

2ej
34.

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

ESPECTROFOTOMETRIA DE CUASARES Y
GALAXIAS SEYFERT 1

T E S I S

Que para obtener el título de:

F I S I C O

p r e s e n t a :

HILDA NOEMI NUÑEZ YEPEZ

México, D.F.

1984.



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.

I N D I C E

Introducción	1
CAPITULO I	
Núcleos Activos de Galaxias	4
1.- Continuo	5
2.- Espectro de Líneas	6
3.- Entorno de los Núcleos Activos	15
CAPITULO II	
Fuentes de Energía.	18
CAPITULO III	
Cuasares y Galaxias Seyfert 1	23
1.- Información Observacional.	23
2.- Modelo Geométrico General.	28
CAPITULO IV	
Física de las Regiones de Emisión	32
1.- Diferencias entre las Nebulosas Gaseosas y Regiones de Emisión en Cuasares y Ga- laxias Seyfert 1	33
2.- Modelos.	34
CAPITULO V	
Observaciones y Resultados de Espectrofotometría de Cuasares y Galaxias Seyfert 1.	39
1.- Observación y Reducción de Datos	39
2.- Resultados	43
Conclusiones y Comentario Final.	66
Referencias:	68

I N T R O D U C C I O N

En este trabajo se analizan observaciones espectrofotométricas de dos cuasares (3C232, 3C249.1), tres galaxias Seyfert (II Zw136, NGC985, Mkn609) y un objeto de transición (3C120). Las observaciones las realizaron D. Dultzin-Hacyan y M. A. Herrera en el Observatorio de San Pedro Mártir con el telescopio de 2m y con el OMA.

Para cada objeto se midieron intensidades absolutas y anchos equivalentes de cada línea identificada. Cuando fué posible, se determinó el índice espectral en el intervalo estudiado. La mayoría de las determinaciones representan resultados nuevos, no reportados con anterioridad en la literatura. Los datos que se pueden comparar con resultados reportados previamente se comparan para hacer un análisis de variabilidad.

El estudio de la variabilidad tanto del continuo como de las líneas en los núcleos activos es de suma importancia por varias razones: las escalas de tiempo nos dan información sobre las dimensiones de las diferentes regiones emisoras; la variación en la forma de los perfiles, junto con las variaciones del continuo, nos pueden dar información sobre los campos de velocidades en el gas. Aunque se sabe que el ensanchamiento de las líneas en los núcleos activos se debe a movimientos macroscópicos del gas en emisión, todavía no se sabe si estos movimientos son de expansión, contracción o rotación.

La correlación entre la variabilidad del continuo y la intensidad de las líneas en los distintos intervalos espectrales, así como la variabilidad del índice espectral, nos pueden dar información indirecta sobre la fuente central de energía (generadora de la actividad nuclear).

El desarrollo del estudio observacional de los núcleos ac-

tivos se ha enfocado fundamentalmente a obtener información de la mayor cantidad posible de objetos. Sin embargo, relativamente poco tiempo se ha dedicado a la observación sistemáticamente repetida de algún grupo de objetos.

Este tipo de programa observacional es factible de llevarse a cabo con telescopios intermedios y buenos detectores en observatorios no demasiado saturados en cuanto a disponibilidad de tiempo de observación. Este es precisamente el caso del Observatorio de San Pedro Mártir, en donde a partir de 1981 hemos iniciado un proyecto de espectrofotometría de núcleos activos. En este trabajo se presentan y analizan los resultados obtenidos hasta ahora. En el futuro este proyecto se verá ligeramente modificado por el cambio de detector, se utilizará el Mepsicrón en lugar del OMA, ya que este último será trasladado definitivamente al Observatorio de Tonantzintla donde por la debilidad de los objetos no es posible continuar el estudio.

En el capítulo I se da una descripción general de los llamados núcleos activos y sus propiedades comunes. El capítulo II se refiere a las posibles fuentes de energía para los núcleos activos, en particular cuasares y galaxias Seyfert.

En el capítulo III se explica lo que son los cuasares y las galaxias Seyfert realizando sus características comunes más importantes referentes tanto al continuo como a las líneas de sus espectros; en este capítulo también se describe un modelo geométrico general para estos objetos.

En el capítulo IV se analizan específicamente algunos modelos que intentan explicar los procesos físicos que generan el espectro observado de estos objetos y por último, en el capítulo V, se presentan los resultados obtenidos. Estos resultados se analizan y comparan (cuando es posible) con observaciones anteriores y se dan algunas conclusiones. Para finalizar se hacen algunos co

mentarios sobre el estudio a futuro de estos objetos.

CAPITULO I

NUCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

Una galaxia activa es aquella en donde la energía liberada no es usual tanto cualitativa como cuantitativamente, o sea que su actividad no se asocia con la evolución normal de las estrellas; y se puede conectar directa o indirectamente con el núcleo.

Una definición cuantitativa de qué constituye una galaxia activa es difícil de dar ya que una gran parte de las galaxias muestran actividad nuclear aunque sea a bajo nivel; Heckman (1980) ha mostrado que 1/3 de una muestra completa de galaxias normales tienen señales de actividad nuclear.

Algunos de los Núcleos Activos son:

- i) Radio Galaxias
 - a) Radio galaxias de líneas delgadas (RGLD) o NLRG (del inglés narrow line radio galaxies).
 - b) Radio galaxias de líneas anchas (RGLA) o BLRG (del inglés broad line radio galaxies).
- ii) Objetos BL Lacertae
- iii) Galaxias N .- Un subconjunto de las cuales son las galaxias Seyfert que se dividen en:
 - a) Galaxias Seyfert 1 (Sy 1).
 - b) Galaxias Seyfert 2 (Sy 2).
 - c) Galaxias Seyfert Intermedias.
- iv) Cuasares
- v) Otros Tipos de Núcleos Activos
 - a) Galaxias de Líneas de Emisión Delgadas (GLED) o NELG (del inglés narrow emission line galaxies).
 - b) Regiones Nucleares con Líneas de Emisión de Baja Ionización (RNLEBI) o LINERS (del inglés low-ionization nuclear emission-line regions).

Las características principales de las galaxias activas son:

1.- CONTINUO

La energía radiada en el óptico por los núcleos activos en los centros de las galaxias es de $10^{41.5}$ erg/s $< L < 10^{45}$ erg/s, en el caso de los cuasares va de 10^{44} erg/s a $10^{47.5}$ erg/s. Este continuo no es de origen térmico (ver apéndice A).

De entre los núcleos activos solo hay una pequeña fracción del 10% que son potentes ($\sim 10^{46}$ erg/s) emisores de radio. Se pueden identificar los dos tipos de emisores (potentes en radio o no) por medio del índice espectral (α_{OR}) que une el flujo óptico con el de radio (α_{OR} va de $\lambda \sim 4000\text{Å}$ a 10μ). Las fuentes potentes de radio tienen $\alpha_{OR} > 0.35$; como los objetos BL Lacertae.

La energía emitida en radio es siempre menor a la emitida en el óptico.

