COPIA



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 está 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.

PROLOGO

Parir una tesis puede ser muy doloroso, sobre todo si el período de gestación y el parto se llevan dos años y medio. Pero una vez que se tiene al chamaco entre los brazos, todo es felicidad y alegría.

Quiero agradecer a todas las personas que de alguna manera estuvieron conmigo durante todo ese tiempo. Si omito a alguien es mero descuido, no ingratitud.

Mis padres, Carlos y Yolanda, y Leopoldo y Rodrigo, mis hermanos, siempre me apoyaron con infinita paciencia y cariño, al igual que mis abuelas, Lola y Andrea, y mis tíos y primos. Los quiero a todos.

A Deborah Dultzin, mi directora de tesis, asesora en el posgrado, mamá académica y consejera sentimental; trabajar con ella y conocerla es de lo mejor que me ha sucedido.

A Manuel Peimbert, Alipio Calles, Irene Cruz-González y José Franco por haber aceptado fungir como sinodales y por todos sus comentarios, sugerencias y correcciones. También a José Guichard y Alejandro Ruelas, quienes no quedaron como sinodales pero me ayudaron mucho.

A la Dra. Silvia Torres, por el interés que ha mostrado en mi formación y por ser como es.

INDICE

CAPITULO 1

NUCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

1.1 Introducción	1
1.2 Clasificación	7
1.2.1 CUASARES	10
1.2.2 RADIO GALAXIAS	11
1.2.3 OBJETOS BL LACERTAE	12
1.2.4 GALAXIAS SEYFERT	13
1.2.5 LINER's	15

CAPITULO 2

CONTINUO Y REGIONES DE LINEAS DE EMISION

2.1 Introducción	16
2.2 Continuo	18
2.3 Emisión en líneas	20
2.4 Fotoionización	22
2.5 Región de líneas anchas	23
2.6 Fuentes de energía	26
2.6.1 MODELOS DE AGUJERO NEGRO	26
2.6.2 BROTES ESTELARES Y ACTIVIDAD NUCLEAR INDUCIDOS POR INTERACCIONES ENTRE GALAXIAS	32

CAPITULO 3

GALAXIAS SEYFERT	37
------------------	----

CAPITULO 4

DATOS, ANALISIS Y RESULTADOS

4.1 El catálogo	44
4.2 Resultados estadísticos	47
4.3 Correlaciones	63

CAPITULO 5

ANALISIS DE COMPONENTES PRINCIPALES

5.1 Programa de análisis estadísticos	76
5.2 Análisis de componentes principales	76
5.2.1 EL METODO	77
5.3 Galaxias Seyfert 1	80
5.4 Galaxias Seyfert 2	87
5.5 Comentarios finales	91

GLOSARIO	93
----------	----

Referencias	95
-------------	----

**Existen tres tipos de mentiras: las malintencionadas,
las piadosas y la estadística.**

Anónimo.

CAPITULO 1

NUCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

1.1 Introducción.

Las primeras fotografías de galaxias fueron obtenidas utilizando las exposiciones más largas posibles para poder captar la estructura de las regiones de menor brillo. Desafortunadamente, una consecuencia de esto fue que los núcleos brillantes quedaron sobreexpuestos y mucha información de las regiones centrales de galaxias elípticas y espirales permaneció ignorada durante algún tiempo. En la actualidad, al realizar observaciones de galaxias se hace énfasis en el estudio de las regiones compactas y brillantes que exhiben muchos núcleos galácticos.

El estudio observacional de los núcleos activos de galaxias (NAGs) comenzó con Fath (1909), al realizar un survey espectroscópico de las "nebulosas" espirales más brillantes. Fath notó que aunque la mayoría de las nebulosas tienen un espectro de líneas de absorción (lo que él correctamente interpretó como la luz integrada de una gran cantidad de estrellas), una de ellas, NGC 1068, mostraba líneas de emisión. Reconoció algunas de estas líneas como las líneas características de las nebulosas planetarias: [OII] $\lambda 3727$, [Ne III] $\lambda 3869$, H β y [OIII] $\lambda\lambda 4363, 4959, 5007$. Después, Slipher (1917) obtuvo mejores espectros de NGC 1068, así como de NGC 4151, que es similar al de la primera.

La primera discusión real de actividad galáctica fué hecha por Seyfert (1943), quien examinó galaxias espirales con núcleos brillantes

y con apariencia estelar. Seyfert notó que las líneas de emisión del hidrógeno en varias de estas galaxias eran más anchas que las de las nebulosas gaseosas (regiones HII, planetarias, etc.) y de las espirales "normales". Si estos anchos en las líneas son debidos a ensanchamiento Doppler, las velocidades resultantes deben de ser del orden de miles de km s^{-1} , mucho mayores que las observadas habitualmente. Además notó que coexistían líneas de "baja" y relativamente "alta" ionización. Estas propiedades se convirtieron en el sello distintivo de lo que ahora llamamos "galaxias Seyfert", el tipo más numeroso de NAGs.

Después de la Segunda Guerra Mundial comenzaron nuevas investigaciones con radio-telescopios y se descubrió un gran número de fuentes de radio extragalácticas. Una de las primeras fue Cyg A (3C 405), identificada por Baade y Minkowsky (1954) como una galaxia CD con corrimiento al rojo de $z = 0.057$. Su espectro con líneas de emisión es muy similar, tanto en los anchos de líneas, como en los altos niveles de ionización, al espectro de las galaxias Seyfert. Mediante la detección de estas características en su espectro, muchas radiofuentes (aunque no todas) pudieron ser identificadas como galaxias activas. Otras radiofuentes muestran dos regiones extendidas emisoras en radio (lóbulos): una a cada lado de la fuente central que es visible en el óptico. Esto condujo a la especulación de que la galaxia central era de alguna manera responsable de proporcionar energía a los radiolóbulos (Burbidge, 1958; Ambartzumian, 1958). La evidente correlación entre un jet en radio y otro visible en el óptico en las exposiciones cortas de M87 confirmaron que estas asociaciones eran reales, sobre todo las observaciones del VLA que asocian las galaxias con los lóbulos mediante

un Jet extendido.

El estudio más detallado de los NAGs comenzó propiamente cuando las mediciones en radio con ocultaciones lunares fueron capaces de proporcionar posiciones precisas e información estructural a escalas angulares de 1". Esta técnica demostró que la potente fuente de radio 3C 273 contenía dos componentes separadas 20" entre sí, y que una de ellas era muy compacta con un espectro en radio plano (Hazard, Mackay y Shimmers, 1963). Esta estructura coincidía con su imagen óptica, que parecía la de una estrella azul de magnitud 13 con un débil jet que emergía de ella. Un espectro detallado del objeto reveló varias líneas anchas de emisión que no coincidían con ninguna transición conocida. Sin embargo Schmidt (1963) se dio cuenta de que estas líneas podían identificarse con las líneas de Balmer del hidrógeno y una línea de Mg II, teniendo todas un corrimiento al rojo $z = 0.158$. Una interpretación cosmológica de este corrimiento, como movimiento de recesión, implicaba que 3C 273 era una fuente muy distante, emitiendo con una potencia de $\sim 10^{47}$ erg s^{-1} . Como ni las imágenes ópticas ni las de radio podían resolverse, el tamaño angular de la fuente estaba restringido a tamaños menores de 1 kpc.

Pronto se reconocieron otras fuentes de radio que mostraban características similares: grandes corrimientos al rojo, tamaños pequeños y luminosidades extraordinariamente altas (cientos de veces la luminosidad de galaxias brillantes normales). Esta categoría de fuentes de radio cuasitelares, ahora llamados cuasares (o QSRs), creció en número muy rápidamente. En pocos años quedó claro que una fracción significativa de fuentes de radio fuera del plano galáctico estaban asociadas a imágenes estelares que mostraban excesos en el azul y/o el

ultravioleta, y que deberían considerarse como buenos candidatos a ser QSRs. Muchas otras fuentes exhibían propiedades en el óptico que eran similares a las de los QSRs conocidos; poseían altos corrimientos al rojo pero no eran fuentes de radio potentes. Esta categoría de cuasares "radio-tenues" fue descrita por Sandage (1965), categoría que con el tiempo resultó ser más numerosa que la de los QSRs. El subconjunto de objetos cuasi-estelares con fuerte emisión en radio constituye sólo un 10% de los objetos "radio-tenues", a los que se les llama QSOs y atodos, genéricamente, cuasares.

En ninguno de estos trabajos se menciona el artículo de Seyfert (1943), y el sentimiento general era el de que los cuasares podían interpretarse como el "núcleo central de una explosión en una galaxia sumamente anormal" (Chiu, 1965). Burbidge, Burbidge y Sandage (1963) establecieron la idea de que existan eventos violentos en los núcleos y que tienen un amplio rango de fenómenos asociados, incluyendo galaxias Seyfert, radio galaxias, cuasares y demás "rarezas" similares. Estos autores reconocieron explícitamente que la explicación más obvia de los cuasares era considerarlos el núcleo de galaxias lejanas. A pesar de esta idea, durante el resto de los años 60 nadie más hizo referencia a la posible conexión entre galaxias Seyfert y cuasares. Las razones por las cuales tomó más de diez años el considerar los Núcleos Activos de Galaxias como un solo fenómeno son expuestas por Lawrence (1987) en tres puntos:

1. La variabilidad de los cuasares implica tamaños pequeños y una paradoja aparente entre energía y densidad, lo que llevó a algunos astrónomos a formular una hipótesis de cuasares locales (Hoyle, Burbidge y Sargent 1966). Además, las asociaciones aparentes entre

cuasares y galaxias cercanas condujo a otros a cuestionar el significado cosmológico de los corrimientos al rojo (Arp 1966, 1967). Para muchos, éste sigue siendo un problema abierto (e.g. Sulentic y Arp, 1987; Tift y Cocke, 1989; Valtonen y Basu, 1989).

2. Las propiedades conocidas de cuasares y NAGs durante los años 60 no coincidían, salvo por los corrimientos al rojo y la presencia (o ausencia) de la galaxia asociada. Un paso importante se dio cuando se reconoció que existen dos tipos de galaxias Seyfert (Khachikian y Weedman 1971), de los cuales las propiedades de las llamadas tipo 1 son parecidas a las de los cuasares. El survey de Markarian (1967) de galaxias con exceso en el azul, y el de Zwicky (1966) de objetos compactos, dieron como resultado el descubrimiento de que muchos de estos objetos eran galaxias Seyfert, algunas con luminosidades muy parecidas a las de los cuasares. Finalmente, al encontrar variabilidad en los núcleos de galaxias Seyfert (Smith, Weedman y Morgan 1968), los problemas de energía-densidad dejaron de ser un argumento de separación entre Seyferts y cuasares.

3. Weedman (1976) recalcó el hecho de que los cuasares, las Seyferts y las radio galaxias eran estudiadas por distintos grupos de astrónomos. Esto condujo inevitablemente a la proliferación de terminologías y definiciones distintas en cada uno de los grupos. Podemos encontrar términos como "galaxia N", "radio galaxia" o "galaxia cuasi-estelar" que no dependen esencialmente de las propiedades intrínsecas, sino de cosas como la distancia, la calidad de los datos o el modo en que fueron descubiertos los objetos. Esto de alguna manera perjudicó e incluso, en algunos casos, atrofió el entendimiento que se tenía de los NAGs. Existen en cambio varios resultados encaminados a demostrar la

unidad Seyfert-cuasar: la continuidad en la luminosidad (Arakelian 1971), la demostración de que los colores de las galaxias Seyfert pueden modelarse como una mezcla de colores de cuasares y galaxias normales (Sandage 1973, Weedman 1973) y la existencia de la galaxia huésped en el caso de los cuasares (Hawkins 1978).

Otro ejemplo de objeto que se descubrió en radio es el caso de los objetos tipo BL Lac, que presentan un espectro dominado por el continuo sin líneas de emisión (o muy débiles). El estudio de estos objetos comienza con la identificación de una fuente variable de radio con una "estrella" variable, BL Lac (Schmidt 1968; McLeod y Andrew, 1969). La medida de rotación de Faraday indicó un origen extragaláctico y el espectro óptico que carecía de líneas, estaba altamente polarizado (Oke, Neugebauer y Becklin 1969). Varios objetos similares se encontraron en los años siguientes y se identificaron como una clase particular.

A medida que transcurrió el tiempo más y mejores observaciones trajeron como resultado el descubrimiento de nuevos tipos de objetos y la aparición de nuevas subclasificaciones en los tipos ya establecidos, lo que ha dado lugar a que hoy en día exista un verdadero "zoológico" de NAGs, el cual se presenta con mayor detalle en la siguiente sección.

Tipo	Número Mpc^{-3}
Galaxias de campo	10^{-1}
Galaxias Seyfert	10^{-4}
Radio galaxias	10^{-6}
QSOs	10^{-7}
QSRs	10^{-9}

Tabla 1.1
Densidades espaciales aproximadas. (Osterbrock 1990).

1.2 Clasificación.

La lista de propiedades conocidas de los NAGs es en verdad impresionante: altas luminosidades, potencia emitida en radio, presencia o ausencia de líneas de emisión anchas (donde anchas significa anchos de miles de km s^{-1}), presencia de líneas de emisión delgadas de alta excitación (anchura de cientos de km s^{-1}), presencia de líneas de emisión de baja excitación, un alto grado de variabilidad en diferentes escalas de tiempo, emisión en todas las frecuencias, incluyendo IR, UV y rayos X, fuerte emisión en el continuo y en algunas líneas, grado de polarización, etc. En la figura 1.1 se muestra esquemáticamente los criterios de clasificación de los núcleos activos de galaxias en base a la forma de detección. Los NAGs se señalan mediante dos circunferencias concéntricas o un trazo grueso. Los nombres vienen expresados por sus siglas en inglés (ver glosario).

Una clasificación correcta de los NAGs nos permitiría obtener una visión global de los posibles procesos físicos que se llevan a cabo en los núcleos activos, y nos podría ofrecer elementos para establecer un modelo unificado (si es que lo hay) que explique a todos ellos. A muy grandes rasgos, los NAGs pueden clasificarse en cinco grandes grupos: cuasares, radio galaxias, objetos BL Lacertae, galaxias Seyfert y LINERs (Low Ionization Nuclear Emission Regions). Algunos autores incluyen las galaxias con brotes intensos de formación estelar en el núcleo (Starbursts) como activas, pero a reserva de discutir ese punto más adelante, conservaremos el esquema descrito arriba. En la tabla 1.2 se muestran algunas de las propiedades observadas más importantes para algunos de los tipos de NAGs. La primera columna se refiere a si el objeto es compacto (C) o extendido (E). La segunda a si presenta o no

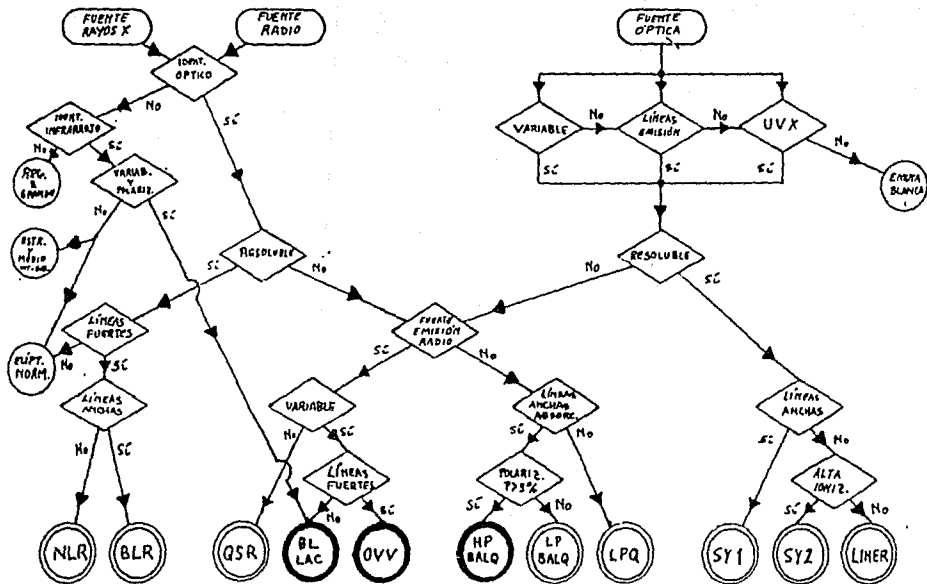


Figura 1.1 Clasificación de NAGs según el modo de detección.

Tabla 1.2 Propiedades más relevantes de varios tipos de NAGs. Las características están explicadas en el texto.

TIPO NAG	OBJ.	COMPACTO	VARIABILIDAD	POLARIZACION	LINEAS ANCHAS	LINEAS ANCHAS ALTA IONIZACION	LINEAS ANCHAS BAJA IONIZACION	FUENTE RADIO	FUENTE RAYOS X
BLRG	E	NO	NO	SI	SI	SI	NO	SI	NO
NLRB	E	NO	NO	NO	NO	SI	NO	SI	NO
GR	C	SI	SI	SI	SI	SI	NO	SI	SI
OS0	C	SI	SI	SI	SI	SI	NO	NO	SI
HPO	C	SI	SI	SI	SI	NO	NO	NO	SI
LFD	C	SI	NO	NO	SI	NO	SI	NO	SI
EL Lac	C	SI	SI	SI	NO	NO	NO	SI	SI
Seyfert 1	E	SI	NO	NO	SI	SI	NO	NO	SI
Seyfert 2	E	SI	SI	SI	NO	SI	NO	NO	NO
LINER	E	NO	NO	NO	NO	NO	SI	NO	NO
NELB	C	SI	NO	NO	NO	SI	NO	NO	SI

variabilidad en sus líneas o en el continuo. La tercera si la radiación que emite se observa polarizada. La cuarta a la presencia de líneas anchas de emisión. La quinta a la presencia de líneas angostas de alta ionización. La sexta a líneas angostas de baja ionización. La séptima indica si el objeto es un fuerte emisor de radio y por último, la octava columna indica si es un fuerte emisor en rayos X (duros y blandos). Esta es una manera burda de especificar algunas de las propiedades de cada tipo de NAG. A continuación se describen con mayor detalle las propiedades de los cinco grandes grupos arriba mencionados.

1.2.1 CUASARES.

En general, suelen encontrarse en regiones de alta densidad de galaxias (Belick y Heckman 1982), y existe evidencia de asociación a una nebulosidad que podría ser la galaxia huésped. El espectro de emisión de los QSOs es muy parecido al de las galaxias Seyfert 1 y los QSRs son similares a las Radiogalaxias de Líneas Anchas (ver abajo) tanto en sus líneas como en su emisión de radio (Osterbrock, 1979).

La emisión de continuo cubre un gran intervalo espectral, desde los rayos X hasta el radio. Algunos presentan líneas de emisión de Fe II y la mayoría muestra un exceso de emisión en el ultravioleta e infrarrojo, respecto de las galaxias normales.

Según Hazard (1979), las características básicas de los QSOs son:

- a) apariencia estelar,
- b) fuerte exceso en el ultravioleta debido a un continuo no térmico,
- c) emisión variable en varias longitudes de onda.
- d) líneas de emisión permitidas anchas (hasta 20000 km s^{-1}). Los que tienen altos corrimientos al rojo exhiben frecuentemente líneas de absorción, y

e) corrimientos al rojo altos, lo que implica que si se supone que son debidos a la expansión del universo, las magnitudes absolutas estarían comprendidas en el rango $-23 < M_{\text{VISO}} < -28$, con lo que serían más brillantes que las galaxias más brillantes de un cúmulo ($-24 < M_{\text{V GAL}} < -22$).

Los cuasares que presentan líneas anchas de absorción también muestran polarización; si ésta es mayor que 3% se denominan cuasares de alta polarización (HPQ, "high polarization quasars") y los que tienen menos de 3%, cuasares de baja polarización (LPQ, "low polarization quasars").

1.2.2 RADIO GALAXIAS

Su característica principal es la existencia de dos grandes lóbulos de plasma, situados a una distancia hasta del orden de 10^6 pc del núcleo, que emiten intensamente en radio. Poseen también una fuente compacta de radio muy potente (más intensa que el resto de la galaxia) asociada al núcleo óptico. Frecuentemente muestran jets cuyo continuo de radio parece estar polarizado y dominado por una ley de potencia.

Las radio galaxias están asociadas a cúmulos ricos de galaxias y se les asocia preferencialmente con galaxias elípticas gigantes, CD, que giran más rápido que las galaxias elípticas normales (Balick y Heckman 1982).

En el óptico sus líneas de emisión son muy intensas; algunas radio galaxias muestran en su espectro líneas delgadas (Narrow Line Radio Galaxy, o NLRG) pero en otras dominan las líneas anchas (Broad Line Radio Galaxy, o BLRG).

En las NLRG los anchos de las líneas van de 400 a 800 km s^{-1} (Osterbrock 1979). Se han detectado líneas de absorción y el ancho

equivalente de éstas es menor que en las galaxias elípticas normales. En las BLRG los anchos de las líneas van de 5000 a 30000 km s⁻¹ (Osterbrock 1979; 1981).

El espectro de las líneas delgadas de las BLRG es similar al de las NLRG, lo que sugiere que las radio galaxias en general tienen condiciones físicas similares en la región de emisión de líneas delgadas (Osterbrock 1979). Las luminosidades en radio van de 10⁴¹ a 10⁴³ erg s⁻¹.

1.2.3 OBJETOS BL LACERTAE

La característica fundamental de estos objetos es que no presentan líneas de emisión, esto es, su espectro está dominado por un continuo de tipo no térmico que en algunos casos muestra líneas de absorción (Rieke et al. 1976, Burbidge et al. 1976).