En los rayos X aparece una primera diferencia entre los núcleos activos con líneas de emisión permitidas anchas (FWHM $> 2000\text{Km/s}$) y los núcleos activos con líneas de emisión delgadas ($200\text{Km/s} < \text{FWHM} < 1000\text{Km/s}$).

Todos los objetos del primer grupo tienen luminosidad alta en rayos X (10^{46-47} erg/s), mientras que en el segundo grupo la mayoría tienen luminosidades bajas.

Esto sugiere una correlación entre la emisión de rayos X y la existencia de gas denso ($n \geq 10^8 \text{cm}^{-3}$) cerca de la fuente de radiación no térmica.

Todos los núcleos activos con líneas anchas y los objetos BL Lacertae presentan variaciones rápidas en el flujo de rayos X.

Casi no hay datos sobre la emisión de rayos γ , en el intervalo entre 1 MeV y 150 MeV, (Bergeron, 1981), por lo general la energía de la fuente central se radía en las bandas ultravioleta y de rayos X duros, (1eV hasta 1MeV).

Las regiones espectrales del lejano infrarrojo (hasta 100μ), y el lejano ultravioleta (hasta 100 eV) y los rayos γ blandos (~ 1 MeV) permanecen inexplorados a la fecha. Las observaciones en estos intervalos son cruciales para comprobar el balance de energía y para conocer la naturaleza de la emisión en las diferentes bandas (emisión primaria: Sincrotrón, o emisión secundaria: Compton Inverso, Térmico; etc. ver apéndice A).

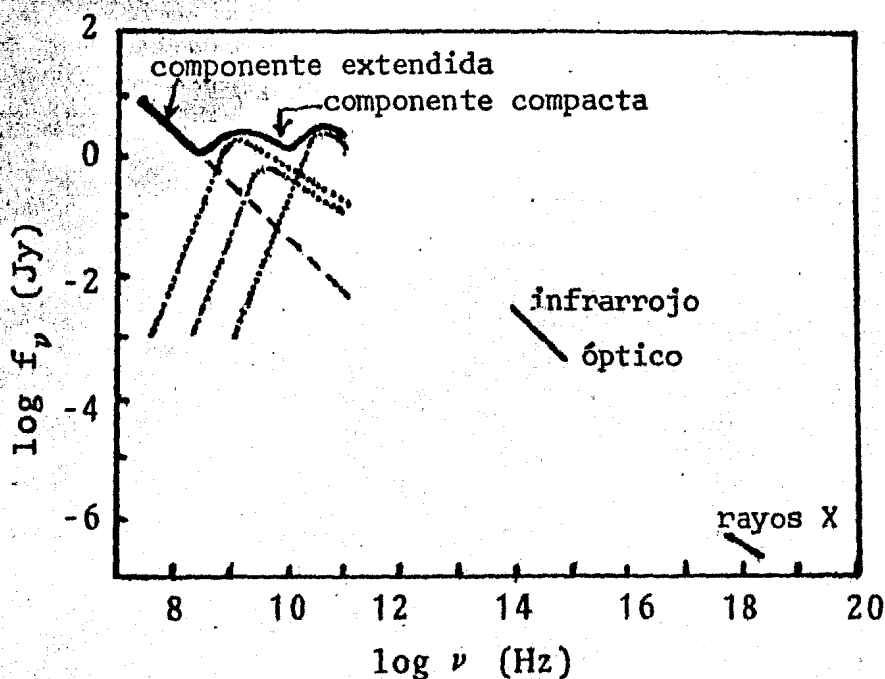


FIGURA 1: Representación esquemática de la distribución de flujo espectral de la radiación de continuo proveniente de un cuasar hipotético o de un objeto BL Lacertae. El espectro de radio es la superposición de componentes inhomogeneas (algunas extendidas, otras compactas y otras indetectables). El espectro óptico-infrarrojo generalmente sigue una sola ley de potencias; el espectro de rayos X aún no está bien determinado. (Tomado de O'Dell, 1979)

2.- ESPECTRO DE LINEAS

El espectro de emisión de los núcleos activos es muy inten

so. Algunos presentan líneas permitidas muy anchas y líneas prohibidas relativamente delgadas, mientras que en otros son todas delgadas; algunos presentan líneas de absorción que siempre son delgadas.

Las intensidades relativas de las líneas de emisión son similares en diferentes objetos aunque sus flujos totales sean muy diferentes.

Veamos ahora mas detalladamente cada uno de los tipos de núcleos definidos en la página 4:

i) RADIO GALAXIAS

Su característica distintiva es la existencia de dos grandes lóbulos de plasma situados a varias decenas de miles de años luz del núcleo, que emiten intensamente en radio. Se asocian con cúmulos de galaxias muy poblados; además de los lóbulos, tienen una fuente compacta muy intensa de radio — mas intensa que el resto de la radio galaxia — asociada al núcleo óptico.

Aparentemente rotan mas rápido que las galaxias elípticas, normales; (Balick y Heckman, 1982).

Las líneas de emisión en su espectro óptico son intensas; algunas radio galaxias presentan líneas delgadas (RGLD) y otras líneas anchas (RGLA).

a) En las RGLD los anchos de las líneas van de 400Km/s a 800Km/s (Osterbrock, 1979); en una muestra de 198 galaxias observadas por Osterbrock (1979) se han detectado líneas de absorción y el ancho equivalente de éstas es menor que en las galaxias elípticas típicas.

b) En las RGLA los anchos de las líneas van de 5000Km/s a 30000Km/s (Osterbrock, 1981a).

El espectro de líneas delgadas de las RGLA es similar al de las RGLD lo que sugiere que las radio galaxias en general tienen condiciones físicas similares en la región de emisión de líneas delgadas, (Osterbrock, 1979).

Las RGLA tienen una mayor fracción de su luminosidad de radio concentrada en la componente central de la radio galaxia que las RGLD. Estas radio galaxias abarcan 1/3 de una muestra de 198 galaxias observadas por Osterbrock (1979).

ii) OBJETOS BL LACERTAE

Una de las características fundamentales de estos objetos es que no tienen líneas de emisión; aunque algunos de ellos tienen líneas de absorción (Rieke, et.al. 1976; Burbidge, et.al. 1976).

Muchos de ellos tienen una apariencia estelar y otros parecen estar en el centro de una galaxia elíptica. Las galaxias donde se localizan son muy luminosas.

Los objetos BL Lacertae no se localizan en cúmulos de galaxias muy poblados.

Su brillo varía muy rápidamente en el radio, infrarrojo y óptico, algunas veces hasta en 5 magnitudes; las variaciones típicas son de algunas décimas de magnitud por noche, (Strittmatter, 1978).

La máxima luminosidad del continuo está en el infrarrojo. En el óptico el continuo está altamente polarizado (hasta ~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 está en el intervalo $1 \leq \alpha \leq 6$ en la

región óptica, (Strittmatter, 1978).

iii) GALAXIAS N

Las galaxias N tienen un núcleo muy brillante y un contorno muy débil; pueden ser tanto elípticas como espirales. Sus propiedades de continuo varían de fuente a fuente y además varían en el tiempo con escalas de meses.

Un subgrupo de las galaxias N son las galaxias Seyfert que se diferencian del resto por características fundamentalmente morfológicas, (Strittmatter, 1978).

El espectro de las galaxias Seyfert se ha clasificado en dos tipos llamados Seyferts 1 y Seyferts 2, (Khachikian y Weedman 1971, 1974); mas detalles sobre ésta clasificación los da Weedman (1976b, 1977).

a) Galaxias Seyfert 1

En su mayoría son espirales, (Osterbrock, 1981c). Casi no emiten en radio, (Osterbrock, 1981c). Las líneas de Balmer son anchas ($v > 5000 \text{Km/s}$) y, en general, son anchas todas las líneas permitidas. Las líneas prohibidas son relativamente delgadas ($v \sim 1000 \text{Km/s}$), (Strittmatter, 1978).

El continuo obedece una ley de potencia con fuerte exceso en el ultravioleta y en el infrarrojo con respecto a las galaxias normales, (mas del 15% de las galaxias Markarian son Seyfert 1).

La radiación infrarroja no es de origen térmico (Weedman, 1977).

Alrededor de 2/3 de las galaxias Seyfert que se conocen pertenecen a las Seyfert 1, (Osterbrock 1979).

b) Galaxias Seyfert 2

Generalmente son espirales. Son fuentes emisoras de radio, (Osterbrock, 1981c).

La evidencia sugiere que la mayor parte de su energía de continuo óptico surge de estrellas, (Strittmatter, 1978).

Tanto sus líneas permitidas como las prohibidas son relativamente delgadas ($v \leq 1000 \text{Km/s}$), (Netzer, 1983).

Las luminosidades de las líneas prohibidas de las Seyfert 2 son del orden de 7 veces más intensas que en las Seyfert 1, (Shu der, 1981).

La radiación infrarroja es de origen térmico producida por polvo, (Weedman, 1977).

Alrededor de 1/3 de las galaxias Seyfert que se conocen pertenecen a las Seyfert 2, (Osterbrock, 1979).

c) Galaxias Seyfert Intermedias

Se describen como objetos intermedios, (Osterbrock y Koski, 1976) ya que contienen parte de las características de las Seyfert 1 y de las Seyfert 2; las líneas permitidas tienen dos componentes superpuestas, una ancha y otra delgada; esta superposición de componentes es gradual y da lugar a una transición casi continua entre las Seyferts 1 y las Seyferts 2.

Las galaxias Seyfert (de cualquier tipo) son variables, tanto en el continuo como en la intensidad y perfiles de las líneas anchas. Las escalas de tiempo típicas son de meses.

iv) CUASARES

Los cuasares se asocian menos con cúmulos poblados que las radio galaxias; por lo general se presentan en regiones de alta densidad de galaxias comparada con la densidad promedio, (Balick

y Heckman, 1982).

Hay evidencia reciente de que alrededor de ellos hay una nebulosidad que aparece (posiblemente) como un disco galáctico (Balick y Heckman, 1982). Algunos emiten en radio (radio fuentes cuasi estelares) y otros no (objetos cuasi estelares QSO), (Osterbrock, 1981c). Su espectro de emisión es muy parecido al de las Seyfert 1 y los que son fuentes de radio se parecen a las RGLA tanto por sus líneas como por su emisión en radio, (Osterbrock, 1979).

En ocasiones el espectro de emisión de los cuasares requiere de más de un valor de z (corrimiento al rojo) para su descripción, (Burbidge, 1967). Ocasionalmente se llegan a presentar líneas de absorción y es éstos casos $z_{\text{abs}} < z_{\text{em}}$ por lo que hay una discusión abierta sobre el origen de éstas líneas.

El continuo cubre un gran intervalo espectral, desde los rayos X hasta el radio.

La emisión de rayos X solo se ha detectado en unos cuantos cuasares; algunos presentan un abultamiento en la región ultravioleta debido a la emisión de FeII; la mayoría presenta exceso de emisión infrarroja con respecto a las galaxias normales, (este flujo contribuye fuertemente a la luminosidad total).

Su brillo es variable, en escalas de tiempo de varios meses a años, (Netzer, 1983).

En la región óptica su índice espectral varía de $0 < \alpha < 6$, (Strittmatter, 1978).

v) OTROS TIPOS DE NUCLEOS ACTIVOS

a) Galaxias de Líneas de Emisión Delgadas. Las GLED son probablemente un estado adicional en una secuencia continua de

las Seyferts 1 a las Seyferts 2.

Su emisión en rayos X es variable y se ha sugerido que no son mas que núcleos Seyfert oscurecidos y enrojecidos, (Netzer, 1983).

b) Regiones Nucleares con Líneas de Emisión de Baja Ionización. Otro grupo de galaxias con un espectro nuclear poco usual son las RNLEBI las cuales exhiben un espectro de baja excitación y las otras líneas muy diferentes a las de los espectros típicos observados en muchas galaxias.

Su espectro muestra una secuencia continua que conecta a las RNLEBI con los otros núcleos activos vía las propiedades de sus líneas (o componentes) delgadas.

Del orden de un 30% de todas las galaxias espirales pertenecen a éste grupo, (Netzer, 1983).

A continuación, examinaremos propiedades mas específicas que relacionan los núcleos activos entre si.

1.- El parámetro mas importante en la determinación de la estructura de ionización y del flujo de líneas de emisión en los núcleos activos, es el parámetro de ionización U (Capriotti, et al. 1982) que se define como:

$$U = F / (4 \pi R^2 N_e) \text{ (cm/s)}$$

donde F es el flujo total de fotones ionizantes definido por:

$$F = \int_{\nu=912}^{\infty} \frac{F_{\nu} d\nu}{h\nu}$$

R es la distancia promedio de la fuente central a una nube y N_e es la densidad electrónica. Una propiedad general de todos los núcleos activos, es la uniformidad del valor de éste parámetro para la zona de emisión. Las observaciones indican que, en gene-

ral, $10^8 \text{ cm/s} < U < 10^9 \text{ cm/s}$; aunque se tienen casos con 2 o 3 órdenes de magnitud menores, (Netzer, 1983).

2.- Los núcleos galácticos activos de líneas delgadas se pueden clasificar tanto en RGLD como en Seyferts 2 y en ambos casos en general, el continuo es más débil que en las RGLA y que en las Seyferts 1, (Osterbrock, 1981c).

3.- Las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 se parecen a las RGLA y RGLD respectivamente por las líneas de emisión, pero mientras que las primeras son casi siempre espirales, las segundas son CD, D o elípticas (Osterbrock, 1981b). La diferencia esencial está, en la emisión de radio.

4.- Las RGLA tienen emisión óptica de FeII al igual que los cuasares, solo que en las RGLA es más débil, (de hecho se parecen a las Seyferts 1.5).

5.- Los objetos BL Lacertae tienen una distribución de energía en el continuo muy similar a la de los cuasares.