En general son de apariencia estelar aunque algunos parecen estar en el centro de una galaxia elíptica muy luminosa. No se localizan en cúmulos de galaxias muy poblados. Su brillo varía muy rápidamente en radio, infrarrojo y óptico, las variaciones típicas son de décimas de magnitud por noche, y en escalas de tiempo más largas puede ser de hasta cinco magnitudes (Stittmatter 1978). Recientemente se ha encontrado que en el mínimo de intensidad aparecen líneas de emisión muy débiles.

El máximo de la luminosidad del continuo está en el infrarrojo. En el óptico el continuo está altamente polarizado (hasta un 30%); la polarización lineal varía rápidamente tanto en intensidad como en dirección. En la región de radio el grado de polarización es menor.

Su índice espectral en la región óptica es $1 \leq \alpha \leq 6$. En radio es plano y en rayos X es muy empinado (Urry, 1984).

Existen otros objetos muy similares a los BL Lac (variabilidad, polarización, espectro empinado) pero que muestran líneas de emisión (Angel y Stockman 1980). La unión de estos objetos con los BL Lac tradicionales es conocida como la clase de los blazares.

1.2.4 GALAXIAS SEYFERT

El espectro de emisión de las galaxias Seyfert ha sido ampliamente estudiado en el óptico. Es muy similar al de las nebulosas gaseosas pero cubre un rango de ionización más grande (Osterbrock, 1990).

Kachikhian y Weedman (1971) las dividieron, según sus características espectrales en dos tipos, Seyfert 1 y Seyfert 2.

Los núcleos de Seyfert 2 poseen un espectro de líneas de emisión con anchos típicos de 350 km s^{-1} , aunque en diferentes objetos el rango de los anchos va de 200 a 700 km s^{-1} (Dahari y De Robertis 1988). El espectro incluye tanto líneas permitidas (HI, HeI y HeII) como líneas prohibidas, de las cuales las más brillantes son [OIII] $\lambda\lambda$ 4959, 5007; [NII] $\lambda\lambda$ 6548, 6583; [OI] $\lambda\lambda$ 6300, 6364; [SII] $\lambda\lambda$ 6716, 6731; [FeVII] λ 6087 y en varios casos [FeX] λ 6375.

El espectro de los núcleos Seyfert 1 incluye a todas las líneas delgadas prohibidas mencionadas en el párrafo anterior más otras líneas permitidas anchas: HI, HeI, HeII y FeII, típicamente con un ancho de 3000 km s^{-1} , aunque pueden ir de 500 a 15000 km s^{-1} en distintos objetos.

La interpretación más simple que se tiene de esto, es que las líneas angostas son emitidas en una "región de líneas angostas" (NLR) en la cual las velocidades tienen valores del orden de cientos de km s^{-1} , y las líneas anchas en una "región de líneas anchas" (BLR), donde las velocidades alcanzan los 10 o 15 mil km s^{-1} .

La ausencia casi completa de líneas de emisión prohibidas en la BLR sólo puede significar que ahí todas se desexcitan colisionalmente, lo que implica que la densidad electrónica dentro de esta región es mucho mayor que las densidades críticas para desexcitación colisional de todas las líneas prohibidas fuertes observadas en la NLR y en las nebulosas gaseosas (Osterbrock 1989).

Se puede entonces interpretar que las Seyfert 1 contienen una BLR y una NLR, mientras que para las Seyfert 2 se tienen dos representaciones: una en la que sólo contienen una NLR y otra en la que se tiene una NLR más una BLR "escondida" que no es observada directamente. Estas interpretaciones se discutirán posteriormente.

Existen también los llamados tipos intermedios que entran en la secuencia de Lick (llamada así porque quienes la propusieron y promueven son los astrónomos del Observatorio de Lick). Una galaxia Seyfert 1.5 es un objeto cuyo espectro muestra líneas de emisión de H I con componentes anchas y angostas (una línea ancha permitida con una componente de línea angosta montada sobre ella), mientras que en las Seyfert 1.8 o 1.9 la componente ancha de H β es muy débil o indetectable, respectivamente (Osterbrock 1984).

Observaciones en otras longitudes de onda parecen reforzar la dicotomía de las galaxias Seyfert. Las tipo 1 son fuentes de rayos X duros, pero las tipo 2 no (Elvis et al. 1978). Ambos tipos tienen excesos infrarrojos (1-10 μ m) pero de forma característica distinta (Neugebauer et al. 1976, Lawrence et al. 1985). Las Seyfert 2 tienden a ser fuentes de radio más luminosas que las Seyfert 1.

Existen objetos que son espectroscópicamente similares a las Seyfert 2 pero que son fuentes de rayos X duros, a los que se les

conoce con el nombre de NELGs (Narrow Emission Line Galaxies o galaxias de líneas de emisión angostas) o NLXGs (Narrow Line X-ray Galaxies, o galaxias de rayos X de líneas angostas). La luminosidad típica en rayos X de los NELGs es un orden de magnitud menor que la de las Seyfert 1.

1.2.5 LINERS

Desde hace algún tiempo se sabía que algunas galaxias muestran un espectro con líneas de emisión de baja excitación cuyos cocientes de intensidades no se parecen ni a las galaxias Seyfert ni a las regiones HII y que, en algunos casos podrían semejar a las remanentes de supernova.

Lo que resultó sorprendente fue que un survey espectroscópico de galaxias cercanas (Heckman, Balick y Crane 1980) reveló que ~ 1/3 de todos los núcleos de galaxias espirales muestran líneas débiles de emisión de baja excitación. Heckman (1980) bautizó a estas galaxias con el nombre de LINERS (regiones de emisión nuclear de baja excitación), y sugirió que de alguna manera debían estar relacionados con las galaxias Seyfert, ya que presentan actividad nuclear y aparecen frecuentemente en espirales tempranas, tal como ocurre con las Seyfert. Actualmente se cree que los LINERS pueden ser una especie de "mini Seyfert" (Phillips et al. 1986, Keel 1983), y hay autores que las llaman "Seyfert 3" (Stepanyan et al., 1989).

Lawrence (1987) hace hincapié en que la clasificación y la teoría que de ella se desprenda pueden resultar inapropiadas si la primera se basa en propiedades impactantes pero fundamentalmente irrelevantes, cosa que puede ocurrir fácilmente si no se procura que la clasificación esté basada en propiedades presentes en muestras de objetos lo más completas posible .

CAPITULO 2

CONTINUO Y REGIONES DE LINEAS DE EMISION

2.1 Introducción.

En términos fenomenológicos, se piensa que los núcleos activos tienen la siguiente estructura:

1. Una fuente central de continuo.
2. Una región de gas denso con altas velocidades (BLR).
3. Una región de gas a baja densidad y velocidades menores (NLR).
4. Una región de plasma relativista a escalas de kpc a Mpc (no necesariamente en todos los tipos de NAGs) que produce emisión en radio, que usualmente presenta la estructura característica de lóbulo doble fuera del núcleo y frecuentemente acompañada de una fuente compacta de radio, esta última a escalas de pc.
5. Jet(s) relativista(s) que aportarían energía y materia a los lóbulos de radio.

Se ha encontrado que parece haber versiones radio-emisoras y radio-tenues de cada tipo de NAG, excepto posiblemente en el caso de objetos BL Lac.

Según esta conceptualización del problema, la naturaleza de las regiones de líneas de emisión está ligada a la de la fuente central de continuo principalmente de dos maneras. Primero, los cocientes de líneas de emisión son consistentes, en general, con la fotoionización debida a la fuente de continuo. Esto ocurre tanto para la NLR como para

la BLR, las cuales a pesar de estar supuestamente a muy distintas distancias de la fuente central de continuo, tienen parámetros de ionización similares (el parámetro de ionización U se define como $U = F/(4\pi R^2 N_e)$ [cm s^{-1}], donde F es el flujo total de fotones ionizantes definido por $F = \int_{\nu=912}^{\infty} F_{\nu} d\nu/h\nu$, R es la distancia promedio de la fuente central a una nube y N_e es la densidad electrónica). Las observaciones indican que en general U toma valores entre 10^8 y 10^9cm s^{-1} (en la literatura se maneja también un parámetro de ionización adimensional $u = U/c$, donde U es el parámetro definido arriba y c la velocidad de la luz) aunque hay casos en que alcanza valores de hasta dos y tres órdenes de magnitud menores (Netzer, 1983).

Por otra parte, la existencia y el estado físico del gas, al menos en la BLR, puede predecirse invocando principios físicos como los expuestos en la teoría de Krolick, McKee y Carter (1981), quienes se preguntan cuál sería el estado físico de un gas calentado por una fuente de continuo como la observada. La respuesta la dan en términos del balance entre el calentamiento por fotolionización y el enfriamiento bremsstrahlung, lo que da lugar a 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 un 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 dos fases. Perry y Dyson (1985) presentan argumentos físicos contra esta teoría y proponen un modelo que involucra choques y vientos. Existen también modelos que combinan ambos fenómenos (fotolionización y choques), e.g..

Viegas-Aldrovandi y Contini (1989) y referencias ahí citadas. Fabian et al. (1986) argumentan que el espectro de algunos NAGs es demasiado empinado para que se de el equilibrio de dos fases. Existen modelos, como el de Terlevich et al. (1992), que no requieren de fases pre-especificadas (ellos modelan la BLR con explosiones de supernova).

En las siguientes secciones se discutirán más ampliamente las regiones de líneas de emisión y de continuo, y posteriormente se dará una revisión de los modelos de posibles fuentes de energía de los NAGs.

2.2 Continuo

Según Bregman (1990) los NAGs pueden clasificarse en dos grandes grupos: en el primero el continuo está dominado por emisión térmica (NAGs con emisión tenue de radio), y en el segundo el continuo es predominantemente no térmico (blazares, ie., objetos BL Lac y cuasares de alta variabilidad y polarización). Para el primer grupo la emisión en el rango de $0.01-1 \mu\text{m}$ contribuye fuertemente a la luminosidad bolométrica del núcleo, y probablemente sea emisión térmica de un disco de acreción modificada por la dispersión de electrones y por efectos relativistas. El continuo de $1-1000 \mu\text{m}$ está dominado por emisión térmica de polvo que posee temperaturas que van de los 40 K a los 1000-2000 K. Probablemente el polvo esté reemitiendo la emisión de continuo a $0.01-0.3 \mu\text{m}$ que previamente había sido absorbida en un toro o en un disco extendido. La emisión de rayos X ($1-10 \text{ keV}$) es producida por dispersión Compton o por electrones térmicos calientes que rodean el disco de acreción. La emisión tenue de radio debida a radiación sincrotrónica, se presenta en forma de chorros y de lóbulos, y es morfológicamente distinta a la emisión de radio de las galaxias con

brotos estelares.

La clase de los blazares presenta emisión no térmica del radio al ultravioleta, aparentemente producida por procesos sincrotrón en un plasma inhomogéneo. El plasma podría estar saliendo del núcleo en forma de chorro. Los choques que se propagan a lo largo del chorro serían los responsables de la variabilidad en el flujo de la radiación. En fuentes en las cuales el continuo de rayos X no es una continuación de la emisión sincrotrónica del rango visible-UV, la variabilidad es consistente con la dispersión Compton por electrones relativistas.

Los NAGs radio-tenués parecen tener un toro que oscurece tanto a las nubes emisoras de líneas anchas como a la fuente ionizante. La diferencia entre los dos tipos de galaxias Seyfert podría deberse a los efectos direccionales de esta región oscurecedora.

Las características principales del espectro continuo de los NAGs son: 1) La existencia de un brinco del espectro en la región sub-milimétrica. 2) El IR parece estar dominado por una ley de potencias plana, aunque hay un exceso posiblemente debido a emisión del polvo. 3) En la región visible-UV el continuo sufre un cambio brusco llamado "joroba azul" (blue bump), cuyo pico está entre los 1200 y 2000 Å, y retoma la ley de potencias subyacente en la región de rayos X. El pico de la joroba no ha sido observado debido, probablemente, a la absorción del medio interestelar de nuestra galaxia o bien en la galaxia huésped del núcleo activo. El llamado "exceso de rayos X blandos" podría ser la cola de la joroba azul. 4) El continuo de rayos X presenta también una joroba (X-ray bump). Observaciones en rayos gamma sugieren que la cola de este joroba se da a ~ 1 MeV.

2.3 Emisión en líneas.

De los cocientes de líneas de emisión con distintos niveles superiores, tales como [OIII] y [SII], se han estimado las temperaturas y densidades electrónicas de cada NLR, siendo los valores típicos $T \approx 15000$ K y $N_e \approx 3 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ (Osterbrock, 1990). Para determinar con mayor precisión las temperaturas y densidades existentes en los NAGs es necesario poseer información de las dos regiones principales, la BLR y la NLR, además de considerar que entre ellas podría haber una transición continua de condiciones físicas. Los cocientes de líneas de iones distintos dan distintas temperaturas y/o densidades promedio, lo cual indica variaciones reales en estas cantidades dentro de la NLR misma.

En todas las nebulosas gaseosas conocidas, el gas ionizado está aglomerado en condensaciones de diversos tamaños, por lo que la densidad media, estimada en base a procesos de emisión de líneas, está dominada por las regiones más densas (es mayor que la densidad media dada por el número total de partículas contenidas por la nebulosa). Esto define un "factor de llenado" f , que da la fracción de volumen ocupado por las condensaciones de gas, lo que equivale a decir que la nebulosa consta de dos fases. La primera es gas con densidad electrónica N_e y volumen relativo f , y la segunda es gas mucho menos denso con un volumen relativo $1-f$. Para nebulosas gaseosas típicas, f toma valores entre 0.3 y 10^{-2} .

Con estas consideraciones, y suponiendo alguna geometría, se puede estimar el tamaño aproximado de una NLR típica a partir de la luminosidad de una de sus líneas, por ejemplo H β ,

$$L(H\beta) = N_e N_p \alpha_{H\beta} h\nu fV$$

donde $\alpha_{H\beta}$ es el coeficiente de recombinación para la emisión de un fotón de la línea H β , $h\nu$ es su energía (el producto de los primeros cuatro factores es el coeficiente de emisión por unidad de volumen) y V es el volumen total de la NLR. Una buena aproximación es tomar $N_e = N_p + 1.5N_{He}$; $\alpha_{H\beta}$ depende sólo de T y varía lentamente, y si se toma $V = 4\pi R^3/3$ (suponiendo que son esferas) y $T = 10^4$ K, se obtiene el tamaño R de la región. Las NLR más luminosas de las galaxias Seyfert más cercanas tienen $L(H\beta) \approx 2 \times 10^8 L_\odot$, lo cual implica $M \approx 7 \times 10^5 (10^4/N_e) M_\odot$ y $R \approx 20r^{1/3} (10^4/N_e)^{2/3}$ pc. Tal NLR con $N_e = 10^4 \text{ cm}^{-3}$ tendrá una masa de gas ionizado $M \approx 10^6 M_\odot$, si se toma $f = 10^{-2}$, $R = 9$ pc. Observacionalmente se han medido por imagen directa (en filtros de líneas prohibidas) las NLR de las Seyfert 2 más cercanas, teniendo un diámetro aparente de unos 100 pc.

Las condensaciones de la BLR son mucho más pequeñas. Los decrementos de Balmer observados, o los cocientes de intensidades de las líneas de H I, muestran que procesos distintos a la recombinación simple (caso B de Osterbrock, 1976) también contribuyen a la emisión de las líneas de H I. Si se ignoran éstos, y se procede como con las NLR, se obtiene una estimación gruesa de las condiciones físicas de la BLR. Las Seyfert 1 más luminosas tienen $L(H\beta) \approx 10^9 L_\odot$, lo cual da $M \approx 36 M_\odot (10^9/N_e)$, y $R \approx 0.015r^{-1/3} (10^9/N_e)^{-2/3}$ pc.

Para una densidad representativa, $N_e \approx 10^9 \text{ cm}^{-3}$, la masa de gas ionizado en la BLR es tan solo $M \approx 40 M_\odot$, y si se toma $f \approx 10^{-2}$, $R \approx 0.07$ pc, lo cual no puede resolverse ni para las Seyfert 1 más cercanas.

2.4 Fotoionización.

En la NLR la temperatura electrónica, $T \approx 15000$ K, y las líneas de alta ionización como [OIII] y NeIII, sugieren que la fuente principal de energía sea la fotoionización. Las otras fuentes de energía posibles (conversión de energía cinética en radiación mediante ondas de choque o haces de partículas frenadas bruscamente) requieren de temperaturas mucho mayores para los grados de ionización observados.

La fuente de los fotones ionizantes sería un continuo que típicamente sigue de manera aproximada una ley de potencias en el ultravioleta de la forma

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

con $n \approx 1.2$.

En las NLR de la mayoría de las Seyfert 2, el ancho equivalente de la emisión observada de H β , $\Delta\nu_{H\beta} = L(H\beta)/L_{\nu}$, es aproximadamente constante, lo cual es de esperarse para un espectro de ley de potencia si el número total de fotones ionizantes está balanceado con el número total de recombinaciones,

$$\int_{\nu}^{\infty} L_{\nu} / h\nu d\nu = N_e N_p \alpha_B fV$$

siendo α_B el coeficiente de recombinación total al nivel 2, mientras que la luminosidad de H β proviene de una fracción definida de esas recombinaciones

$$L(H\beta) = N_e N_p \alpha_{H\beta} h\nu fV.$$

El espectro de ley de potencia es más duro que el producido por estrellas de tipo O, el cual cae abruptamente como $\exp(-h\nu/KT)$. Esto explica los altos grados de ionización y la intensidad de las líneas de

baja ionización como [OI] y [SII].

Existen diversos modelos que confirman lo anterior, como los explorados por Ferland y Netzer (1983), quienes usan espectros de ley de potencia escogidos de forma tal que se ajusten a las luminosidades observadas y a la dependencia en la frecuencia para la NLR.

Una mejor aproximación a las observaciones sería considerar una ley de potencias "quebrada", esto es, con índices espectrales distintos para cada región del espectro; podrían ser, por ejemplo, casi planos a energías altas. Este tipo de espectros y otros basados en extrapolaciones de los datos observados son estudiados por Ferland y Persson (1989) y Binette, Robinson y Courvoisier (1988).

Además de la recombinación hay que considerar la contribución de las excitaciones colisionales en las líneas de $L\alpha$ y $H\alpha$. Esto ocurre debido a que las nubes de gas fotoionizadas por un continuo duro tienen zonas parcialmente ionizadas en las cuales coexisten H^0 y electrones libres (Osterbrock, 1990).

Los modelos de NLR dan cocientes de intensidades de líneas $I(H\alpha)/I(H\beta)=3.1$, lo cual puede utilizarse como indicador para determinar el enrojecimiento por polvo.

2.5 Región de Líneas Anchas.

La existencia de la BLR comenzó a establecerse después de las primeras observaciones intensivas de galaxias Seyfert, realizadas a fines de los años 60, pero su estudio más detallado comenzó después del descubrimiento de Baldwin (1977) concerniente al problema del cociente $L\alpha/H\beta$, que enfocó la atención en la alta densidad y grosor de la región emisora. Las discusiones se centraron en tres aspectos: la estructura

global, la dinámica de las nubes, y los modelos de fotoionización para reproducir el espectro de líneas de emisión.

La principal característica espectral de las galaxias Seyfert 1 y 1.5, y de las BLRG, es la presencia de líneas de emisión anchas de HI. También se observan líneas anchas más débiles de HeI $\lambda 5876$ y HeII $\lambda 4686$, además de líneas de FeII $\lambda \lambda 4570, 5250$. Todas estas líneas están presentes en el espectro de los cuasares, incluyendo además el "blue bump", el cual aparece superpuesto al continuo en la región $\lambda \lambda 2000-4000$ y que se cree está compuesto de varias líneas de FeII no resueltas, más el continuo de Balmer. En algunos casos se requiere una componente adicional que puede ser radiación térmica de un disco de acreción ($T_{\text{cm}} \approx 20000\text{K}$).

Todas las líneas de emisión anchas en los NAGs son permitidas. Ninguna de las líneas prohibidas tiene perfiles similares. La única interpretación que se tiene de esto es que las líneas anchas son emitidas en regiones cuya densidad electrónica es mayor que las densidades críticas de los niveles metaestables, esto es, los iones se desexcitan colisionalmente. Para OIII 1D_2 , la densidad crítica es $N_c \approx 10^6 \text{ cm}^{-3}$ y de ahí se estima que el límite inferior de la densidad electrónica promedio en la BLR es $N_e > 10^8 \text{ cm}^{-3}$.

No hay líneas anchas en el óptico que sirvan para fijar un límite superior a la densidad, pero en el UV la línea de CIII] $\lambda 1909$, presente en varias galaxias Seyfert 1 y 1.5 y en algunos cuasares, implica que para estos objetos $N_e < N_c(\text{CIII}] ^3P_1) \approx 10^{10} \text{ cm}^{-3}$.

Con respecto a la temperatura de la región, la emisión de FeII indica que $T < 35000 \text{ K}$, ya que para temperaturas mayores el Fe estaría ionizado colisionalmente, en forma de FeIII. Para cálculos aproximados

se toma por lo general $T \approx 10^4$ K.

En cuanto a los modelos de fotolonización, Netzer (1975) y Adams (1975) han investigado las propiedades de la BLR respecto a las de la NLR. Estos autores consideraron una profundidad óptica finita y excitaciones colisionales. Debido a las enormes profundidades ópticas del medio, la física de estos modelos es más compleja que la requerida para explicar la NLR, por lo que existe un gran número de líneas necesarias para determinar detalladamente el balance térmico del gas, y hay que realizar aproximaciones sofisticadas para evaluar los efectos de la transferencia radiativa en estas líneas. Hasta ahora, estos modelos no han sido capaces de determinar del todo las condiciones físicas de la región (abundancias, densidades, temperatura, distancia a la fuente central, etc.), ni han explicado de forma satisfactoria la uniformidad del valor del parámetro de ionización en los NAGs. Ver e.g., Collin-Souffrin y Dumont (1986, 1989, 1990).