6.- El parámetro de ionización en las Seyferts 1 es el mismo que en los cuasares. Observaciones recientes con el EUI (explorador ultravioleta internacional IUE) sugieren que puede ser incluso mayor en las Seyferts 1, (Netzer, 1983).

7.- El espectro de líneas de emisión de los cuasares con z pequeña es muy similar al de las RGLA, (Osterbrock, 1979).

Debido a esta mezcla, hacer una clasificación de todos los núcleos activos que contemple todas las propiedades es prácticamente imposible. Sin embargo, se pueden hacer clasificaciones parciales, basadas en algunas propiedades esenciales. De estos intentos de clasificación, los más importantes son los siguientes:

A) Por Luminosidad y Características de las Líneas Delgadas (o la componente delgada de las líneas mixtas), (Netzer, 1983).

En esta clasificación se denota por Q el tipo de luminosidad y se divide en 3 clases de luminosidad (I, II y III). El tipo espectral va de 1.0 a 2.0 de acuerdo a las intensidades relativas de las componentes anchas y delgadas de las líneas de emisión.

Los nombres que se les dan a estos 3 grupos de luminosidad son: cuasares (QI), mini-cuasares (QII) y micro-cuasares (QIII):

La mayoría de los objetos se pueden clasificar fácilmente: cuasares brillantes (QI-1), Seyferts 1 brillantes (QII-1.2 o 1.3), la mayoría de las RNLEBI (QIII-2).

Las propiedades esenciales que definen esta clasificación son:

	A B L A 1		
	Q I	Q II	Q III
Luminosidad total (óptico + rayos X), (erg/s).	10^{46-47}	10^{43-45}	10^{41-42}
Tipo espectral	1.0-1.5	1.0-2.0	1.8-2.0
Variabilidad	+	+	—
[OII] 3727/[OIII] 5007	~0.3	~0.3	~3
[OIII] 5007/H β 4861 (comp. delgada)	~10	~10	~1
Polvo	?	+	+
Flujo de rayos X	grande	grande	pequeño
Ancho equivalente H β (Å)	~100	~10-100	~1-10
Ancho de las líneas (Km/s)	~400-5000	~300-5000	200-400
Parámetro de ionización U (cm/s)	~ 2×10^8	$10^8 - 10^9$	~ 3×10^6

B) Emisión de FeII, (Steiner, 1981).

Una característica espectral en algunos cuasares y núcleos activos de galaxias es la presencia de líneas de emisión de FeII.

La diferencia del nivel de emisión de FeII entre las galaxias Seyfert 1 y los cuasares guarda una correlación con la diferencia del nivel de la emisión en radio de estos objetos y proporciona un criterio adicional para diferenciar las Seyferts 1 de los cuasares.

Se ha propuesto una clasificación espectrofotométrica basada en las propiedades intrínsecas separando así tres grupos: Clase A.- objetos con líneas de emisión de FeII; Clase B.- objetos sin líneas de emisión de FeII, con líneas permitidas anchas y delgadas las prohibidas, y Clase C.- objetos sin líneas de emisión de FeII y con líneas permitidas y prohibidas del mismo ancho.

Algunas propiedades son:

T A B L A 2

	A	B	C
Líneas de FeII	definidas	no	no
FeII/H β	0.2	<0.2	<0.2
Emisión de radio	débil	intenso	intermedio
Espectro de radio	plano	abrupto	?
Radio estructura	compacta	frecuente mente ex- tendida	algunas ve- ces exten- di- da
Forma de la línea	aguda	compleja	delgada
Emisión de rayos X	intensa	intensa	débil
Exceso ultravioleta	normal	normal	nunca
Intensidad de las líneas pro- hibidas	depende de la lu- minosidad	normal	alta

3.- EL ENTORNO DE LOS NUCLEOS ACTIVOS

Por último, examinaremos el entorno galáctico y extragaláctico de los núcleos activos enfatizando la relación entre la actividad nuclear y las propiedades extranucleares (Balick y Heckman, 1982).

1.- Su localización dentro de un cúmulo no parece ser tan importante para una galaxia activa.

2.- La emisión de líneas tanto en óptico como en radio aumenta en grupos o pares de galaxias comparada con galaxias aisladas. La interacción gravitacional entre galaxias parece favorecer la actividad nuclear.

3.- La emisión de radio y la actividad nuclear del tipo BL Lacertae es mas común en galaxias elípticas, las fuentes de radio luminosas se identifican frecuentemente con galaxias D las cuales difieren de las elípticas.

4.- Las fuentes de radio extendidas parecen presentarse preferentemente en galaxias elípticas (o de tipo D) las cuales rotan relativamente rápido.

5.- Las galaxias elípticas que emiten fuertemente en radio tienen mayor masa que las galaxias elípticas que casi no emiten en radio.

6.- La luminosidad del núcleo es un parámetro crítico en el reconocimiento de la actividad nuclear. No lo es en cambio la luminosidad total de la galaxia.

7.- Se ha observado ocasionalmente una tasa alta de formación estelar en algunas galaxias activas, pero este proceso no se puede considerar relacionado estadísticamente a la actividad nuclear.

8.- Las galaxias elípticas que tienen gas son mas activas que aquellas que carecen de él; en las galaxias espirales no hay una clara correlación entre la actividad nuclear y el gas que contienen.

9.- Las galaxias activas frecuentemente muestran gas ionizado

extranuclear; la ionización es probablemente mas un resultado que una causa de la actividad, pero la presencia de gas si podría ser una causa de esta actividad.

CAPITULO II

FUENTES DE ENERGIA

Para explicar la generación de las enormes cantidades de energía en volúmenes tan compactos (≤ 1 pc) como sucede en los cuasares — y, en menor escala, en los núcleos de muchas galaxias — Zeldovich y Novikow (1964) e, independientemente, Salpeter (1964) propusieron la idea de que en el centro de estos objetos se aloja un gigantesco agujero negro y que la energía se genera por acreción de materia que cae en él. Han pasado casi veinte años desde la formulación de esta teoría y, hasta ahora, todo parece indicar que es la que mejor explica las observaciones.

En estos veinte años, han surgido modelos alternativos; todos ellos requieren de la presencia de una masa entre 10^6 y $10^{10} M_{\odot}$ en una región ≤ 1 pc. Podemos dividir todos los modelos (incluyendo el de agujero negro) en 3 grandes grupos:

A) Cúmulos superdensos de estrellas (por ejemplo: Spitzer, 1971; Arons et.al. 1975; Colgate, 1977).

B) Estrellas supermasivas, "espinares" o "magnetoides" (Hoyle y Fowler, 1963; Ginzburg y Oxernoi, 1977).

C) Agujeros negros supermasivos (por ejemplo: Lynden-Bell y Rees, 1971; Pringle et.al. 1973).