Aunque existe alguna evidencia de flujo de masa en los cuasares de líneas de absorción anchas y en las líneas de resonancia de las galaxias Seyfert, aún no queda claro si la cinemática y la dinámica de la BLR está dominada por movimientos radiales, turbulentos o rotacionales. La aceleración radiativa, así como las fuerzas de dragado ejercidas por un viento caliente o por acreción de un medio caliente, han sido utilizadas como mecanismos productores de movimientos radiales. También se han empleado nubes orbitantes, pero en general todos estos modelos están sujetos a una serie de inestabilidades que llevan a la ruptura de las nubes, por lo que se requiere de modelos que también contemplen la formación continua de nubes, lo que implica que la materia esté distribuida en discos o en jets colimados.

2.6 Fuentes de energía.

2.6.1 MODELOS DE AGUJERO NEGRO

Las luminosidades de los NAGs son muy altas: un núcleo con $M_B = -23$ posee una luminosidad $L \approx 10^{11} L_{\odot} \approx 10^{45.6} \text{ erg s}^{-1}$ integrada sobre las regiones espectrales del ultravioleta, óptico e infrarrojo dentro del rango $0.1 \mu \leq \lambda \leq 100 \mu$ (Edelson y Malkan, 1986), o $L \approx 2 \times 10^{46} \text{ erg s}^{-1}$ integrada sobre el rango observado de $10^{10} \text{ Hz} \leq \nu \leq 10^{25} \text{ Hz}$ (incluyendo interpolaciones, Urry 1990). Toda esta energía es liberada dentro de una región muy pequeña, con dimensiones típicas menores a 10 días luz, fenómeno que no es posible explicar suponiendo que esta energía proviene de estrellas del tipo que conocemos o de cualquier otro objeto de apariencia estelar en el cual se produzcan reacciones termonucleares. El único proceso energético aparentemente posible es la liberación de energía de origen gravitacional en un disco de acreción que rote alrededor de un agujero negro (Zeldovich y Novikov, 1964; Salpeter 1964; Shakura y Sunyaev, 1973; y Blandford y Rees, 1992).

Se define como modelo estándar un agujero negro central con masa en el rango $10^6 - 10^9 M_{\odot}$. Rodeando al agujero negro existe un disco ecuatorial delgado de acreción que libera energía gravitacional de manera mediante la acción de esfuerzos viscosos y turbulentos iguales en magnitud al diez por ciento de la presión. Se emite radiación térmica a la temperatura local de cuerpo negro que se identifica como el "blue bump", el cual contribuye con la mayor parte de la luminosidad bolométrica. El disco posee una corona activa, donde se emite radiación sincrotrónica infrarroja junto con rayos X térmicos por bremsstrahlung. Los mejores argumentos que se pueden aducir en favor de los agujeros

negros son los de la eficiencia de transformación de energía, la variabilidad y la fuerte similitud del comportamiento en rayos X de muchos NAGs con el de Cyg X-1 y otros candidatos galácticos a agujero negro. Se estima que la energía bolométrica promedio emitida por los NAGs durante toda su vida, es de $\sim 10^6 h^{-3} M_{\odot}$ por galaxia local brillante ($\approx 0.5 L_{\text{gal}}$), donde h es la constante de Hubble en unidades de $100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Si se adopta una eficiencia del 10 por ciento en la conversión de la masa acreetada a energía y $h = 0.75$, entonces, en promedio, las galaxias brillantes deberían tener remanentes de agujeros centrales ($\sim 3 \times 10^7 M_{\odot}$) en sus núcleos.

Esto se puede comparar con las determinaciones dinámicas de la masa y los valores máximos asociados con galaxias locales (Kormendy, 1992), los cuales toman valores entre $5 \times 10^4 M_{\odot}$ (M33) y $10^9 M_{\odot}$ (M87). Aunque la muestra es aún demasiado pequeña para arrojar conclusiones cuantitativas, es improbable que sea consistente con una eficiencia global en la conversión de masa en energía $\leq 0.01 h^{-3} \sim 0.03$. Una eficiencia tan alta sugiere que el responsable de la mayor parte de la actividad energética sea un pozo de potencial relativista, en vez de quemado nuclear (como en los modelos de brotes de formación estelar y de warmers). Este argumento también dice, por extensión, que las manifestaciones menos energéticas de actividad nuclear, tales como LINERs y brotes de formación estelar, podrían ser de origen estelar.

Se han hecho muchos intentos en modelar la radiación emitida en base a modelos de disco de acreción. Sin embargo, es importante tener en cuenta que algunas características del espectro emitido no son específicas de modelos de disco, sino que se llega a ellas de manera simple de la hipótesis de que la radiación emerge de una región de

pocos radios gravitacionales en un pozo de potencial profundo asociado a un objeto masivo colapsado.

El suministro de materia que genere energía por acreción puede provenir de diversas fuentes. Dultzin-Hacyan y Hacyan (1984) consideran como principales a:

- a) gas intergaláctico o gas galáctico que llega al núcleo vía perturbaciones gravitacionales por interacción con otra galaxia (Balick y Heckman 1982; Dahari 1983),
- b) gas del núcleo (Gunn, 1979),
- c) gas de estrellas de la galaxia que pierden masa por procesos convencionales, como vientos (McCray 1979), y
- d) estrellas del núcleo que se desintegran, esto es, ruptura de estrellas por fuerzas de marea (Hills 1975; Luminet 1981).

En cualquiera de estas versiones los candidatos a parámetros fundamentales del modelo son: la masa del agujero negro, la tasa de acreción de masa, la etapa evolutiva, ángulo de visión, tipo de galaxia subyacente, momento angular (tanto del agujero como del combustible) y el grado de obscurecimiento.

Se han propuesto modelos de acreción esférica que no han ganado seguidores ya que este tipo de simetría no permite explicar la emisión de chorros de material. Debido a esto, los modelos más utilizados son los de disco. El momento angular específico máximo de un agujero negro de Kerr es $\approx 5 \times 10^{23} \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1}$, unos seis órdenes de magnitud menos que el momento angular específico del gas que orbita en la galaxia. Por lo tanto, la acreción puede ser controlada por el transporte de momento angular. Por esta razón se ha supuesto que el gas se asienta en un disco y que se mueve radialmente hacia el centro a una tasa controlada

por el esfuerzo viscoso, liberando su energía de amarre al moverse. Se han desarrollado diversos modelos detallados de discos de NAGs, basados principalmente en las descripciones similares de discos en fuentes binarias de rayos X y variables cataclísmicas (e.g. Meyer et al. 1989).

En el caso de disco delgado se considera que el gas cercano al disco está completamente ionizado y que es ópticamente delgado a la radiación proveniente de la fuente central con luminosidad L . Si los fotones poseen energías mucho menores que las de la masa en reposo de los electrones, la sección recta de dispersión de estos últimos es la sección de Thomson $8\pi r_e^2/3$, siendo $r_e = e^2/m_e c^2$ el radio clásico del electrón. En estas circunstancias cada electrón libre intercepta, por unidad de tiempo, una energía igual a $2r_e^2 L/3cr^2$ (r es la distancia a la fuente). Suponiendo que sólo el proceso de intercepción lleva a una transferencia neta de momento, la tasa de transferencia de momento (esto es, la presión de radiación) por electrón libre es $2r_e^2 L/3cr^2$. Esta fuerza ejercida sobre los electrones por la presión de radiación actúa indirectamente sobre los protones, debido a que las fuerzas electrostáticas transmiten el movimiento al conjunto del gas de protones. Contraponiéndose a la fuerza de la presión de radiación, está la de gravedad, $GM(m_p+m_e)/r^2$ (M es la masa del agujero negro y r es la distancia al horizonte de eventos de éste), y la condición para que el disco exista y la acreción ocurra es

$$GM(m_p+m_e)/r^2 \geq 2r_e^2 L/3cr^2.$$

La luminosidad con que se iguala esta ecuación recibe el nombre de luminosidad de Eddington:

$$L_E = 3GM(m_p+m_e)c/2r_e^2 = 6.37 \times 10^4 M \text{ [erg s}^{-1}\text{]}$$

donde M está en gramos. En unidades de masas solares, M_\odot ,

$$L_E = 1.26 \times 10^{38} (M/M_\odot) \text{ (erg s}^{-1}\text{)}.$$

Al acretar el agujero negro una masa m , se libera una energía cmc^2 , siendo c la eficiencia del proceso (para el caso de Schwartzchild, el valor de la eficiencia es $c = 0.1$; para el caso de Kerr $c \approx 0.4$). Para producir una luminosidad de $L = 10^{47}$ erg s^{-1} , el agujero negro debe acretar material a una tasa

$$\dot{M} = L/cc^2 = 1.11 \times 10^{27} \text{ g s}^{-1} = 17 M_\odot \text{ año}^{-1}.$$

El valor de $c = 0.1$ es una buena suposición en discos de acreción estándar, cuando el material se consume a tasas subcríticas. Pero es importante notar que la simplicidad de la fórmula anterior es engañosa, ya que al tratarse del disco de un agujero negro, la misma eficiencia c es muy incierta (esto contrasta con el caso de acreción por una estrella de neutrones, donde c se determina por la energía gravitacional de amarre en la superficie). Dado que un agujero negro no posee una superficie dura, la eficiencia está menos definida, pues es función de la tasa de acreción \dot{M} , así como de otros parámetros (momento angular, etc.). En este caso, la temperatura resulta ser 100 veces mayor que la de un disco como el de los sistemas binarios de rayos X; debido a esto, la presión de radiación es dominante, lo que implica que el disco delgado sea muy inestable, por lo que Rees (1978) concluye que el modelo de disco delgado no es válido para los NAGs.

En los discos gruesos la presión de radiación es igualmente importante tanto en la dirección vertical como en la horizontal; se han estudiado básicamente dos tipos de disco grueso: los toroides sostenidos por la presión de los iones y los toroides sostenidos por presión de radiación (Begelman, 1985; 1991). En estos toros aparece un vórtice central por donde se eyecta parte del plasma cercano al agujero

negro. Lynden-Bell (1978) sugirió que mediante este mecanismo se forman las fuentes dobles (lóbulos) de las radiogalaxias. Solo recientemente se han empezado a estudiar los efectos del campo magnético del plasma en el disco (e.g. Blandford y Rees, 1992).

Algunos autores consideran que los NAGs están evolutivamente relacionados entre sí, de manera tal que las diferencias entre NAGs radio fuertes y NAGs radio-tenués dependan de la actividad de los regimenes de acreción en el disco ("duty-cycle") en el momento en que son observadas. Estos distintos regimenes pueden deberse a tasas de acreción variables o a inestabilidades (viscosas, térmicas, etc.) en el disco. Si se considera la siguiente secuencia,

Gal. Normal - LINER - Seyfert 2 - Seyfert 1 - Cuasar - BL Lac
variando la opacidad o el factor de cobertura y el "duty-cycle", se puede, a *grosso modo*, pasar de un estado o grado de actividad a otro (siguiendo el orden de la secuencia, de uno en uno) sin mayores problemas, pero el paso de un BL Lac a una galaxia normal o incluso a una Seyfert 2 no es tan directo.

Las observaciones muestran casos como el de M81, galaxia espiral "normal" que presenta líneas de emisión ensanchadas que pueden explicarse por el movimiento circular del gas alrededor de un agujero negro de masa $10^6 M_{\odot} < M < 1.8 \times 10^7 M_{\odot}$ (Peimbert y Torres-Peimbert, 1981). La propia Vía Láctea podría albergar en su centro un agujero negro de $\sim 10^6 M_{\odot}$ (Rodríguez y Chaisson, 1979; Oort, 1985) y recientemente se reportó el caso de M32, a partir de observaciones del Telescopio Espacial Hubble.

La evidencia observacional apunta en favor de la hipótesis de que en el centro de algunas galaxias existe un agujero negro supermasivo.

aunque aún no se conoce su origen y se sabe muy poco de su influencia en la vida de las galaxias.

2.6.2 BROTES ESTELARES Y ACTIVIDAD NUCLEAR INDUCIDOS POR INTERACCIONES ENTRE GALAXIAS

Recientemente se ha prestado mucha atención a los brotes de formación estelar en las regiones centrales de las galaxias (los brotes estelares, "starbursts", son eventos en los que se forman muchas estrellas, especialmente las más masivas, en un tiempo mucho menor que la edad de la galaxia huésped). Las galaxias con brotes estelares y los núcleos activos tienen varios rasgos en común (particularmente los NAGs de más baja luminosidad: Seyfert 2 y LINERs). Ambos muestran un núcleo óptico brillante, fuerte emisión de líneas en el óptico y el 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. Dahari y De Robertis (1988), Dultzin-Hacyan, Masegosa y Moles (1988; 1990) y Mouri y Taniguchi (1992), han mostrado que en el lejano infrarrojo las propiedades de las galaxias con brote estelar y de las Seyfert 2 son muy similares. La mayoría de los autores considera que los procesos físicos que dan lugar a los fenómenos más energéticos (Seyfert 1, cuasares, radiogalaxias, BL Lacs) son muy distintos, aunque estudios recientes parecen indicar que las remanentes de supernovas pueden reproducir algunas propiedades de los NAGs.

Existen evidencias circunstanciales que sugieren una posible conexión entre las galaxias con brotes estelares en el núcleo y los NAGs (e.g. Wilson et al., 1986): 1) Mientras que la mayor parte de los núcleos galácticos pueden clasificarse como no estelares (Seyferts,

LINERs), o como estelares (regiones HII), en base a su espectro de líneas de emisión, existen numerosos objetos que pueden catalogarse como "objetos compuestos". 2) Se han hecho modelos de brotes estelares que reproducen muchas de las características de las Seyfert y de los LINERs. La idea data de los sesentas (e.g. Shklovski, 1960) y se ha retomado recientemente por varios autores (e.g. Terlevich, Melnick y Moles, 1986; Terlevich et al, 1992). 3) Keel et al. (1985) sugieren que tanto la actividad no térmica como la formación estelar en el núcleo, tienden a aparecer en espirales interactuantes, o en las que poseen compañeros brillantes. 4) Casos como el de NGC 1068 dan un ejemplo de brote estelar en una galaxia Seyfert. 5) Lilly y Longair (1984) interpretan las anomalías del color azul de radiogalaxias distantes como el resultado de brotes estelares que podrían estar asociados con la actividad en radio. 6) La variabilidad del continuo UV y de los perfiles de las líneas de emisión en los núcleos de tres galaxias Seyfert, podría ser indicativo de la existencia de estrellas supermasivas (Stonery y Ptak, 1985).

Por otro lado, Weedman (1983) especula que una fracción significativa de las remanentes estelares producidas por los brotes estelares, puede aglutinarse cerca del núcleo en volúmenes de aproximadamente 1 pc de radio, y que este material sirve de alimento al agujero negro de las Seyfert 1. Shlosman (1990) afirma que se requiere de fuentes de material que alimenten a los NAGs y a las galaxias con brotes estelares en el núcleo. Sobre la forma en que el material cae al núcleo, propone que las torcas gravitacionales aplicadas a discos estelares en escalas de 1-10 pc son capaces de inducir flujos radiales en el medio interestelar de las galaxias con disco.

Heckman (1990) revisa la relación entre galaxias en interacción y la actividad nuclear, y encuentra que: 1) más de la mitad de las galaxias luminosas en el infrarrojo ($L_{IR} \geq 10^{11} L_{\odot}$) son morfológicamente peculiares en el óptico, además existe una incidencia muy alta, por parte de estas galaxias, en mostrar núcleos múltiples, debido a que en estos casos las regiones circumnucleares están sometidas a fuerzas de marea muy intensas, y 2) aparentemente las interacciones están muy relacionadas con la actividad de las galaxias Seyfert y de las radiogalaxias de baja potencia, aunque concluye diciendo que la interacción entre galaxias es un mecanismo significativo, pero no dominante, en la activación de núcleos de baja potencia. Hernquist (1989) hace simulaciones numéricas de choques entre galaxias, considera la dinámica estelar y la del gas y encuentra que este último responde fuertemente a las fuerzas de marea durante el choque, y que en algunos casos la inestabilidad dinámica hace que buena parte del gas se vaya a las regiones centrales de la galaxia, induciendo la aparición de brotes estelares y subsecuentemente, la formación de un agujero negro. El gas que siga cayendo hacia el núcleo serviría de combustible para continuar con la actividad nuclear.

Regresando al modelo alternativo de producción de energía, específicamente en galaxias Seyfert 2 y en LINERs, en el artículo de Terlevich y Melnick (1985), se sugiere que la ionización es producida por fotones muy energéticos emitidos por estrellas "extremadamente luminosas y calientes" a las que llaman Warmers. Estas serían núcleos desnudos de estrellas Wolf-Rayet, con masas $\geq 60 M_{\odot}$ y temperaturas de hasta 2×10^5 K. Si existen suficientes estrellas de este tipo en el núcleo, con temperaturas arbitrariamente altas, se puede reproducir

cualquier tipo de ley de potencia (quebrada o continua), y de espectros de fotoionización. En otro artículo, Terlevich, Melnick y Moles (1987) intentan explicar las propiedades de los NAGs en rayos X y en radio, así como el ensanchamiento de las líneas de emisión, en base a supernovas producidas por los Warmers, que siendo muy masivos, evolucionarían rápidamente. Recientemente, se han desarrollado estos modelos (Terlevich, 1989; Terlevich et al., 1991). para incluir a las Seyfert 1 y cuasares. Sin embargo, las distintas escalas de variabilidad en el óptico y en rayos X no se explican con este modelo, ni tampoco el espectro de los rayos X (sobre todo los llamados rayos X "duros", ≈ 3 KeV) y, mucho menos, la recientemente observada emisión en rayos γ . Tampoco se explican los chorros de material ni la polarización del continuo óptico de las Seyfert 2.

Concluyendo, el modelo con más seguidores, es el que considera la existencia de un agujero negro con disco de acreción, siendo la conversión de energía gravitacional en radiación la fuente principal de energía. Esta conversión se puede dar en varios procesos: por radiación en el disco vía disipación magnética y/o viscosa (radiación térmica, pues la parte de afuera del disco es ópticamente gruesa), por la radiación de electrones acelerados a velocidades ultrarelativistas (y efecto Compton inverso), por radiación de aniquilación de pares (cascadas), por procesos de radiación coherente del plasma, etc. Los tres últimos mecanismos producen radiación no térmica en la parte cercana al centro (e.g. Blandford y Rees, 1992) El material que activa al agujero negro puede provenir de la galaxia misma o de la interacción con otra galaxia. La formación estelar también contribuye fuertemente a la generación de energía, aunque todavía se desconoce si en algún

momento puede convertirse en la fuente principal de energía, al menos en ciertos rangos de frecuencias. Analizaremos este último punto en este trabajo.

CAPITULO 3

GALAXIAS SEYFERT

En el primer capítulo se mencionaron las características principales del espectro de las galaxias Seyfert. Para explicar las diferencias entre los tipos 1 y 2 se han propuesto las siguientes ideas.

1. Las galaxias Seyfert 2 carecen de gas en la BLR. Las galaxias Seyfert de tipo intermedio poseen cantidades variables de gas en dicha región. Osterbrock (1978) encuentra que las líneas delgadas de las Seyfert 2 muestran anchos equivalentes mayores que los de las tipo 1, y propone que al disminuir la cantidad de gas denso en la BLR, escapa más continuo ionizante de ésta, ionizándose así la NLR. Esto se contrapone a la idea 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 de la BLR en las Seyfert 2 se debe a un incremento en la cantidad de gas alrededor del núcleo hasta que la región se vuelva ópticamente gruesa a la dispersión Compton, lo cual provoca la absorción de rayos X y la desaparición del equilibrio de dos fases. Esto es, aunque hay más gas en las regiones centrales no se forman nubes densas. Este modelo no explica los tipos intermedios.

2. Se han propuesto diversos modelos que conectan los brotes de formación estelar con la actividad nuclear (hay que recordar que varias Seyfert 2 están clasificadas como galaxias con brotes de formación

estelar). Las observaciones muestran una fuerte similitud entre la radiación en el lejano infrarrojo de las Seyfert 2 y de las galaxias con brotes de formación estelar, lo que sugiere que tengan el mismo origen (Dultzin-Hacyan et al., 1988; Dahari y De Robertis, 1988; Hunt, 1991). Sin embargo, Koski (1978) demostró que 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. Lawrence y Elvis (1982) intentaron conciliar estos modelos proponiendo una alta tasa de formación de sistemas binarios de rayos X (que proveerían la radiación dura) y de estrellas OB. En este caso, la componente estelar sería la responsable de ionizar la NLR tanto en las Seyfert 1 como en las tipo 2.

3. Diversos autores han discutido la posible conexión evolutiva entre los dos tipos de galaxias Seyfert. Se han reportado casos de galaxias Seyfert tipo 1 que se convierten en tipo 2 y viceversa (Khachikian y Weedman, 1971; Penston y Pérez, 1984; Alloin et al., 1984). Los cambios llegan a tener escalas de tiempo del orden de décadas, por lo que se espera que estos cambios no alteren la NLR debido a su lejanía de las regiones centrales y a su gran tamaño. Existe, sin embargo, un reporte (Chuvaev et al., 1990) de que la galaxia NGC 7469 cambió de tipo 1 a tipo 2 y luego de vuelta a tipo 1 (la componente ancha de H β desaparece y vuelve a aparecer) en un tiempo de cuatro meses. Esto cuestiona fuertemente un esquema evolutivo, de hecho cuestiona cualquier esquema. Franco (1992) asegura que favorece los esquemas con supernovas.

4. Debido a efectos geométricos, la BLR y la fuente de continuo podrían estar oscurecidas o incluso escondidas en las Seyfert 2. Para defender esta idea se ha usado como argumento el hecho de que las Seyfert 2

tienden a poseer cocientes $H\alpha/H\beta$ mayores que los de las Seyfert 1, lo que se interpreta como debido a la presencia de polvo, aunque el significado de dicho cociente aún esta sujeto a discusión. Sin embargo, el prototipo de galaxia Seyfert 2, NGC 1068, muestra un enrojecimiento considerable y su emisión en infrarrojo está dominada básicamente por radiación térmica producida por polvo calentado. Lawrence y Elvis (1982) concluyen que existen dos parámetros que afectan la apariencia óptica de las galaxias Seyfert. El primero es la luminosidad de rayos X blandos, la cual es mayor en promedio para las Seyfert 1 y decrece con la secuencia de Lick. Segundo, la apariencia de un NAG a cualquier luminosidad puede ser alterada por extinción dependiendo de la inclinación de la galaxia subyacente con respecto a nuestra línea de visión.

El caso de NGC 1068 es en verdad interesante. Siendo una Seyfert 2 que emite continuo térmico en el infrarrojo, presenta características de Seyfert 1 fuertemente obscurecida. Antonucci y Miller (1985), al graficar el flujo polarizado de NGC 1068 contra la longitud de onda, encontraron alas anchas débiles en las líneas de Balmer que no estaban presentes en el flujo no polarizado. La explicación inmediata a esto fue que NGC 1068 posee una BLR que sólo puede observarse en luz dispersada por electrones libres. Además se han detectado rayos X duros en esta galaxia, cosa inusual en una típica Seyfert 2 (o al menos no detectado anteriormente). Por otro lado, Antonucci (1983) comparó los vectores de polarización de varios núcleos Seyfert con los ángulos posicionales de su estructura de radio, y encontró que la polarización tiende a ser paralela a la estructura de radio, en los núcleos tipo 1 mientras que en los tipo 2 la polarización tiende a ser perpendicular.

La explicación que da a esto es que las Seyfert 1 muestran un disco grueso de polvo frontal a nuestra línea de visión, y que las Seyfert 2 lo muestran de canto, esto es, los núcleos de las galaxias Seyfert 2 están oscurecidos por una "pared" de polvo que absorbe y polariza la radiación y que después es dispersada por una especie de corona de electrones libres. Kinney et al. (1991) encontraron que el valor promedio de la pendiente UV de una muestra de ocho galaxias Seyfert tipo 2 es $\alpha = -1.35$ ($F_{\nu} \propto \nu^{\alpha}$), el cual es un valor típico de pendiente UV para Seyferts 1. Dado que la dispersión del valor de las pendientes es menor de la que se esperaría para un espectro fuertemente afectado por polvo (ie, el continuo no está muy enrojecido), concluyen que las partículas reflejantes son electrones libres y no granos de polvo.

El continuo y las líneas anchas de las Seyfert 2 estarían, en este esquema, extinguidas casi por completo. Las líneas angostas de las Seyfert 2 están más enrojecidas que las de las Seyfert 1 (Gaskell, 1984), pero la extinción que se deduce de esto no es suficiente para ocultar totalmente las regiones contrales.

Toda esta evidencia se interpreta como que la mayoría de las Seyfert 2 son Seyfert 1 oscurecidas. Los argumentos utilizados para afirmar esto están dados en términos de la opacidad global por polvo y la extinción en la línea de visión, así como de otros efectos geométricos (agujeros en el medio oscurecedor, discos inclinados, etc).

De esta información se puede deducir lo siguiente:

1. En presencia de una profundidad óptica "mediana" los rayos X duros son indicadores de la potencia del continuo subyacente; cuando la profundidad óptica es muy alta sólo puede estimarse la potencia en

radio.

2. La secuencia intermedia entre Seyferts 1 y 2 depende del incremento promedio de la profundidad óptica. Esto debe darse como un efecto global para poder reprocesar una fracción alta del continuo subyacente, y explicar así el que se hayan descubierto muchas Seyfert 2 en el survey de IRAS.

3. La profundidad óptica por cáscara radial debe crecer hacia el centro para que tanto el continuo como las líneas anchas se "borren" antes que las líneas angostas.

4. El oscurecimiento se da por regiones, de manera tal que haya agujeros por los cuales se ionize la NLR. La fracción de agujeros disminuiría al incrementarse la profundidad óptica promedio; así se explica la caída en la potencia de [OIII] entre los tipos 1 y 2 a una potencia subyacente dada.

En base a estas consideraciones, lo que se espera es lo siguiente. Las muestras ópticas estarán dominadas por objetos con profundidad óptica baja, i.e. Seyferts 1. Las muestras en rayos X están constituidas por objetos con profundidad óptica mayor, donde el continuo y las líneas anchas todavía están presentes aunque claramente enrojecidas (Seyferts tipos 1-1.9). Los surveys en radio e infrarrojo pueden detectar objetos con profundidades ópticas muy altas. El continuo y las líneas anchas se verían muy tenues en luz dispersada, y la NLR sería ionizada a través de agujeros (Seyferts 2).

En la figura 3.1 se muestra la distribución del cociente $H\alpha/H\beta$ para objetos detectados en surveys de radio, de rayos X y ópticos, respectivamente.

La figura 3.2 muestra una gráfica de la luminosidad de [OIII]

contra la luminosidad de $H\beta$ para una muestra de galaxias Seyfert tipos 1 y 2. Los asteriscos representan a las Seyferts 2 y los cuadrados a las Seyferts 1. Lo que se obtiene son dos familias aproximadamente paralelas (cada familia corresponde a un tipo de galaxia Seyfert). Además se nota que para luminosidades en $H\beta$ menores que 10^{42} erg s^{-1} , las Seyfert 2 poseen luminosidades en [OIII] mayores que las de las tipo 1. Esto se entiende si se considera que la componente de líneas angostas es característica de las Seyfert 2. Se observa también que las Seyfert 1 tienden a poseer luminosidades en $H\beta$ más altas que las tipo 2.

Dado que no existe aún un modelo que explique satisfactoriamente los procesos de emisión en las galaxias Seyfert (y de los NAGs en general), ni tampoco criterios bien definidos para seleccionarlas y clasificarlas, el análisis estadístico de estos objetos puede ser una herramienta muy poderosa para avanzar en estos rubros. El objetivo de este trabajo es aplicar el método estadístico de Análisis de Componentes Principales a una muestra muy grande de galaxias Seyfert tipos 1 y 2, para determinar el número de parámetros independientes que posee cada tipo de galaxia, en base a los flujos medidos en varias longitudes de onda.

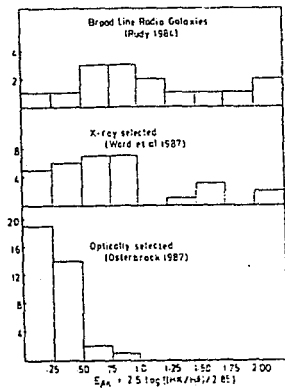


Figura 3.1. Distribución del cociente H/H para objetos detectados en radio, rayos X y óptico. (Lawrence, 1987).

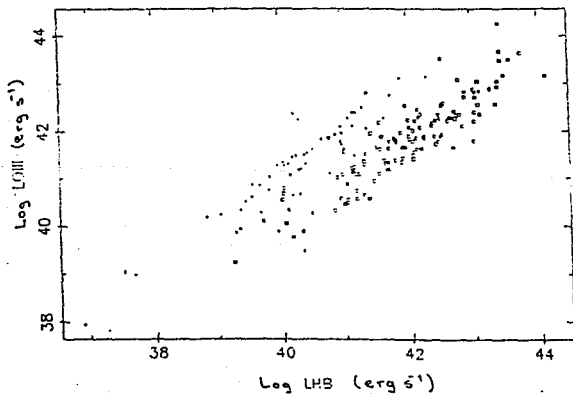


Figura 3.2. Gráfica $\log L_{OIII}$ vs $\log L_{HB}$. Los cuadrados representan a las Seyfert 1 y los asteriscos a las tipo 2 (ante trabajo).

CAPITULO 4

DATOS, ANALISIS Y RESULTADOS

4.1 El catálogo.

Para el análisis estadístico que se presenta en este trabajo se escogieron datos de flujos, magnitudes y colores que abarcan gran parte del espectro electromagnético de las galaxias Seyfert recopiladas en el Catálogo de Galaxias Seyfert del Observatorio Astrofísico Especial de la Academia de Ciencias de la URSS (Lipovetsky, Neizvestny y Neizvestnaya, 1987). Este catálogo contiene una lista de 959 galaxias Seyfert cuyos datos fueron recopilados de la literatura existente hasta 1987. Consta de seis tablas que contienen los siguientes datos: el nombre del objeto en formato IAU, sus coordenadas (posición óptica, 1950), el corrimiento al rojo galactocéntrico, el tipo Seyfert, la magnitud B, el enrojecimiento E(B-V), la magnitud absoluta, el tipo de Hubble, la pertenencia a grupos, el diámetro mayor isofotal, el cociente de semiejes, la magnitud fotoeléctrica V, las aperturas de las mediciones fotoeléctricas, los colores (U-B), (B-V), (V-R) en el sistema de Johnson, los flujos J, H, K, L, N (cerca infrarrojo, en mJy), los flujos monocromáticos en las líneas de emisión de H β y [OIII] λ 5007, los flujos en el lejano infrarrojo (IRAS, 12, 25, 60 y 100 μ m, en Jy), los flujos en radio a 6, 7.6, 8.2, 21, 31 y 73 cm (en mJy), los flujos en rayos X blandos (0.3-3.5 keV) y en rayos X duros (2-10 keV), así como las referencias y los nombres con que aparecen las galaxias en otras listas.

El motivo por el cual fue elaborado el catálogo, es que las listas existentes de galaxias Seyfert eran muy inhomogéneas, lo que hacía difícil su estudio estadístico. Los criterios utilizados en la clasificación de las galaxias Seyfert en sus diversos tipos fueron los siguientes (Osterbrock, 1981):

Tipo 1. Líneas anchas permitidas de H, líneas de He; los anchos de las líneas (FWHI) $> 3000 \text{ km s}^{-1}$. Presencia de líneas de alta excitación. Líneas prohibidas angostas y débiles.

Tipo 1.5. Líneas permitidas con picos angostos y perfiles parecidos a los de las líneas prohibidas.

Tipo 1.8. Alas anchas muy nítidas en la línea de H α , pero más débiles en H β .

Tipo 1.9. Sólo se observan alas anchas en H α .

Tipo 2. Los perfiles de las líneas prohibidas y de las permitidas son muy similares, con anchos (FWHI) $> 250\text{-}300 \text{ km s}^{-1}$, y que cumplen con $I([\text{OIII}]\lambda 5007)/I(\text{H}\beta) > 3$.

Tipo 3. Se le llama así a los LINERS, pero no se incluyen en este trabajo.

Debemos advertir que el catálogo no menciona los criterios de determinación del tipo Seyfert 1.2.

Para los fines de este trabajo hemos agrupado las galaxias tipos 1 y 1.2 como 1, y las 1.8, 1.9 y 2 como tipo 2.

El catálogo no contiene una muestra completa de galaxias, ni en magnitud ni por ningún otro criterio. Se trata simplemente de la mayor lista conocida de este tipo de galaxias, la mayoría de las cuales han sido seleccionadas ópticamente por sus excesos ultravioleta en placas de prisma objetivo. Existen también galaxias seleccionadas en rayos X y

lejano infrarrojo.

La mayor parte de los datos han sido recopilados de la literatura, pero otros provienen de observaciones hechas con el 2 m de Byurakan y el 6 m de Zelenchuskaya. La gran dispersión en los datos se debe a observaciones hechas con distintos instrumentos (distintas aperturas, etc.) y a la variabilidad misma que presentan las galaxias Seyfert.

Para este trabajo se construyó una tabla con los siguientes datos para 687 galaxias (no todas las galaxias tienen todos los datos):

1. Nombre del objeto en formato de IUA (hhmmxdds).

2. Corrimiento al rojo galactocéntrico:

$$Z_0 = Z + 0.001 \sin(LII) \cos(BII).$$

3. Tipo de Seyfert (1 ó 2). No se incluyeron aquellas marcadas como Inciertas.

4. Magnitud B.

5. Flujo monocromático de rayos X duros (denotados en lo sucesivo por "HX", del inglés hard X) en la región de 2-10 keV o 2-6 keV en μJy .

6. Flujo monocromático de rayos X blandos (denotados "SX") en la región de 0.4-4.5 keV o 0.3-3.5 keV, en μJy .

7. Flujo monocromático de la línea H β en 10^{-13} erg cm^{-2} s^{-1} .

8, 9, 10, 11. Flujos en las bandas J, H, K y L de Johnson, respectivamente, en mJy.

12, 13, 14. Colores (U-B), (B-V) y (V-R) del sistema de Johnson.

15. Flujos de la línea [OIII] λ 5007.

16. Flujo en radio a 6 cm en Jy.

17, 18, 19, 20. Flujos en el lejano infrarrojo (IRAS) a 12, 25, 60 y 100 μm en Jy (no se usaron valores inciertos ni límites).

Con el fin de analizar propiedades intrínsecas y evitar sesgos

(como el de Malmquist), y dado que todas las galaxias tienen corrimiento al rojo z conocido, trabajamos con luminosidades calculadas con la relación:

$$L = 4\pi R^2 f \text{ (erg s}^{-1}\text{)}.$$

R está en cm y se calculó usando la relación:

$$R = \frac{cz}{H_0} \times (3.08 \times 10^{24}) \text{ (cm), con } H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1},$$

siendo z el corrimiento al rojo del objeto y H_0 la constante de Hubble ($H_0 = 75 \text{ Km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$). El flujo f (en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$) se obtiene de los flujos f_ν monocromáticos y está dado por $f = \nu f_\nu$, donde ν es la frecuencia correspondiente a la línea de emisión o la frecuencia promedio del intervalo de frecuencias en la cual se realizó la observación (esto último se hizo con los flujos de rayos X y con los flujos J, H, K, y L del cercano infrarrojo). Para el cálculo de las luminosidades en el infrarrojo medio y lejano (FIR, del inglés "far infrared") se usaron las fórmulas (IRAS Point Source Catalogue, 1985):

$$f_{25} = 5.60 \times 10^{-11} F(25), \text{ para el flujo a } 25 \mu\text{m, y}$$

$$f_{\text{FIR}} = 1.26 \times 10^{-11} (2.58 F(60) + F(100)), \text{ para FIR,}$$

que da el flujo promedio entre 40 y 400 μm .

En lo sucesivo, al infrarrojo cercano (bandas J, H, K y L) se le llamará CIR, y al infrarrojo medio (12 y 25 μm) MIR.

4.2 Resultados estadísticos.

En la tabla 4.1 se muestran, para cada tipo de galaxia, los valores promedio, la mediana y la desviación estándar de los logaritmos de las luminosidades calculadas, así como el número de objetos usados en la estadística. Las figuras 4.1 muestran los histogramas para cada luminosidad por tipo, cuyos resultados son los siguientes:

1. Del promedio de z vemos que las Seyfert 1 son, en promedio, más

TABLA 4.1

Logaritmo de la luminosidad (en erg s^{-1})	Seyfert 1 (330 Objetos)				Seyfert 2 (357 Objetos)			
	Promedio	σ	Mediana	No. de Objetos	Promedio	σ	Mediana	No. de Objetos
L_{IX}	43.94	0.8620	44.07	79	43.26	0.9021	43.24	79
L_{SX}	43.18	0.7623	43.25	95	42.09	1.181	42.11	33
$L_{\text{B}1}$	44.17	0.5360	44.15	303	43.81	0.4345	43.86	264
$L_{\text{B}2}$	50.53	0.6731	50.59	14	50.09	0.6429	50.03	32
L_{B^*}	44.45	0.417	44.17	317	44.49	2.009	43.91	296
$L_{\text{H}\beta}$	42.00	0.9219	42.06	129	40.38	1.054	40.40	59
L_{OIII}	41.81	0.8863	41.85	127	41.25	1.023	41.34	57
L_{J}	44.54	0.5833	44.57	89	43.98	0.6599	44.13	51
L_{H}	44.74	0.5870	44.78	96	44.25	0.4923	44.38	52
L_{K}	44.73	0.6748	44.79	93	44.09	0.4880	44.19	51
L_{L}	44.58	0.7593	44.63	77	43.83	0.5707	43.88	32
L_{12}	43.92	0.7682	44.10	50	43.70	0.5962	43.80	80
L_{25}	44.01	0.7982	44.09	80	43.81	0.6327	43.83	136
L_{60}	43.95	0.7329	43.93	86	43.91	0.5852	43.84	147
L_{100}	43.99	0.6748	44.05	80	43.90	0.5630	43.88	140
L_{FIR}	44.00	0.6940	44.00	88	43.94	0.5759	43.85	148
L_{R}	40.40	1.861	40.35	78	40.11	1.858	39.55	76
U-B	-0.386	0.4010	-0.435	182	0.1479	0.2488	0.1700	125
B-V	0.6373	0.2549	0.640	210	0.8952	0.2342	0.9000	143
V-R	0.7504	0.1914	0.7700	117	0.8657	0.1554	0.8700	84
z	0.0954	0.1035	0.0588	317	0.0594	0.098	0.0301	297

NOTA: $L_{\text{B}1}$ corresponde a $L_{\text{B}} < 10^{46}$

$L_{\text{B}2}$ corresponde a $L_{\text{B}} > 10^{46}$

L_{B^*} todos los valores

lejanas que las Seyfert 2 (figs. 4.1.31 y .32).

2. Las Seyfert 1 son más luminosas, en todas las longitudes de onda, que las Seyfert 2 (nótese que lo mismo -puntos 1 y 2- se puede decir de una comparación estadística entre cuasares y Seyferts 1). Un caso particular es la luminosidad en la banda B (azul). De los histogramas (figs. 4.1.29 y .30) se ve que las distribución en L_B es bimodal, el grueso de las galaxias tienen $\log L_B^1 < 46$. Hay 14 Seyfert 1 y 32 Seyfert 2 con $\log L_B^2 > 46$. Para el grueso de las galaxias L_B (Sy 1) $> L_B$ (Sy 2), como sucede con las demás luminosidades, pero, dado que el número de Seyfert 2 ópticamente superluminosas (en porcentaje 8.9%) es mayor que el de Seyfert 1 (4.2%), al tomar el promedio sobre todas las galaxias (nótese la gran dispersión en $L_B^* = L_B^1 + L_B^2$), resulta que L_B^* (Sy 2) $> L_B^*$ (Sy 1). El valor de la mediana, en cambio, sigue siendo mayor para las Seyfert 1. El caso más notorio de diferencia es el de la luminosidad en las líneas de H β ; en promedio, la luminosidad en esta línea, para las Seyfert 1 es mayor por un factor de 41.7, con respecto a las Seyfert 2. Las líneas de [OIII], en cambio, son más luminosas en las Seyfert 1 por un factor = 3.6 (en la figura 3.2 se muestra claramente esta distinción).

3. Aunque las dispersiones en los valores medios de los colores son grandes, podemos ver que en promedio las Seyfert 1 tienen colores más azules que las tipo 2 (figs. 4.1.33-.38). Las dispersiones son grandes no sólo porque se trata, como ya lo hemos mencionado, de datos recopilados (con frecuencia con diferentes diafragmas), sino por el hecho de que los colores también varían, y varían en el sentido de que al aumentar el brillo del núcleo el color se vuelve más violeta (e.g. Doroshenko, Lyutyi y Rakhimov, 1989). El color violeta proviene del núcleo no resuelto, que es menos prominente en las Seyfert 2 que en las

tipo 1. Al disminuir el brillo del núcleo, el color enrojece, pues aumenta la contribución de la galaxia subyacente.

4. El número de galaxias con detecciones en rayos X muestra que el 24% de las Seyfert 1, y el 22% de las tipo 2 han sido detectadas en rayos X duros (figs. 4.1.1 y .2). El número de detecciones es muy similar, hecho que sorprende, ya que tradicionalmente se cataloga a las Seyfert 2 como pobres emisoras de rayos X. La diferencia está en la emisión de rayos X blandos (28% de las Seyfert 1 y 9.2% de las Seyfert 2; figs. 4.1.3 y .4). Estos resultados se pueden deber a que el catálogo no está actualizado con las nuevas observaciones en rayos X, y no muestre la cantidad total actual de Seyferts 1 con detecciones en rayos X duros. Entender los procesos que contribuyen a la emisión de rayos X es de suma importancia (como se verá en los otros resultados que se presentan en esta trabajo), y se discutirá ésto con más detalle posteriormente. En todo caso, si estas proporciones reflejan un efecto real (no un sesgo), su interpretación favorece la idea de gran cantidad de material absorbente en las Seyfert 2.

5. El porcentaje de Seyferts 1 con emisión de radio a 6 cm (figs. 4.1.27 y .28) es sóloligeramente mayor (23.6%) que el de las Seyfert 2 con la misma emisión (21.3%). Resultado nuevamente contrario a la "vox populi".