No es fácil estimar con precisión la eficiencia en la generación de energía con los modelos tipo A) y B); sin embargo, en ningún caso esta eficiencia supera el valor de 10% para la conversión de masa en radiación, que es lo que produce por acreción un agujero negro (Lynden-Bell, 1978; Rees, 1978). Como acabamos de mencionar, un prerrequisito para la mayoría de los modelos es la acumulación de una concentración fuerte de masa. Una vez que ésta empieza a generar energía de origen gravitacional de manera

conspicua, no es posible imaginar su evolución (de la concentración de masa) sin que al final se produzca un colapso total. Es importante aclarar que, a diferencia de la formación de un agujero negro por el colapso gravitacional de una estrella, el proceso que puede dar lugar a la formación de un agujero negro supermasivo en el núcleo de una galaxia es un problema completamente abierto. A pesar de lo cual, no es aventurado afirmar que, aún si la acumulación de gas en el centro de una galaxia no nos lleva directamente a la formación de un agujero negro por colapso gravitacional, la secuencia de configuraciones descritas por los modelos: $A \rightarrow B \rightarrow C$ o $B \rightarrow C$ parece inexorable (Lynden-Bell, 1978; Rees, 1978).

Ya que cualquier opción conduce finalmente a la formación de un agujero negro y que, una vez formado, es la fuente de energía más eficiente posible, parece razonable suponer que el proceso que genera la energía de los cuasares y de los núcleos de muchas galaxias es la acreción de materia por un agujero negro supermasivo ($10^6 - 10^{10} M_{\odot}$) en el centro.

Por lo que se refiere al origen de los agujeros negros en el núcleo de las galaxias, existe una idea alternativa a la del colapso en el núcleo de la galaxia ya formada; esta idea es que dichos agujeros negros se formaron por inestabilidades en el Universo temprano, en etapas anteriores a la recombinación de hidrógeno. En este esquema las galaxias se formarían alrededor de los agujeros negros de origen primordial, (Hawking, 1971; Ryan, 1972; Carr, 1977; Hacyan, 1979).

Independientemente de su origen, partiremos del supuesto de que existe un agujero negro supermasivo en los núcleos de las galaxias activas (incluyendo los cuasares). La siguiente consideración es el suministro de materia suficiente para general energía por acreción, o, como lo ha dicho Gunn (1979): "el alimento del monstruo".

Esta materia puede provenir de varias fuentes (no excluyentes entre si), principalmente:

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 (vientos, etc.) (Mac Cray, 1979).

c) estrellas del núcleo que se desintegran (ruptura de estrellas por fuerzas de marea: Hills, 1975; Luminet, 1981).

El problema de cómo llega la materia al núcleo ha sido estudiado por Gunn (1979); una vez que hemos acumulado suficiente materia en las cercanías del agujero negro, podemos pensar en dos formas de suministro: acreción estacionaria (Luminet, 1981) o acreción intermitente (Shields y Wheeler, 1978; Balick y Heckman, 1982). En el segundo caso, el fenómeno de actividad nuclear podría representar una fase evolutiva "pasajera" en la vida de cualquier galaxia "normal".

Se han estudiado formas de acreción esférica del material (Mac Cray, 1979; Maraschi, 1981); sin embargo, en esta versión del modelo, no es posible explicar la emisión de chorros de material, fenómeno íntimamente ligado a la actividad nuclear; por ello concentraremos nuestra atención en los discos de acreción.

El proceso de acreción vía un disco delgado es completamente análogo al de los sistemas binarios de rayos X (Pringle y Rees, 1972; Shakura y Sunyaev, 1973; Pringle, 1981). Para una razón dada de M/\dot{M} (donde $\dot{M} = dM/dt$ es la tasa de acreción y M es la masa del disco), la temperatura característica a una distancia r/r_g

(donde r_g es el radio gravitacional, $r_g = \sqrt{2GM/R}$ para la métrica de Schwarzschild) se escala con la masa del agujero central como $M^{-1/4}$. De manera que, para un disco crítico (en el sentido de la luminosidad de Eddington definida por:

$L_{cr} = 10^{38} (M_{agujero} / M_{\odot})$ dado en erg/s), alrededor de un agujero negro de $10^8 M_{\odot}$, la temperatura será del orden de 100 veces menor que la temperatura en un disco como el que podría existir alrededor de Cisne X-1 ($M_{agujero} \sim 10-20 M_{\odot}$). Una consecuencia de este valor mucho menor de la temperatura es que la presión de radiación no sería suficiente para mantener la estabilidad del disco delgado; lo que invalida el modelo (Rees, 1978).

Existe otra razón para considerar discos gruesos (en los que la presión de radiación en la dirección vertical es tan importante como lo es en la dirección horizontal), que es la aparición de un vórtice central que forma una especie de cañón a lo largo del cual es eyectado el plasma mas cercano al agujero negro.

La idea original se debe a Lynden-Bell (1978), quien además sugirió que éste es el mecanismo por el cual se forman las fuentes dobles de las radio galaxias. Además se aventuró a postular que los cuasares al evolucionar, se transforman en radio galaxias. Se puede derivar una escala de tiempo para la vida de un cuasar dividiendo los 10^{61} ergs almacenados (como energía de partículas ultrarrelativistas y como campo magnético) en los lóbulos de una radio galaxia típica, por 10^{46} erg/s que es la potencia típica de un cuasar, obteniendo 3×10^7 años, durante los cuales, en este esquema se irían formando los lóbulos por la eyección continua de plasma relativista desde el cuasar, este modelo fué desarrollado por Blandford y Rees (1974). Existe un buen número de casos en los que, a partir de observaciones radiointerferométricas, se pueden apreciar claramente los chorros de material eyectados desde la fuente central y conectados con los lóbulos de las radio galaxias (Willis *et.al.* 1974; Baldwin, 1977c). Por otra par

(donde r_g es el radio gravitacional, $r_g = \sqrt{2GM/R}$ para la métrica de Schwarzschild) se escala con la masa del agujero central como $M_{\text{agujero}}^{-1/4}$. De manera que, para un disco crítico (en el sentido de la luminosidad de Eddington definida por:

$$L_{\text{cr}} = 10^{38} (M_{\text{agujero}} / M_{\odot})$$

dado en erg/s), alrededor de un agujero negro de $10^8 M_{\odot}$, la temperatura será del orden de 100 veces menor que la temperatura en un disco como el que podría existir alrededor de Cisne X-1 ($M_{\text{agujero}} \sim 10-20 M_{\odot}$). Una consecuencia de este valor mucho menor de la temperatura es que la presión de radiación no sería suficiente para mantener la estabilidad del disco delgado; lo que invalida el modelo (Rees, 1978).

Existe otra razón para considerar discos gruesos (en los que la presión de radiación en la dirección vertical es tan importante como lo es en la dirección horizontal), que es la aparición de un vórtice central que forma una especie de cañón a lo largo del cual es eyectado el plasma mas cercano al agujero negro.