6. La detectabilidad en el IR es diferente para ambos tipos de galaxias (figs. 4.1.17 -26). En el caso de las Seyfert 1 es más o menos la misma para todas las bandas (desde J hasta 100 μm y FIR): J, H y K ~ 28%, L ~ 23%, 25 μm ~24% y FIR ~ 27%. En el caso de las Seyfert 2, en cambio, la detectabilidad en el cercano infrarrojo es mucho menor (14.6% en J, H, y K y ~ 9% en L) y en el mediano y lejano infrarrojos (sobre todo en este último) mucho mayor (~ 38% en 25 μm y ~ 42% en FIR). Este efecto

Figuras 4.1

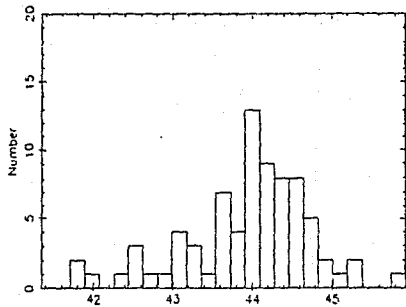


Fig. 4.1.1 Log LHX (Sy 1)

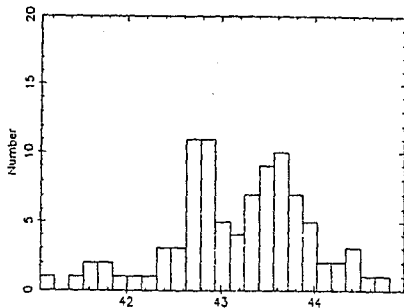


Fig. 4.1.3 Log L5X (Sy 1)

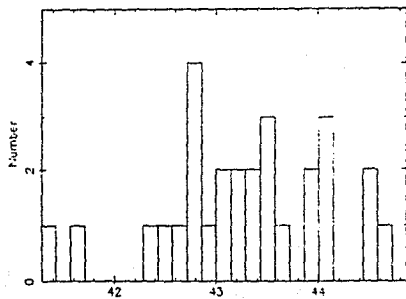


Fig. 4.1.2 Log LHX (Sy 2)

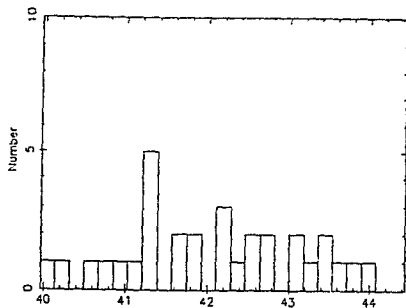


Fig. 4.1.4 Log L5X (Sy 2)

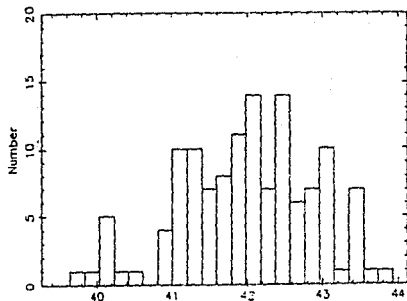


Fig. 4.1.5 Log LHp (Sy 1)

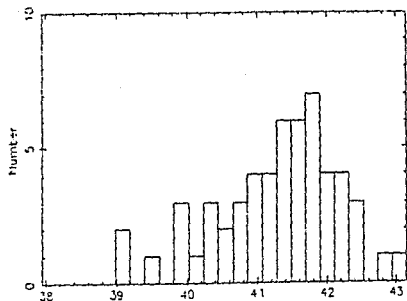


Fig. 4.1.7 Log Lcm (Sy 1)

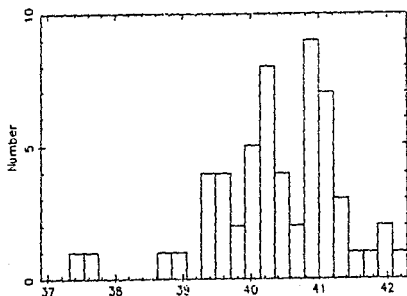


Fig. 4.1.6 Log LHp (Sy 2)

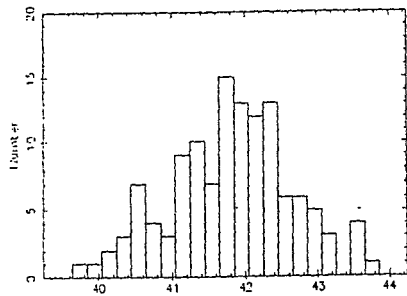


Fig. 4.1.8 Log Lcm (Sy 2)

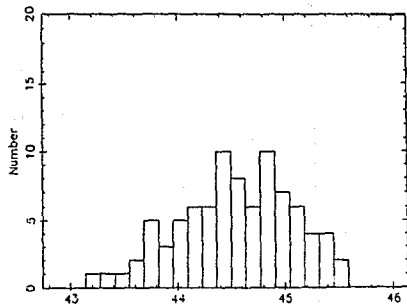


Fig. 4.1.9 $\text{Log } L_j (S_y 1)$

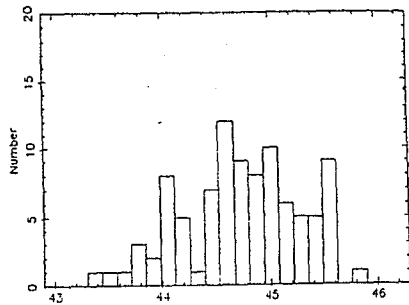


Fig. 4.1.11 $\text{Log } L_k (S_y 1)$

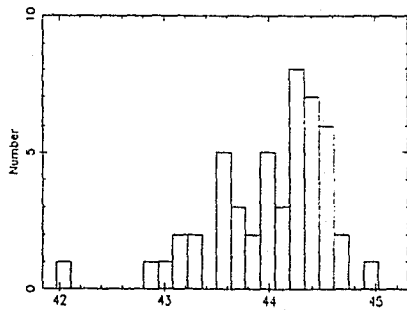


Fig. 4.1.10 $\text{Log } L_j (S_y 2)$

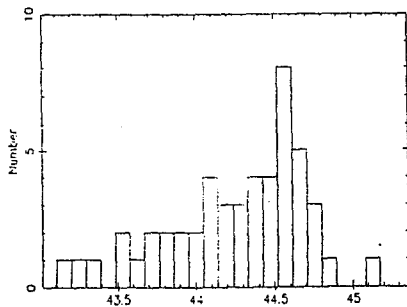


Fig. 4.1.12 $\text{Log } L_k (S_y 2)$

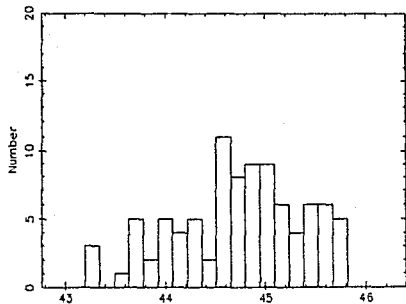


Fig. 4.1.13 Log L_K (Sey 1)

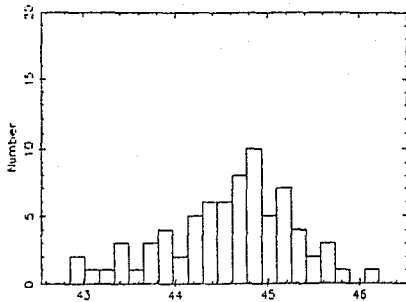


Fig. 4.1.15 Log L_L (Seyfert 1)

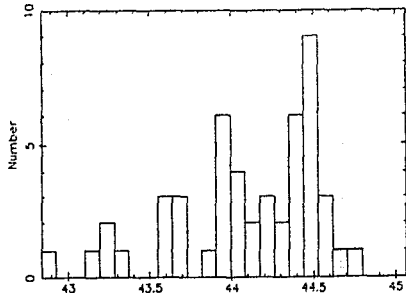


Fig. 4.1.14 Log L_K (Sey 2)

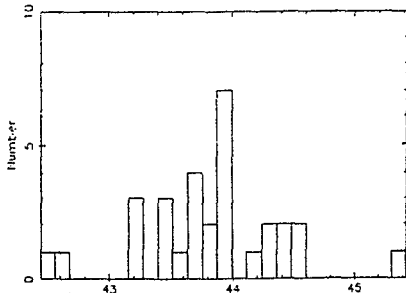


Fig. 4.1.16 Log L_L (Sey 2)

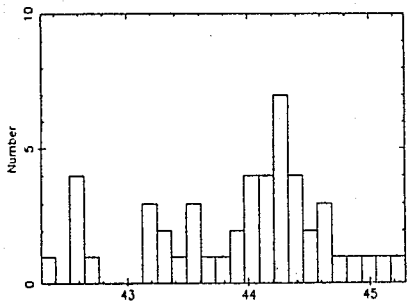


Fig. 4.1.17 Log L_{Fit} (Sy 1)

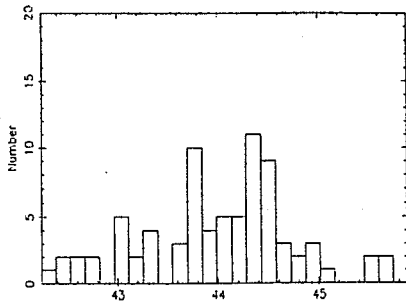


Fig. 4.1.19 Log L_{F15} (Sy 1)

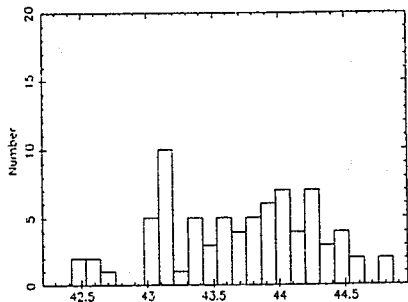


Fig. 4.1.18 Log L_{Fit} (Sy 2)

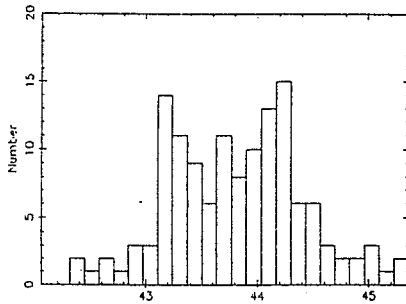


Fig. 4.1.20 Log L_{F15} (Sy 2)

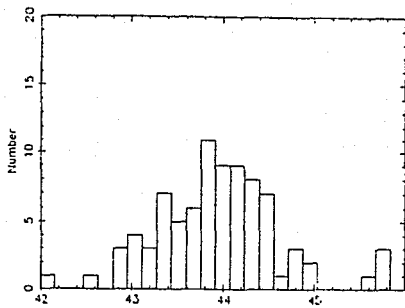


Fig. 4.1.21 $\text{Log } L_{T20} (S_y 1)$

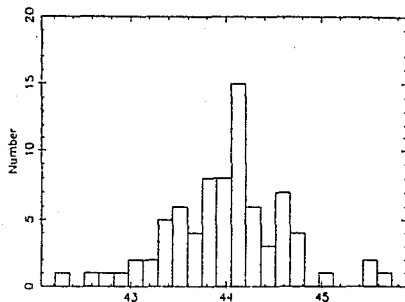


Fig. 4.1.23 $\text{Log } L_{F100} (S_y 1)$

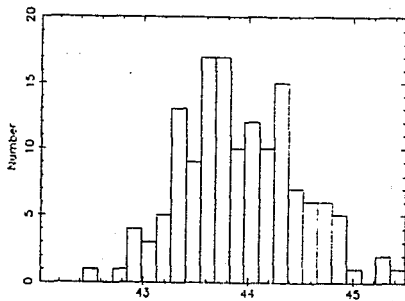


Fig. 4.1.22 $\text{Log } L_{F60} (S_y 2)$

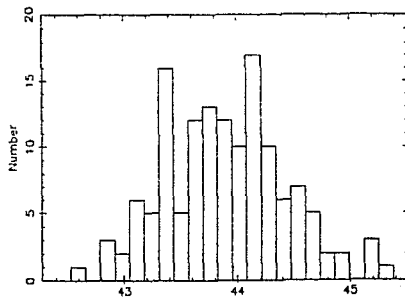


Fig. 4.1.24 $\text{Log } L_{F100} (S_y 2)$

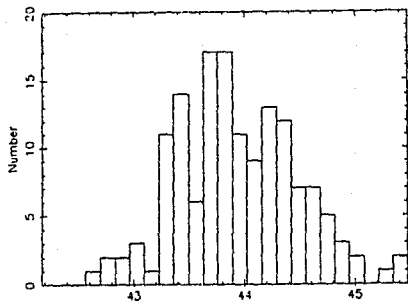


Fig. 4.1.25 $\text{Log } L_{\text{FIR}} (S_{41})$

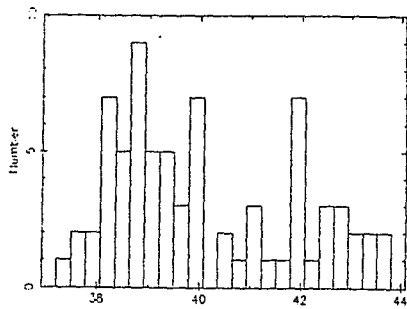


Fig. 4.1.27 $\text{Log } L_{R6} (S_{41})$

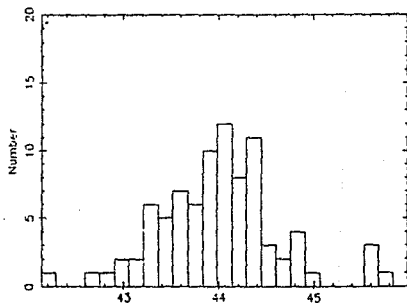


Fig. 4.1.26 $\text{Log } L_{\text{FIR}} (S_{42})$

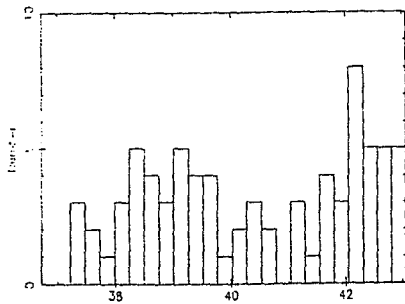


Fig. 4.1.28 $\text{Log } L_{R6} (S_{42})$

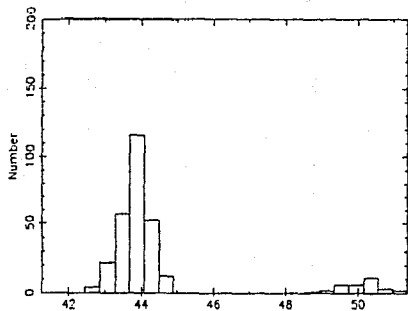


Fig. 4.1.29 $\text{Log } L_B (S_y 1)$

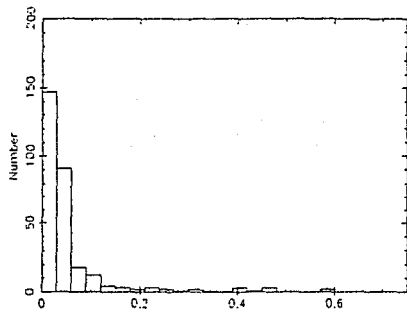


Fig. 4.1.31 $z (S_y 1)$

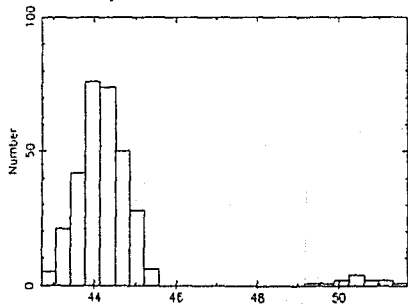


Fig. 4.1.30 $\text{Log } L_B (S_y 2)$

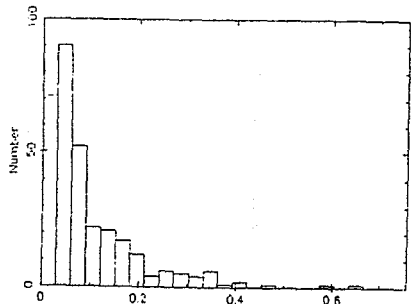


Fig. 4.1.32 $z (S_y 2)$

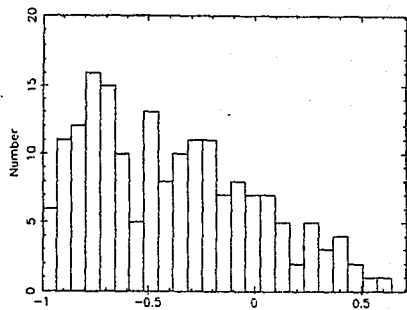


Fig. 4.1.33

U-B (S_y 1)

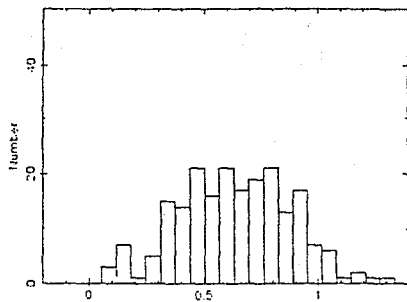


Fig. 4.1.35

B-V (S_y 1)

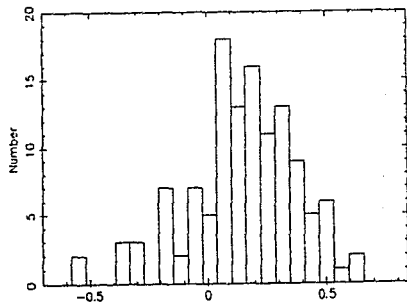


Fig. 4.1.34

U-B (S_y 2)

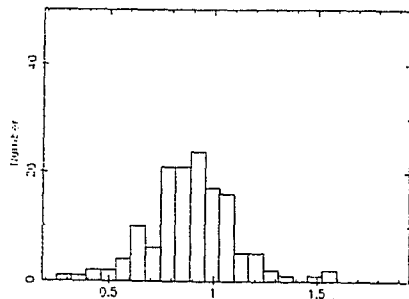


Fig. 4.1.36

B-V (S_y 2)

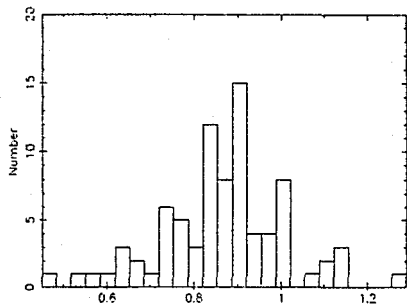


Fig. 4.1.37 $V-R (S_y 1)$

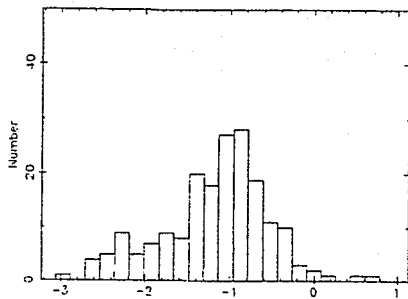


Fig. 4.1.39 $\alpha_{15-60} (S_y 1)$

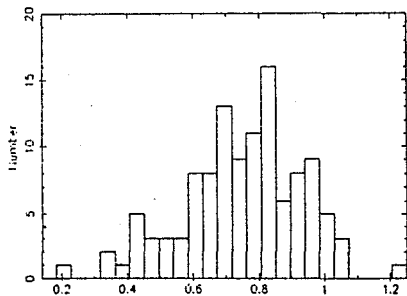


Fig. 4.1.38 $V-R (S_y 2)$

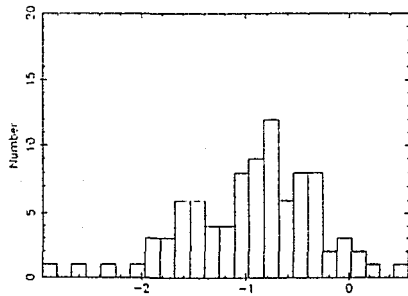


Fig. 4.1.40 $\alpha_{15-60} (S_y 2)$

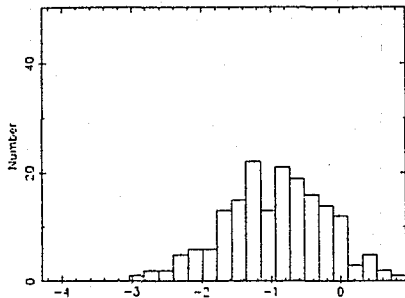


Fig. 4.1.41

$\alpha_{00-100} (S_{y 1})$

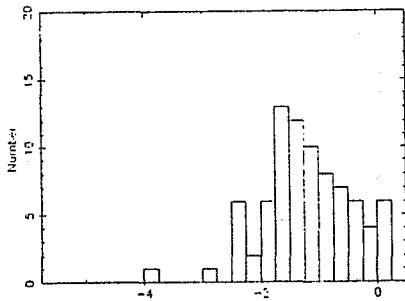


Fig. 4.1.42

$\alpha_{00-100} (S_{y 2})$

difícilmente se debe a un sesgo observacional en el caso de los datos de IRAS.

4.3 Correlaciones.

Mediante el uso de la subrutina de correlación de TABU, se obtuvieron los coeficientes de correlación entre las luminosidades calculadas, considerando por separado a los dos tipos de galaxias Seyfert. Los coeficientes se muestran en las tablas 4.2, junto con el número de objetos con que fueron calculados. Para el análisis de dichas tablas tomamos los siguientes criterios sobre la bondad de la correlación (siendo r el coeficiente de correlación):

- baja (ó nada) : $r < 0.58$
- poca-regular : $r \sim 0.59 - 0.68$
- alta : $r \sim 0.69 - 0.88$
- muy alta : $r \geq 0.89$.

Se encontró que en las Seyfert 1 lo único que no correlaciona (o no significativamente) con ninguna de las otras entradas de la tabla, son los colores B-V y V-R. El color U-B presenta anticorrelaciones significativas con L_{HX} , L_{SX} , $L_{H\beta}$ y L_{CIR} . Todo lo demás está correlacionado. De estas correlaciones las más bajas (regulares) son:

$$L_{HX} - L_B; L_{SX} \text{ con } L_B, L_{H\beta} \text{ y } L_{FIR}; \text{ y } L_{H\beta} - L_{R6}.$$

Las correlaciones más altas fueron las de las luminosidades J, H, K y L entre sí, lo cual resulta obvio; L_{F12} con L_{HX} , L_{SX} , $L_{H\beta}$ y L_{CIR} ; así como L_{F25} con L_{HX} , L_{CIR} y L_{FIR} .