La idea original se debe a Lynden-Bell (1978), quien además sugirió que éste es el mecanismo por el cual se forman las fuentes dobles de las radio galxias. Además se aventuró a postular que los cuasares al evolucionar, se transforman en radio galaxias. Se puede derivar una escala de tiempo para la vida de un cuasar dividiendo los 10^{61} ergs almacenados (como energía de partículas ultrarrelativistas y como campo magnético) en los lóbulos de una radio galaxia típica, por 10^{46} erg/s que es la potencia típica de un cuasar, obteniendo 3×10^7 años, durante los cuales, en este esquema se irían formando los lóbulos por la eyección continua de plasma relativista desde el cuasar, este modelo fué desarrollado por Blandford y Rees (1974). Existe un buen número de casos en los que, a partir de observaciones radiointerferométricas, se pueden apreciar claramente los chorros de material eyectados desde la fuente central y conectados con los lóbulos de las radio galaxias (Willis et.al. 1974; Baldwin, 1977c). Por otra par

te, en varias radio galaxias se ha descubierto una fuente compacta de rayos X en el centro (Rees, 1977).

Esto nos lleva a una serie de planteamientos mas generales, de suma importancia: ¿cuál es el papel que juega el núcleo en la evolución de las galaxias?, ¿representa la actividad nuclear una fase transitoria (y tal vez recurrente) en la vida de todas las galaxias?. Si la actividad nuclear se debe a la acreción de material por un gigantesco agujero negro central, ¿podemos afirmar que la ausencia de actividad indica la ausencia de dicho agujero negro o, simplemente, la falta (quizás temporal) de "alimento del monstruo"?

Un razonamiento que nos lleva a pensar en una relación evolutiva entre los cuasares y otras formas de actividad nuclear, es el hecho de que, en épocas pasadas, la densidad de cuasares en el Universo debió ser 10 veces mayor que ahora (Gisler, 1976), sin embargo es imposible por ahora establecer una línea evolutiva (si es que ésta es única) que conecte diferentes objetos entre sí; o bien, saber bajo que condiciones algunos cuasares se convierten en radio galaxias, otros en galaxias Seyfert y otros en los llamados objetos BL Lacertae cuyo espectro (sin líneas de emisión) indica que, probablemente, han agotado su gas. Respecto a la relación evolutiva de este tipo de objetos con las galaxias "normales", solo podemos conjeturar que, quizás éstas últimas también alojan un agujero negro en su centro, aunque relativamente inactivo (definitiva o temporalmente) por falta de "alimento". (Ver por ejemplo: Peimbert y Torres-Peimbert, 1981).

CAPITULO III.

CUASARES Y GALAXIAS SEYFERT 1

En el capítulo I describimos las características de los núcleos activos en general, en este capítulo nos concentraremos en los dos tipos de núcleos activos a los que pertenecen los objetos que observamos: cuasares y galaxias Seyfert 1.

1.- INFORMACION OBSERVACIONAL

En esta parte se describirán algunas de las características mas relevantes de: el continuo, las líneas de absorción y las líneas de emisión en los cuasares y las galaxias Seyfert 1.

i) EL CONTINUO

El continuo cubre un intervalo que va desde los rayos γ hasta el radio, la evidencia observacional sugiere que se debe principalmente a fuentes de origen no térmico; sin embargo la presencia de protuberancias y excesos en algunas longitudes de onda sugiere que tiene ciertas contribuciones térmicas y/o enrojecimiento por polvo.

Estudios cuidadosos indican que no es posible ajustar todo el continuo mediante una sola ley de potencias de la forma: $f_\nu \propto \nu^{-\alpha}$. El índice espectral (α) puede variar de una región espectral a otra.

El continuo es variable. La escala de tiempo de esta variación está relacionada con el tiempo que tarda la luz en recorrer una distancia igual al diámetro de la fuente.

A partir del flujo observado y de las escalas de tiempo, para su variabilidad, se puede calcular la energía mínima emitida por radiación, si se conoce la distancia al objeto.

Observaciones de Seyferts 1 en rayos X (Rothschild et.al.)

1983) muestran que toda esta región espectral se puede ajustar con una sola ley de potencias. La mayoría de los cuasares son muy débiles a estas frecuencias.

En la región del ultravioleta por lo general se puede ajustar una sola ley de potencias a toda la región.

El continuo del ultravioleta presenta un abultamiento en algunas ocasiones y se supone debido a la emisión de FeII.

En la mayoría de los cuasares, el continuo óptico tiene un índice espectral α , $0 \leq \alpha \leq 2$. Las excepciones son:

a) cuasares muy enrojecidos con $\alpha \sim 6$ (por ejemplo 3C68.1)

b) cuasares con cambios abruptos en el índice espectral en el que el continuo óptico no se puede ajustar con una sola ley de potencias, (O'Dell, 1979).

En algunos casos estudiados el continuo puede caracterizarse por un solo índice espectral, desde el óptico hasta el infrarrojo.

Los objetos ópticamente más variables tienden a asociarse con las fuentes compactas de radio (con índices espectrales muy pequeños, Pollock, 1975; Usher, 1975).

En la mayoría de los cuasares el continuo óptico está polarizado linealmente aunque muy poco ($\pi_L \leq 3\%$), sin embargo existen algunos, muy brillantes en el óptico, cuyo grado de polarización llega a pasar del 10%. La polarización es variable, tanto en grado como en dirección; no se les ha detectado polarización circular, (Appenzeller y Hiltner, 1967; Kinman, 1967; Visvanathan, 1968).

La evidencia observacional actual es consistente con que la emisión desde el óptico hasta el infrarrojo, en la mayoría de los cuasares variables, sea producida por un proceso sincrotrónico; pero no se puede concluir de aquí que éste sea el único mecanismo puesto que otros procesos podrían explicarlo también.

ii) LAS LINEAS DE ABSORCION

En los espectros que se detectan líneas de absorción éstas presentan una z (corrimiento al rojo) considerablemente menor que la detectada para las líneas de emisión.

Muchas líneas de absorción aparecen solamente cuando la resolución del espectro es muy alta, las absorciones intensas aparecen aún a baja resolución; todas las líneas de absorción que se han visto en cuasares y Seyferts 1 son delgadas.

Lo delgado de las líneas implica una dispersión de velocidades internas muy pequeña en el gas absorbedor, consistente con la velocidad térmica de un gas a una temperatura $\sim 10^4$ K, (Perry, 1979).

Los espectros con alta z son extremadamente complejos, aparecen muchas líneas de absorción a longitudes de onda menores a la que se produce la emisión L_α , de hecho la densidad de líneas es del orden de 10 veces mayor a éstas longitudes de onda que a longitudes de onda mayores de la emisión L_α ; los espectros con muchas líneas contienen de 100 a 200 líneas, (a $\lambda_{em} < 1215 \text{ \AA}$).

En los objetos de z grande con un espectro con muchas líneas se pueden identificar del orden de un 50% de ellas, (Perry, 1979).

Los objetos con $z < 1.5$ presentan pocas líneas de absorción, sin embargo son visibles e indentificables las líneas de resonancia de elementos comunes moderadamente ionizados.

En los espectros con líneas de absorción no se ha detectado una diferencia espectroscópica entre aquellos con z_{abs} muy parecida a la z_{em} y en los que z_{abs} y z_{em} son muy diferentes.

Hay tres tipos de procesos de absorción conocidos:

a) Sistemas de baja ionización; muestran líneas de iones que requieren de energías de ionización ≤ 30 eV.

b) Sistemas de alta ionización; muestran líneas de iones que requieren una energía de ionización > 30 eV.

c) Sistemas combinados. En un mismo espectro aparecen líneas de los dos procesos anteriores, se cree que son los más comunes.