Remarcaremos algunos de los resultados de la tabla de correlaciones que consideramos importantes:

- La correlación entre L_{SX} y $L_{H\beta}$ es baja, lo que sugiere que los rayos X suaves no son sólo la cola del ultravioleta ("blue bump"), sino que

	L _B	L _{HK}	L _{SX}	L _{Hβ}	L _J	L _H	L _K	L _L	U-B	B-V	V-R	L _{Rd}	L _{F12}	L _{F23}	L _{F00}	L _{F100}	L _{FIR}
L _B	-																
	77																
L _{HK}	0.57																
	05	33															
L _{SX}	0.61	0.73															
	128	03	64														
L _{Hβ}	0.80	0.76	0.64														
	89	28	48	74													
L _J	0.65	0.60	0.64	0.64													
	05	04	43	70	89												
L _H	0.84	0.80	0.75	0.85	0.99												
	28	21	48	73	87	92											
L _K	0.63	0.83	0.75	0.85	0.98	0.97											
	77	31	42	64	70	72	71										
L _L	0.73	0.82	0.69	0.83	0.91	0.9	0.92										
	182	07	28	110	84	00	87	78									
U-B	-0.53	-0.66	-0.68	-0.61	-0.64	-0.61	-0.63	-0.6									
	210	72	81	117	89	92	89	77	178								
B-V	-0.65	-0.32	-0.45	-0.55	-0.49	-0.49	-0.53	-0.54	0.76								
	117	40	34	03	23	28	28	30	104	116							
V-R	-0.35	-0.08	-0.22	-0.23	-0.28	-0.29	-0.31	-0.29	0.51	0.6							
	78	39	30	54	47	49	49	37	05	08	42						
L _{Rd}	0.52	0.74	0.78	0.62	0.74	0.75	0.80	0.79	-0.48	-0.28	-0.14						
	40	82	22	32	34	35	34	81	42	46	31	28					
L _{F12}	0.74	0.88	0.9	0.89	0.93	0.93	0.95	0.97	-0.6	-0.45	-0.14	0.67					
	78	34	27	43	43	46	43	41	28	03	42	27	49				
L _{F23}	0.72	0.54	0.82	0.83	0.89	0.89	0.92	0.9	-0.59	-0.43	-0.27	0.71	0.94				
	84	24	27	44	40	47	46	42	02	07	48	24	49	79			
L _{F00}	0.73	0.84	0.65	0.74	0.82	0.82	0.84	0.84	-0.5	-0.40	-0.42	0.71	0.87	0.94			
	78	31	16	40	48	44	43	39	00	04	41	24	46	71	78		
L _{F100}	0.9	0.76	0.62	0.73	0.61	0.82	0.83	0.82	-0.55	-0.48	-0.47	0.73	0.65	0.90	0.96		
	39	24	27	44	47	48	47	42	04	09	44	24	49	79	80	80	
L _{FIR}	0.75	0.80	0.64	0.72	0.8	0.80	0.81	0.22	-0.49	-0.41	-0.43	0.72	0.84	0.92	0.98	0.98	

Tabla 4.2 (Seyfert 1)

	L_B	L_{HX}	L_{EX}	$L_{H\beta}$	L_J	L_H	L_K	L_L	U-B	B-V	V-R	L_{Rd}	L_{F12}	L_{F25}	L_{F60}	L_{F100}	L_{F18}
L_B	-																
L_{HX}	20 0.17																
L_{EX}	.82 0.17	14 0.25															
$L_{H\beta}$	38 0.45	10 0.23	21 0.29														
L_J	40 0.65	10 0.63	18 -0.11	27 0.43													
L_H	51 0.68	10 0.79	18 0.42	28 0.58	40 0.97												
L_K	50 0.67	18 0.73	10 0.45	20 0.57	18 0.98	50 0.99											
L_L	31 0.58	14 0.37	18 0.40	27 0.6	27 0.76	20 0.78	30 0.81										
U-B	123 -0.14	20 -0.10	20 0.52	43 -0.21	40 -0.15	48 -0.03	48 -0.07	32 -0.34									
B-V	148 0.02	28 0.37	20 0.0	47 0.02	48 0.41	31 0.36	50 0.39	32 0.01	124 0.46								
V-R	88 0.08	14 -0.32	17 0.69	27 0.2	30 0.18	32 0.20	30 0.13	21 -0.11	70 0.13	82 0.48							
L_{Rd}	74 0.54	18 0.73	18 0.37	38 0.30	37 0.48	37 0.66	36 0.65	38 0.5	55 0.19	59 0.67	86 0.27						
L_{F12}	71 0.49	15 0.65	19 0.02	34 0.45	20 0.57	19 0.55	27 0.61	19 0.69	57 -0.55	37 -0.31	33 0.15	85 0.66					
L_{F25}	120 0.45	22 0.56	18 0.12	46 0.52	34 0.66	36 0.63	37 0.69	27 0.63	78 -0.17	80 0.18	48 0.12	78 0.83	78 0.89				
L_{F60}	120 0.48	20 0.60	18 0.04	40 0.38	34 0.69	36 0.70	37 0.75	27 0.68	70 -0.14	81 0.05	47 0.06	41 0.73	70 0.89	194			
L_{F100}	123 0.51	10 0.48	16 -0.15	41 0.26	32 0.61	33 0.65	35 0.64	20 0.58	70 -0.16	70 -0.22	46 0.00	30 0.62	77 0.67	128 0.82	130 0.96		
L_{F18}	130 0.49	21 0.46	18 -0.01	46 0.36	34 0.66	36 0.67	37 0.69	27 0.63	80 -0.15	82 0.02	48 0.03	44 0.74	70 0.72	193 0.86	147 0.99	140 0.98	

Tabla 4.2 (Seyfert 2)

también tiene otras contribuciones, que podrían ser binarias de rayos X, supernovas y vientos de Wolf-Rayets. $L_{H\beta}$ correlaciona mejor, en cambio, con los rayos X duros, lo cual indica que esta línea pueda ser también producida mediante la fotoionización por rayos X duros (efecto Auger, e.g. Bochkariiev, 1987; Pronick, 1987). Existen modelos en que se discute este tipo

de ionización y que explican la variabilidad en líneas, sobre todo en las prohibidas.

La emisión en radio podría ser radiación sincrotrónica primaria más una contribución de procesos libre-libre de las regiones HII, y tal vez, del sincrotrón producido por supernovas.

Las altas correlaciones entre L_{HX} y el infrarojo cercano y medio, sugieren que la radiación sincrotrónica primaria se extiende en todo ese rango de frecuencias. Las correlaciones entre L_B , $L_{H\beta}$ y L_{FIR} , indican la contribución del disco, esto es, gas y polvo ionizado o calentado, respectivamente, por estrellas.

Entonces, para las Seyfert 1, se encuentra que la mayor parte de la emisión está relacionada, directa o indirectamente, con la radiación primaria, más pequeñas contribuciones de radiación estelar (supernovas, regiones HII, binarias de rayos X, etc.)

El escenario en las Seyfert 2 es muy distinto: la mayoría de los parámetros no correlacionan significativamente ($r \leq 0.55$). Las únicas correlaciones importantes son:

- L_J , L_H y L_K entre sí ($r \geq 0.9$). Con L_L la correlación es menor ($r \sim 0.76 - 0.80$).

- Los rayos X duros con L_H , L_K y L_{R6} ($r \sim 0.73 - 0.79$). Sin embargo, las emisiones en rayos X duros y en radio son excluyentes, ya que sólo hay 18 objetos que presentan ambas emisiones (aunque esto también pudiera

deberse a que el catálogo esté incompleto).

Otras correlaciones relevantes ($r \sim 0.60 - 0.68$) son L_{CIR} con L_{D} y L_{R6} , $L_{\text{H}\beta}$ vs. L_{CIR} , y entre las luminosidades infrarojas (L_{CIR} , L_{MIR} , L_{FIR}). Mas Hess et al. (1992) encuentran propiedades similares en rayos X suaves y emisión infraroja entre galaxias con formación estelar y Seyferts 2, lo que sugiere que la emisión de por lo menos algunas de estas últimas, esté dominada por formación estelar intensa alrededor del núcleo.

Explicar la emisión de las galaxias Seyfert 2 es más complejo que hacerlo para las Seyfert 1, ya que evidentemente, los procesos estelares y el obscurecimiento adquieren mayor importancia. (El obscurecimiento se hace evidente, en las Seyfert 2, por el hecho de que muy pocos objetos emiten rayos X suaves, cosa que no ocurre con los duros, ver tabla 4.1). Estos resultados e interpretaciones se discuten en detalle en la sección de Análisis de Componentes Principales.

En las figuras 4.2 se graficaron los logaritmos de distintas luminosidades. Los cuadrados representan a las Seyfert 1 y los asteriscos a las Seyfert 2.

Las gráficas $L_{10x} - L_{\text{H}\beta}$ y $L_{5x} - L_{\text{H}\beta}$ (figs. 4.2.1 y .2) muestran una mejor correlación para las Seyfert 1. El hecho de que exista esta correlación es una evidencia de que el efecto Auger es importante en la fotoionización, ya que también ocurre en las gráficas con OIII (figs. 4.2.5 y .6)

Dultzin-Hacyan et al. (1988) reportaron una correlación, con 12 Seyferts 2, entre $L_{\text{H}\beta}$ y L_{F25} . Las galaxias que utilizaron tienen $\log L_{\text{H}\beta}$ en el rango 39.5 - 42.0. Al reproducir en este trabajo dicha gráfica con 46 objetos (fig. 4.2.3), la correlación desaparece, en el rango 37.0 <

Figuras 4.2

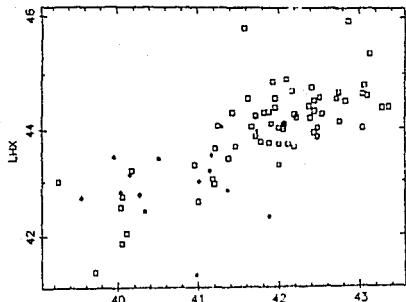


Fig. 4.2.1 LHB

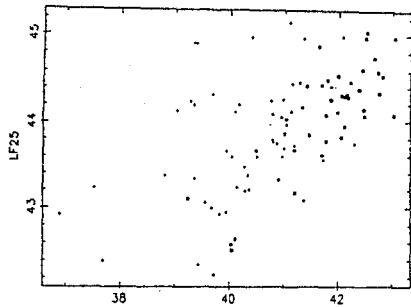


Fig. 4.2.3 LHB

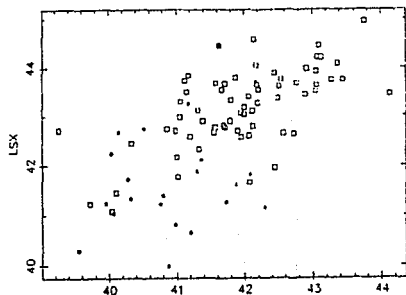


Fig 4.2.2 LHB

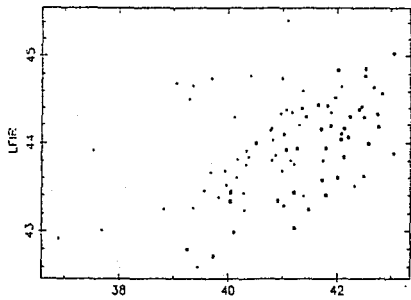


Fig 4.2.4 LHB

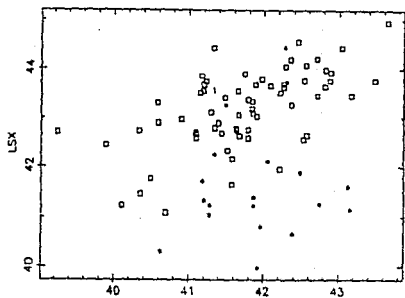


Fig. 4.2.5

LCIII

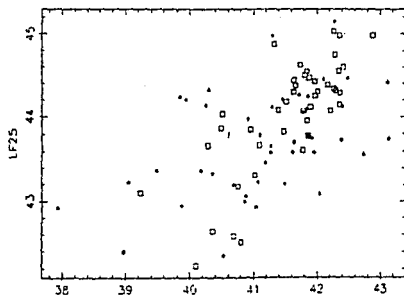


Fig. 4.2.7

LCIII

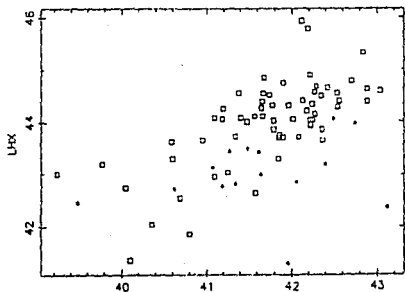


Fig. 4.2.6

LCIII

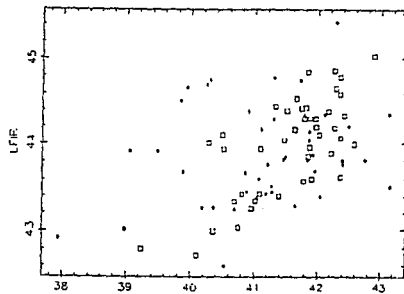


Fig. 4.2.8

LCIII

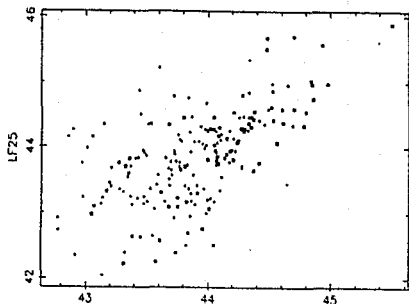


Fig. 4.2.9

LB

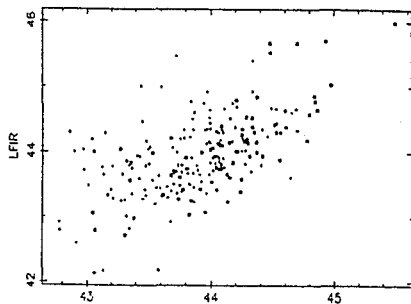


Fig. 4.2.11

LB

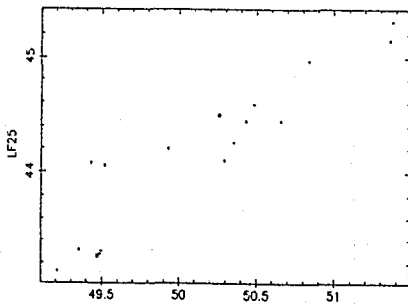


Fig. 4.2.10

LB

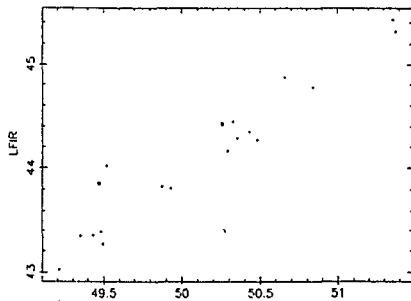


Fig. 4.2.12

LB

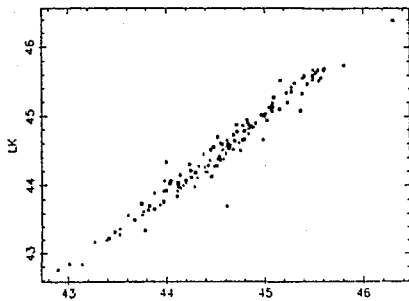


Fig. 4.2.13

LH

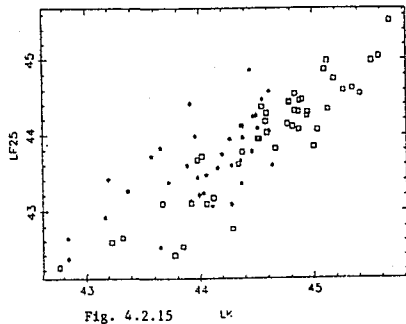


Fig. 4.2.15

LK

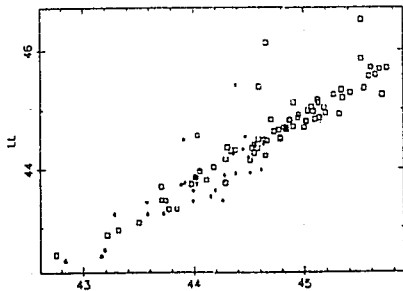


Fig. 4.2.14

LK

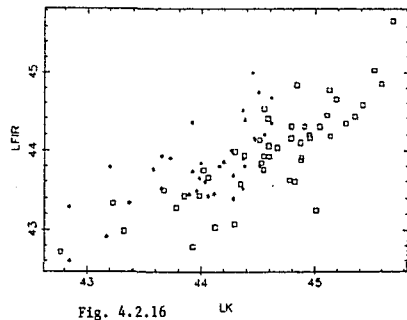


Fig. 4.2.16

LK

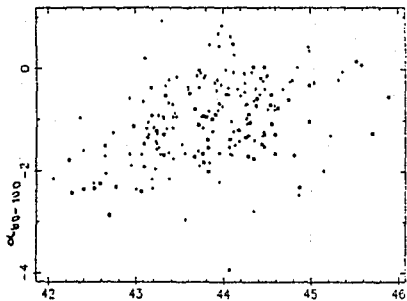


Fig. 4.2.17

LF25

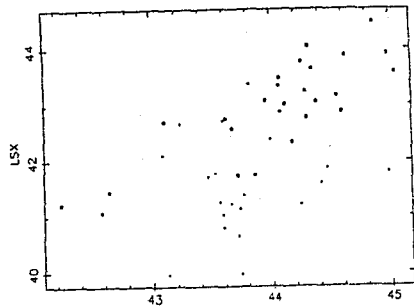


Fig. 4.2.19

LF25

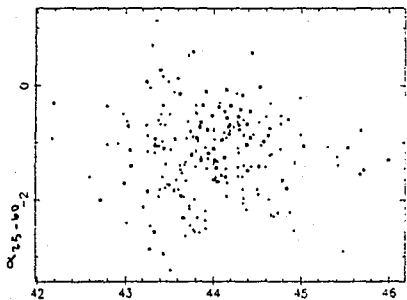


Fig. 4.2.18

LFIR

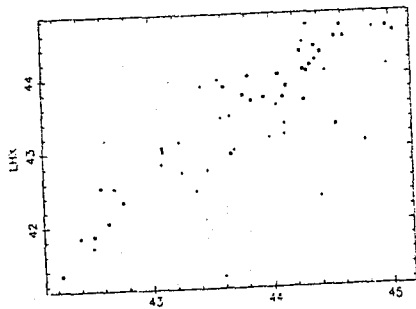


Fig. 4.2.20

LF25

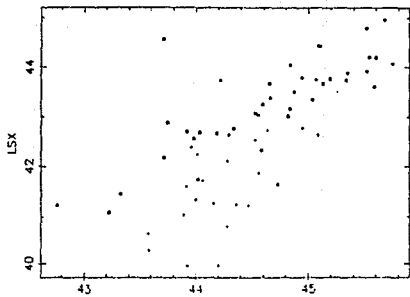


Fig. 4.2.21

LK

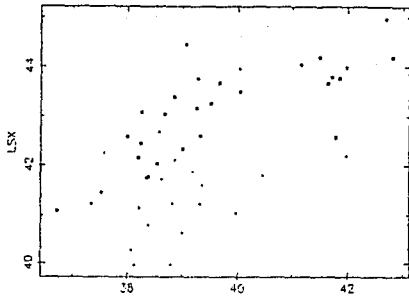


Fig. 4.2.23

LR6

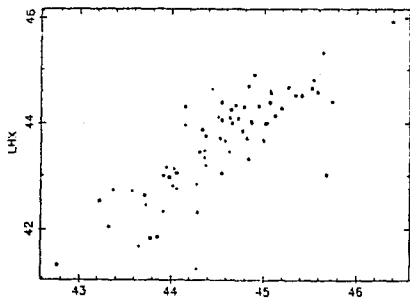


Fig. 4.2.22

LK

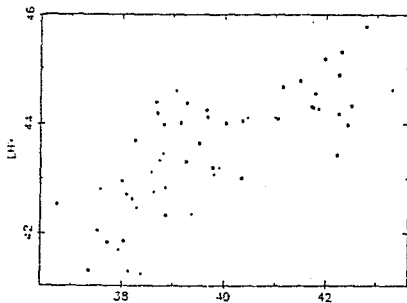


Fig. 4.2.24

LR6

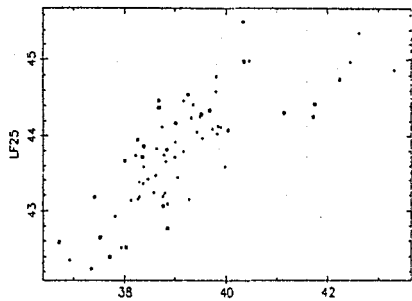


Fig. 4.2.25

LR5

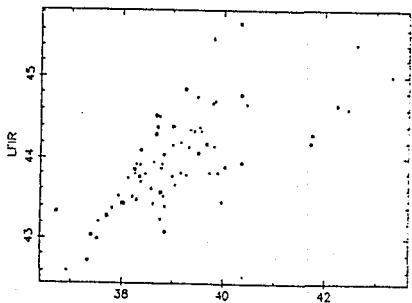


Fig. 4.2.26

LR6

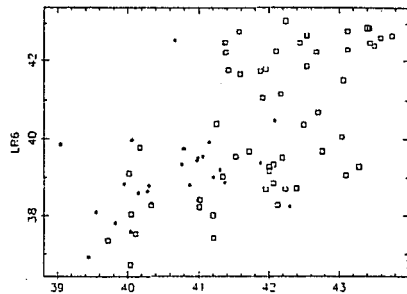


Fig. 4.2.27

LRB

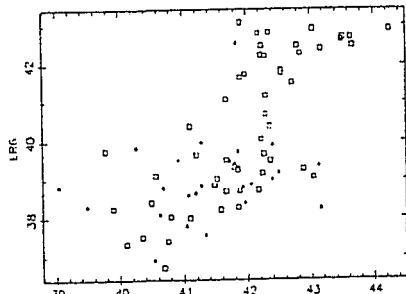


Fig. 4.2.28

LOM

$\log L_{\text{H}\beta} < 43.0$, aunque en el rango que ellos utilizaron, sí se percibe la correlación reportada. Otro ejemplo claro de la dependencia de la correlación con el número de objetos, se ve en las gráficas $L_{\text{F25}} - \alpha_{60-100}$ y $L_{\text{FIR}} - \alpha_{25-60}$ (figs. 4.2.17 y .18). Hunt (1991) obtiene "correlaciones significativas" de estas gráficas, con ~ 20 objetos en cada una. Las gráficas obtenidas en este trabajo, con ~ 60 objetos de cada tipo Seyfert, muestran que tal correlación es inexistente, sobre todo en el caso de la segunda.