Para $z < 1$, menos del 1% de los espectros de los cuasares presentan líneas de absorción y éste porcentaje crece rápidamente a 10% para $z \sim 2$.

No hay evidencia observacional capaz de establecer si las absorciones se producen en el interior del cuasar o en galaxias, halos galácticos y/o nubes de gas a lo largo de la línea de visión.

Si el gas que produce las absorciones fuera intrínseco al cuasar esto implicaría que no habría dispersión en su velocidad relativa a la fuente central, excepto por movimientos aleatorios térmicos; la diferencia entre z_{abs} y z_{em} se debería solamente al corrimiento Doppler causado por el movimiento del gas.

Una galaxia normal conteniendo gas que produce líneas de absorción, se esperaría que también tuviera polvo; sin embargo no se ha encontrado la banda de absorción por polvo a 2200 Å para los cuasares.

Si la absorción es debida a objetos entre el cuasar y nosotros distribuidos aleatoriamente en el espacio, entonces el número de sistemas de líneas con diferentes z de absorción en cada cuasar individual, debería seguir una distribución de Poisson, (Bahcall, 1978).

iii) LINEAS DE EMISION

Una característica del espectro óptico de los cuasares y las Seyfert 1 es que presentan líneas anchas de emisión con anchos típicos de 5000 Km/s, (Baldwin, 1979). Las líneas más intensas son: OVI, L_{α} , NV, la combinación SiIV+[OIV], CIV, HeII, CIII], MgII, HeI, la serie de Balmer y en ocasiones bandas de FeII; estas líneas son permitidas salvo por CIII] y [OIV].

Algunos de los espectros también contienen líneas delgadas cuyos anchos van de 300 Km/s a 1500 Km/s, (Baldwin, 1979) éstas pueden ser permitidas o prohibidas como: [OII], [OIII], [NeIII], [NeV], [SII] y [NII].

En la región ultravioleta las líneas de emisión más comunes son CIV, SiIV y L_{α} ; estas líneas algunas veces aparecen en absorción.

Muchos cuasares y Seyferts 1 muestran además líneas intensas de baja ionización que corresponden a MgII, FeII y SiII.

A la discrepancia entre las predicciones de los modelos de fotoionización y los resultados observacionales de cocientes de intensidades de las líneas de H, se le llama "el problema L_{α} / H_{β} ", (Baldwin 1977a).

La intensidad de L_{α} / H_{β} predicha por modelos de fotoionización es del orden de 40, el valor observado está entre 4 y 6 aunque a veces puede llegar hasta 2; la intensidad de H_{α} / H_{β} predicha por los mismos modelos es del orden de 12, mientras que su

valor observado es ~ 4 , (Dumont, 1981).

Mas adelante regresaremos a éste problema en el contexto de la física de los modelos.

Se ha encontrado empíricamente una relación de la forma:

$$L_{\text{cont}} \propto W_{\lambda}^{-3/2}$$

entre los anchos equivalentes de algunas líneas de emisión (W_{λ}) y las luminosidades de continuo (L_{cont}); esta relación es válida para L_{α} , CIV, CIII] y probablemente MgII, (Baldwin, 1977a; Baldwin et.al. 1978).

2.- MODELO GEOMETRICO GENERAL

A continuación daremos una descripción del modelo general que se deduce de los datos observacionales, sin entrar por ahora en la física de los procesos.

Las observaciones de la variabilidad del continuo en escalas de meses indican que la fuente emisora de éste tiene dimensiones del orden de 10^{17} cm; tomando en cuenta también los anchos de las líneas, se deduce que no todas se emiten en la misma región.

Las líneas prohibidas en general no varían tanto como las permitidas y el continuo, y se supone que se producen en una región mas extensa.

Las Seyfert 1 tienen escalas de variación del continuo de algunos meses mientras que para los cuasares esta escala es mayor (o no se detecta variabilidad).

Se cree que los fenómenos físicos son esencialmente los mismos en Seyferts 1 y cuasares, la única diferencia es que en éstos últimos ocurren en gran escala: La energía total emitida es de 10^{44-46} erg/s para las Seyfert 1 y de 10^{46-48} erg/s para los cuasares. Las regiones ionizadas que emiten las líneas en los cuasares.

sares son de 10 a 100 veces mas extensas que en las Seyfert 1.

i) REGION DE LINEAS DELGADAS

Las condiciones físicas de temperatura y densidad electrónica que se obtienen a partir de las observaciones nos indican las características que debe explicar un modelo físico para regiones de líneas delgadas de cuasares y galaxias Seyfert 1.

La masa de gas que emite líneas delgadas es de 10^4 a $10^6 M_{\odot}$ con una densidad electrónica de $10^4 < n_e < 10^7 \text{ cm}^{-3}$, (Dumont, 1981); el límite superior está determinado esencialmente por la existencia de líneas prohibidas de [OIII], [OII], [SII]. Para densidades mas altas (que 10^7 cm^{-3}) los niveles que producen estas líneas se desexcitarían colisionalmente.

La razón de intensidades de líneas [OIII] conduce a un valor de la temperatura entre $10\ 000 < T < 20\ 000 \text{ K}$; para llegar a estas temperaturas es necesario tener una fuente de energía, esta energía no puede ser mas que radiativa puesto que a estas temperaturas y densidades las colisiones no son capaces de producir iones como [OII], [NeV], etc. Puede suponerse que este sistema de líneas es emitido por nubes ionizadas por la radiación ultravioleta del continuo no térmico de la fuente central.

La razón entre los iones [OIII]/[OII] es proporcional al flujo ultravioleta que incide sobre la nube, por lo tanto es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia R de las nubes a la fuente central. El valor de R que se deduce es del orden de 10^{20-21} cm , las observaciones confirman esta estimación.

El gas en emisión no necesariamente debe estar distribuido uniformemente alrededor de la fuente central. Pensando mas bien en nubes o filamentos se define un "factor de llenado" como la razón entre el volumen ocupado por nubes y filamento al volumen total de la región nuclear.

Podemos pensar también en un factor de cobertura para cada nube, definido de la siguiente manera: la razón entre el ángulo sólido subtendido por una nube a 4π , (figura 2).



FIGURA 2:

Factor de cobertura = $\alpha/4\pi$

Con éste tipo de geometría se pueden construir modelos de fotoionización que se utilizan para las nebulosas planetarias y las regiones HII, basados en la resolución simultánea de las ecuaciones de equilibrio de ionización, de equilibrio térmico y de transferencia de radiación.

Para la región de líneas delgadas existen también modelos alternativos a los de fotoionización, ver por ejemplo: Contini y Aldrovandi (1983).

ii) REGION DE LINEAS ANCHAS

Los modelos para las regiones de líneas anchas se construyen con la misma estructura geométrica que los modelos de las regiones de líneas delgadas.