Un resultado interesante se obtiene al graficar L_{B}^2 contra L_{F25} y L_{FIR} (figs. 4.2.9 y .10), ya que las correlaciones son muy altas ($r > 0.93$). Las galaxias que presentan $L_{\text{B}} > 10^{48}$ son en su mayoría galaxias identificadas por Fairall, quien utilizó como criterio para su muestra el exceso azul.

Las demás correlaciones ya fueron mencionadas en el texto y algunas otras se utilizarán en el siguiente capítulo para fundamentar algunas de las interpretaciones que se hacen.

CAPITULO 5

ANALISIS DE COMPONENTES PRINCIPALES

5.1 Programa de análisis estadísticos.

En este trabajo se utilizó el Programa Interactivo para Procesamiento Tabular de Datos, TABU (Melnick, 1986). El programa fue concebido para procesar tablas de datos y para generar gráficas de alta calidad. TABU lee tablas de datos (editadas en archivos en ASCII) con un máximo de 132 caracteres por línea. La tabla permanece almacenada en la memoria durante la sesión de trabajo. Los archivos en ASCII están limitados a 98 columnas y 4096 renglones.

El programa permite obtener gráficas de una variable contra alguna otra; al graficar puede asignar símbolos pictóricos a expresiones lógicas, obtiene coeficientes de correlación entre las variables graficadas, ajusta polinomios hasta de orden 9, etc. Las rutinas estadísticas dan los valores del promedio, la mediana, la desviación estándar, número de objetos, etc. que toman las columnas de la tabla de datos, así como sus histogramas. Cuenta además con las rutinas Alice, de ajustes por mínimos cuadrados y el Análisis de Componentes Principales (ACP). Esta última rutina fue utilizada en la tesis y se describe en detalle a continuación.

5.2 Análisis de Componentes Principales

El Análisis de Componentes Principales (ACP) es un método

estadístico que permite determinar el número mínimo de variables independientes (i.e., no correlacionadas), a las que también se les llama "factores", subyacentes a una cantidad mayor de variables observadas. El número de factores significativos revela la dimensionalidad del espacio generado por las observaciones. El análisis dimensional es una herramienta muy útil en estudios de clasificación, y es de suma importancia en la comprensión del problema de correlaciones entre distintas variables. El ACP ha sido utilizado en astronomía, entre otros, por Deeming (1964) en la clasificación espectral de estrellas, por Kester (1980) en el estudio de la extinción del ultravioleta basado en colores estelares, por Bujarrabal et al. (1981) en la determinación de la influencia de la incertidumbre de la distancia en estudios estadísticos de galaxias, y por Boroson y Green (1992) en un estudio sobre las propiedades de las líneas de emisión de cuasares con corrimiento al rojo pequeño (este último trabajo es el primero del que tenemos noticia en el que se aplica el ACP a NAGs).

5.2.1 EL METODO

Considérese un conjunto de puntos asociados con los N objetos de estudio en el espacio original n -dimensional (cuyas coordenadas x_1, x_2, \dots, x_n son los parámetros medidos). Se toma por sentado que el origen de coordenadas es el centro de inercia del conjunto de puntos, donde cada punto tiene el mismo peso estadístico $1/N$. Se pretende encontrar un nuevo conjunto de ejes (i.e., nuevas variables) llamados factores, que permitan una representación simple del problema estadístico. Tal sistema coordenado $\xi_1, \xi_2, \dots, \xi_n$ debe satisfacer las condiciones siguientes:

a) Los ξ_j están relacionados con los x_i mediante una transformación lineal:

$$x_k = F(k,1)\xi_1 + F(k,2)\xi_2 + \dots + F(k,n)\xi_n. (1)$$

b) La transformación es ortogonal, lo que es equivalente a una rotación de los ejes x_i .

c) Los ξ_j son estadísticamente independientes, i.e., no están correlacionados entre sí.

El nuevo sistema de ejes ξ_j es, entonces, el conjunto de eigenvectores de la matriz de correlación C del problema, donde los elementos de C son los coeficientes de correlación que hay entre cada par de variables:

$$C(x_k, x_1) = \lambda_1 F(k,1)F(1,1) + \dots + \lambda_n F(k,n)F(1,n). (2)$$

(aquí se han expresado los coeficientes de correlación $C(x_k, x_1)$ en términos de los elementos de la matriz de transformación y de los eigenvalores λ_i).

Usando factores normalizados $\xi'_i = \xi_i/\lambda_i$, la ecuación (1) queda:

$$x_k = F'(k,1)\xi'_1 + \dots + F'(k,n)\xi'_n$$

donde $F'(k,1) = F(k,1)\lambda_1$.

Los coeficientes de correlación quedan entonces como:

$$C(x_k, x_1) = F'(k,1)F'(1,1) + \dots + F'(k,n)F'(1,n).$$

Representando cada variable x_j por el vector unitario V_j ,

$$V_j = \{F'(j,1), \dots, F'(j,n)\},$$

el coeficiente de correlación $C(x_k, x_1)$ es simplemente el producto escalar $V_k \cdot V_1$. Si los últimos $n-s$ factores no son significativos ($\lambda_n < \dots < \lambda_{s+1} \ll 1$), los coeficientes de correlación están bien representados por $C(x_k, x_1) = F'(k,1)F'(1,1) + \dots + F'(k,s)F'(1,s)$,

que es el producto escalar de V_k y V_1 restringidos a las primeras s componentes. En este caso, las proyecciones de los vectores V_k sobre el subespacio s -dimensional, tienen magnitudes cercanas a la unidad y la

componente $F'(k,1)$ de V_k es el factor de correlación entre x_k y ξ_1 .

La dimensión del subespacio generado, s , (ξ_1, \dots, ξ_s ; $s < n$) es necesaria y suficiente en la descripción del sistema. Al desechar aquellos parámetros que contribuyen muy poco a la descripción del problema inicial, se encuentra su verdadera dimensión. Existen diversos criterios para esto. En este trabajo se utilizó el de que sólo son importantes a la descripción del problema aquellos eigenvalores que sumados contribuyen con más del 90% de la varianza.

En el caso concreto de nuestro análisis, se encontraron qué parámetros son independientes y cuáles son dependientes en la emisión global que presentan las galaxias Seyfert. La rutina de ACP utilizada, permite analizar simultáneamente hasta seis variables distintas, y se intentó que éstas abarcaran la mayor parte posible del espectro electromagnético (de rayos X a radio). El problema principal fue el hecho de que, como se mencionó antes, no todas las galaxias poseen todos los datos, por lo que al pedirle al programa que seleccionara aquellas Seyfert que simultáneamente tuvieran las cinco o seis luminosidades a analizar, el subconjunto creado difícilmente consistía de más de 30 objetos. Este problema es muy frecuente en los estudios estadísticos astronómicos. Hay que tomar también en cuenta que existen ciertos sesgos inherentes a la elección de una cierta luminosidad en cada tipo de Seyfert: las tipo 1 emiten más rayos X duros y menos radio, mientras que en las Seyfert 2 ocurre lo contrario; entonces, al incluir en el análisis alguna de estas emisiones características de cada tipo, el número de objetos disminuía considerablemente, llegando a tener conjuntos de menos de 10 galaxias, lo cual consideramos estadísticamente irrelevante; o bien, aparecían ciertos comportamientos atípicos, debido

probablemente a que se estaban analizando galaxias muy peculiares (por ejemplo, Seyferts 2 emisoras de rayos X duros). De cualquier manera, dado que se pretendía hacer un análisis estadístico lo más amplio posible, sólo se presentan los ACPs con el mayor número de objetos y que abarcan buena parte del espectro electromagnético. El método se describe en detalle en el Apéndice, aquí analizaremos los resultados, empezando con las galaxias Seyfert 1 y el primer ejemplo desglosado en detalle.

5.3 GALAXIAS SEYFERT 1

ACP LHX, LHB, LK, LF25, LFIR, LB (27 objetos)

FIT/PCA LHX LHB LK LF25 LFIR LB

Correlation Matrix:

1.0000					
0.8500	1.0000				
0.9147	0.8736	1.0000			
0.9225	0.8760	0.9384	1.0000		
0.7845	0.7908	0.8102	0.8768	1.0000	
0.7428	0.8295	0.8438	0.8117	0.8528	1.0000

Eigenvalues	As Percentages	Cumul. Percentages
5.2426	87.3759	87.3759
0.3216	5.3597	92.7356
0.1990	3.3169	96.0525
0.1305	2.1750	98.2275
0.0700	1.1667	99.3942
0.0363	0.6058	100.0000

Eigenvectors:

Var	# 1	# 2	# 3	# 4	# 5	# 6
1	-0.4066	0.5295	0.1664	-0.1018	0.7183	0.0159
2	-0.4066	0.0870	-0.5919	0.6810	-0.0585	-0.0977
3	-0.4195	0.2351	-0.1098	-0.4946	-0.4431	-0.5619
4	-0.4230	0.2050	0.2803	0.0243	-0.4673	0.6939
5	-0.3979	-0.4809	0.6250	0.3216	0.0376	-0.3389
6	-0.3951	-0.6193	-0.3752	-0.4209	0.2539	0.2794

En este caso, un sólo eigenvalor da ~ 87.4% de la varianza; las

seis variables tienen proyecciones repartidas con igual peso en el eigenvector correspondiente que es el nuevo eje del espacio multidimensional de las nuevas variables (que están relacionadas a las originales y que son estadísticamente independientes). Todas las variables están fuertemente correlacionadas entre sí (la matriz está dominada por la correlación entre la luminosidad en rayos X duros y la luminosidad en el infrarrojo cercano y medio). Esto quiere decir, que un solo factor puede explicar casi por sí solo toda la varianza del espacio creado por estas variables.

Del resto de la varianza (~ 12%) la mayor parte (~ 8.7%) está concentrada en el 2º y 3º eigenvectores, cuyos eigenvectores, siendo ortogonales al primero, representan factores linealmente independientes. Estos eigenvectores están dominados por las variables L_B , L_{HX} , L_{FIR} y L_{FIR} , L_{HB} , respectivamente. De hecho, los eigenvectores 4 y 5, que llevan el otro ~ 3.3% de la varianza, están dominados por esas mismas variables. De manera que una pequeña parte de la varianza en las variables L_B , L_{HX} , L_{FIR} y L_{HB} , se debe a procesos diferentes al que subyace al primer factor (eigenvector).

Así, aunque a primera aproximación podríamos decir que el espacio generado por las mediciones es prácticamente unidimensional (87.4% de varianza en un eje), en rigor tenemos una representación en cinco dimensiones (en 3 ejes está el 96% de la varianza y en 5, ~ 99.3%), pero con una tridimensional tenemos suficiente información.

Una posible interpretación, que, como veremos más adelante, se ve reforzada por los resultados del análisis de otros conjuntos de variables, y que confirma (o está sesgada por...) el modelo que podemos llamar ortodoxo o estándar (ver capítulo 2) es la siguiente:

Podemos identificar al primer eje (eigenvector) con la potencia del proceso de acreción de gas hacia un agujero negro supermasivo. Como se explica en el capítulo 2, se cree que la acreción es controlada por el transporte de momento angular en un disco alrededor del agujero negro. En el caso estándar de disco ecuatorial geoméricamente delgado (Shakura y Sunyaev, 1973), se libera energía de amarre en un gas ópticamente grueso por procesos disipativos ligados a viscosidad turbulenta ó magnética (o ambas). En este caso, la radiación primaria emitida es térmica con la temperatura de cuerpo negro local en cada parte del disco, y va desde el óptico al UV (incluso rayos X suaves). Se cree que así se forma la emisión llamada "blue bump" en la literatura. En este modelo puede haber además una corona que emite rayos X térmicos (bremsstrahlung) y radiación sincrotrónica en el infrarrojo (e.g. Blandford y Rees, 1992).

En contraste al disco delgado (o modelo estándar), está el modelo "no-térmico extremo", el cual es relevante si la fuente de energía primaria está en las partículas relativistas con un espectro de ley de potencia que se radia por el proceso sincrotrónico y Compton inverso. Por último, hay otro proceso básico que es la emisión primaria de rayos X duros y rayos gamma por cascadas de creación y aniquilación de pares en la parte más cercana al agujero negro (e.g. Fabian, 1988). Esta es relevante si $L/L_{Ed} > 10^{-2}$. Un cálculo burdo usando $M_{bh} \sim 10^8 M_{\odot}$, y el promedio por tipo de todas las luminosidades de la tabla 4.1, muestra que $L/L_{Ed} > 10^{-2}$ para las Seyfert 1 y $L/L_{Ed} < 10^{-2}$ para las Seyfert 2.

En general, una parte de la radiación podemos considerarla primaria y otra puede ser reprocesada por el gas y el polvo del disco y regiones más externas. La emisión en líneas es un ejemplo obvio de

reprocesamiento. En este contexto, la emisión de rayos X es un problema abierto: no se sabe que parte es primaria y que parte es reprocesada (e.g. Maraschi, 1991).

Algunos o todos estos procesos térmicos y no-térmicos contribuyen a la emisión global, desde el radio hasta los rayos gamma, en las diversas variantes de los modelos que explican la liberación de energía por la existencia de un pozo gravitacional relativista. De cualquier modo, y este es el punto fundamental, si es el caso, esperamos que todas las luminosidades estén correlacionadas, pues lo que subyace a todas estas emisiones (reprocesadas o no) es un mismo fenómeno: la "potencia" del proceso de acreción, determinada por dos parámetros básicos: la masa del agujero negro, M_{bh} y la tasa de acreción $\dot{M} = dM/dt$ (aunque puede haber otros como el momento angular, ver cap. 2). En este sentido es que hablaremos, genéricamente, de radiación de origen gravitacional (no relacionada, ni directa ni indirectamente, con radiación estelar).

Los otros ejes del espacio de variables, los eigenvectores ortogonales al primero, en cambio, cargan, de acuerdo a nuestra interpretación, con la contribución de la radiación estelar, o mejor dicho, con la radiación de origen estelar, pues aquí intervienen, desde la emisión estelar propiamente (fotosférica), hasta la rerradiación, de gas y polvo por ionización y/o calentamiento, de la radiación estelar y las radiaciones de vientos chocados y remanentes de supernova, etc.

De acuerdo con esta interpretación, entonces, el ACP de estas variables nos dice que ~ 87.4% de la varianza en esas luminosidades está determinado por radiación de origen gravitacional (variación de M_{bh} y \dot{M} , fundamentalmente). El otro ~ 12% se debe a radiación de origen estelar. En particular podemos decir que:

a) Un porcentaje $\sim 5.5\%$ está dividido entre L_B y L_{IX} . L_B se puede asociar a la emisión de estrellas O en brotes circunucleares de formación estelar violenta ó a las estrellas de masas intermedias y, sobre todo, bajas, que dominan, por número, la luz del disco de la galaxia subyacente. La contribución en rayos X duros también proviene de procesos estelares. Este es, quizá, el resultado más sorprendente para las Seyfert 1. Existen, desde luego, varios mecanismos que producen rayos X de origen estelar y en base a ellos se puede explicar la luminosidad observada en galaxias normales y de baja actividad: espirales perturbadas, peculiares, "starbursts" (o de brote), LINERS e incluso Seyferts 2 (e.g. Fabiano et al., 1982; Ward, 1988; Giuricin et al., 1991). Estos mecanismos son básicamente la emisión de supernovas relativamente jóvenes y binarias de rayos X (ambos de población I). Otro mecanismo, menos eficiente para objetos individuales, pero quizá digno de tomarse en cuenta en condiciones de brotes masivos de formación estelar en regiones densas es la emisión de vientos chocados (o choque de vientos), en particular de estrellas Wolf-Rayet (Ding Luo et al., 1990).

b) Un porcentaje $\sim 3.3\%$ (tercer eigenvector) se divide entre L_{FIR} y $L_{H\beta}$. L_{FIR} se puede asociar a la emisión de polvo frío del disco de la galaxia subyacente. $L_{H\beta}$ proviene de regiones HII, ya sea del disco o de brotes circunucleares. El 4° eigenvector también está dominado por la emisión en H_{β} . Queremos enfatizar que está totalmente fuera del marco del presente trabajo explorar y/o fundamentar más cuantitativamente la contribución de los procesos mencionados. Sin embargo, desde el punto de vista estadístico, varias de las interpretaciones dadas arriba se refuerzan con otros resultados de este trabajo.

Analizaremos otros resultados de ACPs (de manera más resumida) para Seyferts 1:

PCA LSX, L_{Hβ}, L_K, LF25, LFIR, LB (22 objetos)

Si en lugar de los rayos X duros del primer ACP ponemos rayos X suaves y el resto de las variables son las mismas, tenemos que:

El 1^{er} e-valor representa el 87.56 % de la varianza; su e-vector está repartido entre las proyecciones de todas las variables y dominado por la correlación entre L_{SX} , L_K y L_{FIR} .

2. e-valor: 5.54 %, su e-vector dominado por LSX.

3. e-valor: 3.82 %, su e-vector dominado por L_{Hβ}.

En este caso sólo ~ 9% de la varianza en la luminosidad de rayos X suaves y de la emisión en Hβ se debe a factores ortogonales al principal.

PCA L_{HX}, LSX, L_{Hβ}, LB, L_K, LF25 (20 objetos)

Si ahora se incluyen las luminosidades en rayos X duros y blandos junto con $L_{Hβ}$, L_{F25} , L_K y L_B , obtenemos que el 1^{er} e-valor lleva ~ 90% de la varianza y el e-vector correspondiente está con algo más de peso en L_K y L_{F25} . La matriz está dominada por la correlación entre la luminosidad en rayos X y en infrarrojo.

Los vectores ortogonales están dominados por L_B (5.38% de la varianza) y $L_{Hβ}$ (1.98%).

Si en lugar de L_{25} incluimos L_{FIR} (es decir: L_{HX} , L_{SX} , $L_{Hβ}$, L_B , L_K y L_{FIR}), obtenemos el mismo resultado para el primer e-vector, pero el 2^o está dominado por L_{FIR} en lugar de L_B (con iguales proporciones en las varianzas).

Si se incluyen galaxias con emisión en radio, y con luminosidades en rayos X, el número de objetos se reduce notoriamente; para galaxias

con el siguiente conjunto de mediciones: L_{HX} , $L_{H\beta}$, L_K , L_{25} , L_{FIR} y L_{R6} , el número de objetos se reduce a 14, y si ponemos L_{5X} en lugar de L_{HX} , se reduce a 12. Si incluimos rayos X duros y suaves junto con emisión en radio, la muestra se reduce a 7 objetos. En este último caso el ACP pierde sentido.

En los dos casos anteriores el resultado es similar, ya sea que se incluyan rayos X suaves o duros: el 86% de la varianza de todas las variables está repartido por igual en el primer e-vector. Hay otros dos factores ortogonales con varianza significativa (7% y 4%) dominados por L_{R6} y L_{FIR} , respectivamente. Es decir, una pequeña parte de la varianza en la luminosidad a 6 cm está determinada, según nuestra interpretación original, por radiación de origen estelar (libre-libre en regiones HII y sincrotrónica de supernovas).

Si eliminamos la luminosidad en rayos X duros y analizamos galaxias con mediciones en IR, H_{β} y radio (L_J , L_H , L_K , L_{FIR} , $L_{H\beta}$, y L_{R6})-20 objetos- tenemos :

1^{er} e-valor: 86.8%, e-vector repartido.

2^o e-valor: 7% el e-vector correspondiente dominado por L_{R6} .

3^{er} e-valor: 4%, e-vector dominado por L_{FIR} .

4^o e-valor: 2%, e-vector dominado por $L_{H\beta}$.

El 13% de la varianza dominada por L_{R6} , L_{FIR} y $L_{H\beta}$ está determinada por radiación de origen estelar. Este porcentaje de la varianza (13%) en factores ortogonales al eje principal fue el máximo encontrado para Seyferts 1.

5.4 GALAXIAS SEYFERT 2

ACP LH β , LK, LF25, LFIR, LB, LR6

(18 objetos)

FIT/PCA LH β LK L25 LFIR LB LR6

Correlation Matrix:

1.0000						
0.4870	1.0000					
0.6833	0.7244	1.0000				
0.6689	0.6625	0.8593	1.0000			
0.1749	0.2964	0.6986	0.6508	1.0000		
0.5317	0.6973	0.7904	0.6404	0.3714	1.0000	

Eigenvalues	As Percentages	Cumul. Percentages
4.0514	67.5228	67.5228
0.8937	14.8949	82.4177
0.5636	9.3938	91.8115
0.3165	5.2749	97.0864
0.1390	2.3166	99.4030
0.0358	0.5970	100.0000

Eigenvectors:

Var	# 1	# 2	# 3	# 4	# 5	# 6
1	-0.3615	-0.4563	0.6918	-0.0466	0.2725	-0.3258
2	-0.3965	-0.2816	-0.5400	0.6129	0.2311	-0.2069
3	-0.4830	0.1042	0.0305	-0.1135	0.3680	0.7789
4	-0.4557	0.1265	0.2275	0.2981	-0.7899	0.1082
5	-0.3173	0.8016	0.0562	-0.0301	0.2571	-0.4320
6	-0.4130	-0.2075	-0.4170	-0.7208	-0.2166	-0.2147

El primer eigenvalor lleva el 67.5% de la varianza y en el e-vector asociado contribuyen más o menos igual todas las variables. Si identificamos este primer factor con un proceso gravitacional subyacente a todas las emisiones consideradas (como en el caso de las Seyfert 1), entonces el resto, ~ 32%, proviene de radiación de origen estelar (ya vemos en este primer análisis que la proporción de la contribución de

radiación de origen estelar es significativamente mayor que en el caso de las Seyfert 1, lo cual es uno de los resultados importantes de este trabajo).

La varianza de L_B domina al primer factor ortogonal (2° e-vector) que lleva $\approx 14.9\%$ de la varianza total. Los e-vectores 3, 4 y 5 ($\sim 9.4\%$, $\sim 5.3\%$ y $\sim 2.3\%$, respectivamente) están dominados por las varianzas en L_{RB} , L_K y L_{RG} , L_{FIR} , respectivamente. Como veremos más adelante, si bien todas estas contribuciones vienen de procesos relacionados a la radiación estelar, parece haber dos componentes: una del disco de la galaxia y otra de brotes de formación estelar violenta circunucleares.

La interpretación esquematizada arriba no es la única, y aún dentro del esquema "radiación de origen gravitacional versus radiación de origen estelar", podemos considerar invertir las proporciones. Como se ve arriba, en el eje principal pesan ligeramente más que el resto, las luminosidades en $25 \mu\text{m}$, FIR y radio (6 cm), y nada nos impide considerar la posibilidad de que debido a varias (que bien pudieran ser muchas o todas) galaxias, la varianza de estas luminosidades esté dominada por procesos de origen estelar. De hecho, hay indicaciones de que éste es el caso para la emisión en $25 \mu\text{m}$ (e.g. Dultzin-Hacyan et al., 1988, 1990; Hourí y Taniguchi, 1992). La correlación entre L_R y L_{FIR} , es bien conocida para galaxias de brote o "starburst" (e.g. Sopp y Alexander, 1991).

En este segundo esquema, entonces, el 67.5% de la varianza estaría dominado por procesos de origen estelar y el 32% restante por los de origen gravitacional. El segundo e-vector, por ejemplo, representaría un 14.9% de varianza en L_B debida a cambios en la luminosidad de la fuente central gravitacional, mientras que el grueso de la varianza (primer

e-vector] se debería a luz estelar. Sin embargo, esta segunda interpretación nos parece improbable por lo siguiente: la emisión en H_{β} tiene un peso considerable solo hasta el 3^{er} e-vector (que lleva $\approx 7.4\%$ de la varianza total); de modo que en el segundo esquema, tendríamos que poder explicar los cocientes de líneas típicos de las Seyfert 2 (muy diferentes a los de las galaxias HII y regiones HII, como lo demuestran los diagramas de diagnóstico de Vieuilleux y Osterbrock, 1987) con tan sólo una pequeña contribución a la radiación ionizante proveniente ya sea del "blue bump" del disco de acreción o de rayos X duros. Dicho de otra manera, en el segundo esquema, el grueso de la luminosidad en las líneas de H_{β} estaría determinado por ionización estelar. Dificilmente podríamos pensar que agregando sólo un pequeño porcentaje de continuo ionizante en forma de ley de potencia (tanto la emisión del disco como la sincrotrónica van como $f_{\nu} \sim \nu^{-\alpha}$) se podrían reproducir los cocientes observados (aunque el cálculo está por hacerse). Además quedaría el problema de dónde se producen esas líneas, cómo explicar el ensanchamiento y, sobre todo, la variabilidad. Los modelos de supernovas (e.g. Terlevich et al., 1992) resuelven algunas de estas preguntas, pero no todas.

Por las razones expuestas arriba adoptaremos la primera interpretación (el proceso dominante sigue siendo, como en las Seyfert 1, la generación de energía de origen gravitacional). Veamos otros resultados.

ACP LH β , LK, LF25, LFIR, LB (23 objetos)

Si quitamos L_{Rg} y repetimos el ACP anterior con cinco variables, tenemos que el 1^{er} eigenvalor representa el 70% de la varianza y el 30% restante se reparte de la siguiente manera:

2. e-valor: 15.4%, e-vector dominado por $L_{H\beta}$ y L_B

3° e-valor: 7.9%, e-vector dominado por L_K y $L_{H\beta}$.

4° y 5° e-valores: 6.3%, e-vectores dominados por L_{25} y L_{FIR} .

Si tratamos de analizar más finamente el cercano infrarrojo, obtenemos lo siguiente para un ACP que incluye: L_J , L_H , L_K , $L_{H\beta}$, L_{FIR} , y L_{R6} .

1^{er} e-valor: 69.4%, e-vector repartido.

2° e-valor: 11.9%, e-vector dominado por $L_{H\beta}$.

3^{er} e-valor: 7.9%, e-vector dominado por L_{R6} .

5° e-valor: 4.1%, e-vector dominado por L_{FIR} .

6° e-valor: irrelevante.

Por otro lado, de la matriz de correlación vemos que la variable asociada a L_J no correlaciona con $L_{H\beta}$, L_{FIR} ni L_{R6} , sólo débilmente con L_H y L_K . Así, parece ser que en 1.6 y 2.2 μm (H y K) hay una contribución importante de radiación de origen gravitacional, esto puede ser de manera directa (radiación sincrtrónica), o de manera indirecta: por reemisión de polvo muy caliente, (cerca del límite de la temperatura de evaporación) en el núcleo, calentado por la radiación ultravioleta del disco. La temperatura de cuerpo negro a 1.2 μm (J) es mayor que la temperatura de evaporación del polvo (~ 2000 K), de modo que en esta banda (además de la posible radiación sincrtrónica) contribuyen otros procesos: estrellas (gigantes, supergigantes, OH/IR, K y M), envolventes estelares, polvo en nubes moleculares calentado por estrellas, etc.

Por último, si incluimos la emisión de rayos X (duros) y hacemos un ACP con las variables L_{HX} , $L_{H\beta}$, L_K , L_{25} , L_{FIR} , y L_{R6} , obtenemos que el primer eigenvalor se lleva sólo el el 46.1% de la varianza, y del resto, un 51% está distribuida en los siguientes 3 e-valores de la siguiente manera:

1^{er} e-valor: 46.1%, e-vector dominado por L_{25} y L_{FIR} .

2° e-valor: 24.8%, e-vector dominado por L_K y L_{HX} .

3° e-valor: 16.4%, su e-vector dominado por H_β .

4° e-valor: 10.4% su e-vector dominado por L_{HX} .

5° y 6° irrelevantes.

Es importante aclarar que en este último ACP sólo intervienen 10 objetos, por lo que hay que tomar con reserva su significación estadística.

Sin embargo, resulta interesante analizarlo, puesto que aquí sí, todo parece indicar que es el primer factor (dominado claramente por L_{25} y L_{FIR}), el que representa la varianza en las luminosidades debido a radiación de origen estelar. Las luminosidades en K, rayos X duros y líneas (H_β) tienen varianzas representadas por factores ortogonales, en los que subyacen diversas manifestaciones de radiación (directa y/o reprocesada) de origen gravitacional, y que en total dan un 51% de la varianza total).

Así vemos que en el caso de las Seyfert 2 obtenemos hasta ~ 46% de la varianza en las luminosidades por procesos radiativos de origen estelar (en contraste con un ~ 13% como máximo en el caso de las Seyfert 1). Los modelos de obscurecimiento y los de "starburst" deben ser capaces de explicar estas diferencias estadísticas.

5.5 Comentarios finales.

A manera de resumen, se listan las diferencias más claras entre los dos tipos de galaxias Seyfert, encontradas en este estudio estadístico.

- Las galaxias Seyfert 1 son, en promedio, más luminosas que las tipo 2 en todas las luminosidades calculadas.
- Para ambos tipos, el máximo de la luminosidad se da en el cercano

infrarrojo (bandas J, H, K y L).

- El ACP revela que la emisión de las Seyfert 1 está representada (en ~ 90%) por un solo eigenvector, mientras que en las tipo 2 la emisión se caracteriza por tener tres eigenvectores predominantes.

La interpretación que hemos dado a ésto, es que en las Seyfert 1 el proceso principal de emisión de energía es la radiación de energía gravitacional vía un disco de acreción alrededor de un agujero negro; en este esquema, todas las luminosidades están acopladas a este proceso. En las tipo 2, en cambio, los procesos de emisión estelar (y otros) son más importantes que en las tipo 1, pudiendo darse el caso de existan dos familias distintas de núcleos Seyfert 2: los núcleos tipo 1 oscurecidos y otra formada por núcleos más emparentados con las galaxias con brotes violentos de formación estelar. Para explorar esta posibilidad, convendría aplicar la técnica estadística de "Cluster Analysis", además de ampliar la tabla de datos con observaciones en el ultravioleta y actualizarla con observaciones recientes en rayos X, radio, cercano infrarrojo y líneas de emisión. Desgraciadamente se tienen muy pocas galaxias de tipos intermedios para realizar un estudio estadístico por separado con ellas y ver si efectivamente los tipos 1.8 y 1.9 son estadísticamente distintos de las tipo 2.

GLOSARIO

BL Lac. Objetos compactos que presentan un continuo plano, sin líneas de emisión (su prototipo es el objeto BL Lacertae). Son variables en el radio, óptico y rayos X, así como en su polarización. Las variaciones típicas se dan en escalas de tiempo de días.

BLR. Del inglés "Broad Line Region" (Región de líneas anchas). Nubes de gas con densidades de $\sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$, cercanas a la fuente central ($\sim 0.1 \text{ pc}$) con velocidades de 10^3 km s^{-1} . Según el modelo estándar, en esta región se emiten las líneas anchas.

BLRG. Del inglés "Broad Line Radio Galaxy" (Radio galaxia de líneas anchas). Galaxias con fuerte emisión en radio. Su espectro óptico presenta líneas de emisión anchas.

Galaxias Seyfert 1. Galaxias que muestran líneas permitidas de emisión anchas ($\sim 10^3 \text{ km s}^{-1}$) y prohibidas angostas ($\sim 10^2 \text{ km s}^{-1}$). Su núcleo tiene exceso azul.

Galaxias Seyfert 2. Galaxias con líneas de emisión angostas, tanto las prohibidas como las permitidas ($\sim 10^2 \text{ km s}^{-1}$).

HPQ. Del inglés "High Polarization Quasar" (Cuasar altamente polarizado). Cuasares (ver abajo) cuyo espectro está polarizado en más del 3%.

LINER. Del inglés "Low Ionization Nuclear Emission Region" (Región de emisión nuclear de baja ionización). Núcleos galácticos caracterizados por un espectro con líneas de emisión de baja ionización.

LPQ. Del inglés "Low Polarization Quasar" (Cuasar de baja polarización). Cuasares con polarización menor al 3%.

NLR. Del inglés "Narrow Line Region" (Región de líneas angostas). Región gaseosa con densidades entre $10^3 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$, con velocidades de $\sim 10^2 \text{ km s}^{-1}$ y tamaños típicos de 10^2 pc . En esta región se emiten las líneas angostas.

NLRG. Del inglés "Narrow Line Radio Galaxy" (Radio galaxia de líneas angostas). Galaxia con fuerte emisión en radio cuyo espectro óptico muestra líneas de emisión angostas.

QSO. Del inglés "Quasi Stellar Object" (Objeto cuasi estelar). Objeto compacto cuyo espectro, que exhibe líneas de emisión, es parecido al de las galaxias Seyfert. Presentan corrimientos al rojo muy altos (hasta $Z \sim 4$).

QSR. Del inglés "Quasi stellar radio-source" (Fuente de radio cuasi estelar). Fuente de radio cuya contraparte óptica es similar a un QSO. A estos dos tipos de objetos se les llama, genéricamente, cuasares.

Referencias

- Adams, 1975 Ap J 196, 675.
- Alloin et al., 1984 Ap J 228 205.
- Ambartzumian, 1958, en "La structure et Evolution de l'Univers" (eds. R. Stoops, Bruselas), p 241.
- Angel y Stockman, 1980 Ann. Rev. Astr. Ap. 18, 321.
- Antonucci, 1983 Nature 303, 158.
- Antonucci y Miller, 1985 Ap J 297, 621.
- Arakelian, 1971 Astrofizika 7, 457.
- Arp, 1966 Science 151, 1214.
- _____, 1967 Ap J 148, 321.
- Baade y Minkowsky, 1954 Ap J 119, 206.
- Baldwin, 1977 Ap J 214, 679.
- Balick y Heckman, 1982 Ann. Rev. Astr. Ap. 20, 431.
- Begelman, 1985 en Astrophysics of Active Galaxies and QSOs, ed. por J. Miller (Mill Valley, Univ. Science Books), p. 411.
- Begelman, 1991, en "Structure and Emission Properties of Accretion Disks" (eds. C. Betent et al. Editions Frontiers, France), p 143.
- Binette, Robinson y Courvoisier, 1988, A & A 194, 65.
- Blandford y Rees, 1992 en "Testing the AGN Paradigm" (eds. S. S. Holt et al. AIP) p 3.
- Bochkariyev, 1987 en "Observational Evidence of Activity in Galaxies" IAU Symp. 121 p 223.
- Boroson y Green, 1992 Ap J Suppl. 80, 109.
- Bregman, 1990 Astron. Astrophys. Rev. 2, 125.
- Bujarrabal et al., 1981. A. & A. 104, 1.
- Burbidge, 1958 Astr. J 128, 1.
- Burbidge, Burbidge y Sandage, 1963 Rev Mod Phys 35, 947.
- Burbidge et al., 1976 Ap J 205, L117.
- Collin-Souffrin y Dumont, 1986 A&A 166, 13.
- _____, 1989 A&A 213, 29.
- _____, 1990 preprint.
- Condon, 1992 en "Testing the AGN Paradigm" (Eds. S. S. Holt et al.,

- Chiu, 1965, en "Quasi-Stellar Sources and Gravitational Collapse" (Chicago Univ. Press) p 3.
- Chuvaev et al., 1990 Sov. Astron. Lett. 16, 372.
- Dahari, 1983, pretiro.
- Dahari y De Robertis, 1988, Ap J Supl. 67, 249.
- Deeming, 1964 MNRAS 127, 493.
- Ding-Luo et al., 1990, Bull. Am. Astron. Soc. 22, 704.
- Doroshenko, Lyuti y Rakhimov, 1989 Sov. Astron. Lett. 15, 207.
- Dultzin-Hacyan y Hacyan, 1984, en "Temas Selectos de Astrofísica" Ed. M. Peimbert (México, UNAH).
- Dultzin-Hacyan, Masegosa y Moles, 1988 A&A 206, 95.
- _____, 1990 A&A 238, 28.
- Edelson y Malkan, 1986 Ap J 324, 701.
- Elvis et al., 1978 MNRAS 183, 159.
- Fabian, 1988 en "Supermasive black holes" (ed. M. Kafatos, Cambridge Univ. Press) p 234
- Fabian et al., 1986 MNRAS 280, 574.
- Fabiano et al., 1982 Ap J 256, 397.
- Fath, 1909, Lick Obs. Bull. 5, 71.
- Ferland y Netzer, 1983 Ap J 264, 105.
- Ferland y Perssons, 1989 Ap J 347, 656.
- Franco, 1992 comunicación personal.
- Gaskell, 1984 Ap J Lett. 24, 43.
- Gunn, 1979 en "Active Galactic Nuclei", eds. C. Hazard y S. Mitton (Cambridge, Cambridge Univ. Press), p. 213.
- Hawking, 1978 MNRAS 182, 361.
- Hazard, 1979, en "Active Galactic Nuclei", eds. C. Hazard y S. Mitton (Cambridge, Cambridge Univ. Press), p. 1.
- Hazard, Mackay y Shimmers, 1963 Nature 197, 1037.
- Heckman, 1980 A&A 87, 152.
- _____, 1990, en "Paired and interacting galaxies", IAU Coll. 124, p.359
- Heckman, Balick y Crane, 1980 Astr. & Ap. Suppl. 40, 295.
- Hernquist, 1989 Nature 340, 687.
- Hills, 1975 Nature 254, 295.

- Hoyle, Burbidge y Sargent, 1966 Nature 209, 751.
- Hunt, 1991 Ap J 370, 511.
- IRAS Point Source Catalogue, 1985, NASA.
- Kallman y Mushotsky, 1985 Ap J 292, 49.
- Keel, 1985 Astr. J. 90, 708.
- Keel et al., 1985 Ap J 90, 708.
- Kenicutt, 1990 en "Paired and interacting galaxies" IAU Coll. 124, p. 269
- Kester, 1980. Pretiro.
- Khachikian y Weedman, 1971 Astrofizika 7, 389.
- Kinney et al., 1991 pretiro.
- Kormendy, 1992 en "Testing the AGN Paradigm" (Eds. S.S Holt et al. AIP) p 23.
- Koski, 1978 Ap J 223, 56.
- Krolik, McKee y Carter, 1981 Ap J 249, 422.
- Lawrence, 1987 PASP 99, 615.
- Lawrence y Elvis, 1982 Ap J 256, 410.
- Lawrence et al., 1985 Ap J 291, 117.
- Lilly y Longair, 1984 MNRAS 211, 833.
- Lipovetsky, Nelzvestni, Nelzvestnaya, 1987 "Catalogue of Seyfert Galaxies" Obs. Astrof. Esp. Academia de Ciencias, URSS.
- Luminet, 1981 "Noyeaux Actifs des Galaxies. Compte Rendu de l'Ecole de Goutelas" (ed. E. Shatzman, France).
- Lynden-Bell, 1978 Physica Scripta 17, 185.
- Marashi, 1991en "Structure and Emission Properties of Accretion Disks" (ed. C. Betent et al. Editions Frontiérs, Francia), p 283.
- Markarian, 1967 Astrofizika 3, 55.
- McCray, 1979 "Active Galactic Nuclei" (Ed. C. Hazard y S. Mitton) Cambridge University Press, London, p 227.
- McLeod y Andrew, 1969 Nature 223, 598.
- Melnick, 1986 pretiro
- Meyer et al., 1989 Astron. Ges. Abstr. Series, No 3, p 64.
- Mateos Hess et al, 1992, pretiro.
- Mouri y Taniguchi, 1992 Ap J 386, 68.
- Netzer, 1975 MNRAS 171, 395.
- _____, 1983 "II Escola Avançada de Astrofísica". Brasil.

- Neugenbauer et al., 1976 Ap J 205, 29.
- Oke, Neugenbauer y Becklin, 1969 Ap J Lett. 156, L41.
- Oort, 1985 "The Milky Way Galaxy" (Eds. H. Van Woerden et al.) p 349.
- Osterbrock, 1976 "Astrophysics of Gaseous Nebulae", Freeman.
- _____, 1978 Proc. Nat. Acad. Sci. USA 75, 540.
- _____, 1981 Ap J 249, 462.
- _____, 1984 Quart. J. Roy. Astr. Soc. 25, 1.
- _____, 1990 "Active Galactic Nuclei", preprint.
- Peimbert y Torres-Peimbert, 1981 Ap J 245, 845.
- Penston y Pérez, 1984 MNRAS 211, 33.
- Perry y Dyson, 1985 MNRAS 213, 665.
- Phillips et al. 1986 Astr. J. 91, 1062.
- Pronick, 1987 en "Observational Evidence of Activity in Galaxies" IAU Symp. 121 p 169.
- Rees, 1978 Observatory 98, 210.
- Riecke et al., 1976 Nature 260, 734.
- Rodríguez y Chaisson, 1979 Ap J 228, 734.
- Salpeter, 1964 Ap J 140, 796.
- Sandage, 1965 Ap J 141, 1560.
- _____, 1973 Ap J 180, 687.
- SchKlovsky, 1960 Soviet Astr. 4, 885.
- Schlosman, 1990, en "Paired and interacting galaxies" IAU Coll. 124, p. 689.
- Schmidt, 1963 Nature 197, 1040.
- _____, 1968 Nature 218, 663.
- Seyfert, 1943 Ap J 97, 28.
- Shakura y Sunyaev, 1973 A&A 24, 337.
- Slipher, 1917 Lowell Obs. Bull. 3, 59.
- Smith, Weedman y Morgan, 1968 Astr. J. 73, 857.
- Sopp y Alexander, 1991 MNRAS 251, 14
- Stittmatter, 1978 Phys. Scripta 17, 145.
- Stonery y Plak, 1985 Bull. Am Astron. Soc. 16, 988.
- Sulentic y Arp, 1987 Ap J 319, 687.
- Terlevich, 1989 "Evolutionary phenomena in galaxies" (Eds. Beckman et al., Cambridge Univ. Press).
- Terlevich y Melnick, 1985 MNRAS 213, 841.

- Terlevich, Melnick y Moles, 1987 "Observational evidence for activity
in galaxies" IAU Symp. 121.
- Terlevich et al. 1992, preprint.
- Tift y Cocke, 1989 Ap J 346, 638.
- Urry, 1984 NASA Tech. Memo. 86103.
- _____, 1990 "Multiwavelength Astrophysics" ed. F. Córdova (Cambridge
Univ. Press) p 279.
- Valtonen y Basu, 1989 preprint.
- Viegas-Aldrovandi y Contini, 1989 Ap J 343, 78.
- Vielleux, Osterbrock, 1987 Ap J Suppl. 63, 295.
- Ward et al., 1988 Ap J 324, 767.
- Weedman, 1973 Ap J 183, 29.
- _____, 1976 Ap J 208, 30
- _____, 1983 Ap J 266, 479.
- Wilson et al., 1986 Ap J 310, 121.
- Zeldovich y Novikov, 1964 Doklady Acad. Nauk., 155, 1033.
- Zwicky, 1966 Ap J 143, 292.