La masa del gas que emite líneas anchas no sobrepasa $10^3 M_{\odot}$; la distancia media de las nubes o filamentos a la fuente central es del orden de 10^{18} cm; estas nubes tienen velocidades altas: ($\sim 10^4$ Km/s) unas con respecto a otras y tienen flujos turbulentos en su interior con velocidades probablemente del orden de la velocidad del sonido en el gas, (Dumont, 1981). La densidad electrónica en estas nubes es de $10^7 \leq n_e \leq 10^{10}$ cm $^{-3}$, el límite inferior se obtiene a partir de la ausencia de líneas prohibidas (en particular [OIII] 4959 y 5007), el límite superior proviene de la observación de varias líneas semiprohibidas particularmen-

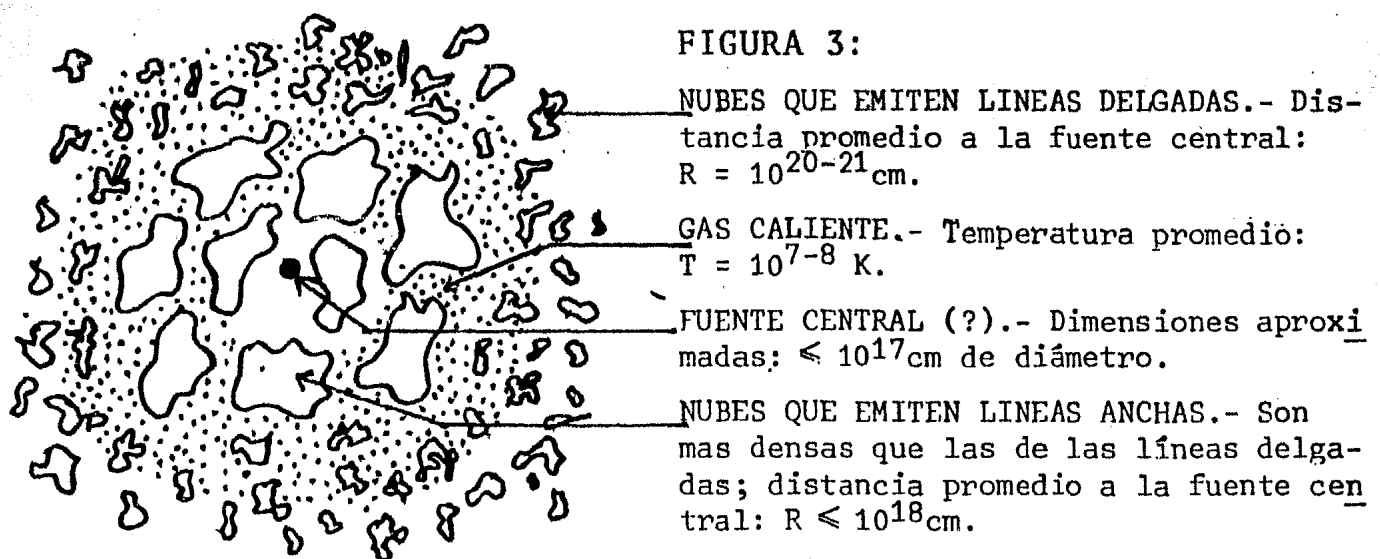
te CIII] 1909 que es muy intensa en los cuasares y que desaparece a densidades mayores de 10^{10} cm^{-3} debido a las colisiones.

La región de líneas anchas tampoco ocupa todo el espacio alrededor de la fuente. Podemos pensar en distintos modelos para la distribución del gas en emisión; por ejemplo una distribución con simetría esférica de nubes y/o filamentos o quizá en un disco de acreción. El espacio entre las nubes y/o filamentos de gas relativamente denso, puede contener un gas caliente, (Dumont, 1981). La presencia de un gas homogéneo caliente ($\sim 10^9 \text{ K}$) permite:

a) Resolver el problema del equilibrio de presión entre las nubes y/o los filamentos que emiten las líneas y el medio circundante.

b) La emisión de rayos X, tanto en el continuo (por bremss trahlung térmico, suponiendo que los rayos X se originan vía transición libre-libre en un gas con $T \sim 10^7 \text{ K}$) como en las líneas de FeXXV y FeXXVI.

Para temperaturas de $10^7 < T < 10^8 \text{ K}$ el hierro no está totalmente ionizado y las líneas de FeXXV y FeXXVI alrededor de los 7 KeV son intensas.



Existen variaciones de éste modelo geométrico que no discutiremos aquí; ver por ejemplo: Gordon et al. (1981).

CAPITULO IV

FISICA DE LAS REGIONES DE EMISION

El espectro de emisión de los cuasares y las galaxias Seyfert 1 se puede calcular, en principio, con modelos análogos a los que se usan para las nebulosas gaseosas.

En el apéndice "B" se dan las ecuaciones fundamentales que describen el equilibrio de ionización de las nebulosas gaseosas. En éste capítulo nos ocuparemos de las diferencias entre éstas y las regiones de emisión en los cuasares, y algunos modelos propuestos para explicar los espectros de emisión de los cuasares y galaxias Seyfert. La física de las nebulosas gaseosas ha sido estudiada a fondo (ver por ejemplo: Osterbrock, 1974).

Su espectro de emisión de líneas se extiende probablemente desde el infrarrojo hasta el ultravioleta (en el ultravioleta casi todas las líneas son permitidas) y está dominado principalmente por líneas excitadas colisionalmente de elementos comunes; en la región del radio las emisiones se deben a recombinaciones.

La emisión en las nebulosas resulta de la fotoionización de una nube de gas difuso por fotones ultravioleta provenientes de estrellas calientes.

Las nebulosas gaseosas se clasifican en dos tipos principales, nebulosas difusas o regiones HII y nebulosas planetarias.

i) REGIONES HII

Son regiones de gas interestelar con estrellas tipo "O" y/o "B" tempranas que ionizan el gas; la temperatura efectiva de las estrellas esta en el intervalo $3 \times 10^4 \text{ K} < T_* < 5 \times 10^4 \text{ K}$; las densidades típicas de regiones ionizadas son de 10 a 10^2 cm^{-3} llegando algunas veces hasta 10^4 cm^{-3} ; sus masas típicas son del orden de 10^2 a $10^4 M_\odot$.

ii) PLANETARIAS

Son nebulosidades aisladas, generalmente simétricas, presentan "cáscaras" de gas que han sido perdidas recientemente por las estrellas centrales; éstas son viejas, mas calientes ($5 \times 10^4 \text{K} < T_* < 3 \times 10^5 \text{K}$) y menos luminosas ($-3 < M_V < 5$) que las estrellas galácticas.

Sus densidades típicas son de 10^2 a 10^4 cm^{-3} ; sus masas típicas son de 0.1 a 1.0 M_\odot .

Aunque la física de las regiones de emisión en cuasares y Seyferts 1 es básicamente la misma que para las nebulosas gaseosas, no podemos aplicar mecánicamente el mismo tratamiento porque existen diferencias esenciales tanto en las condiciones físicas del gas, como en la naturaleza de la fuente ionizante.

1.- DIFERENCIAS ENTRE NEBULOSAS GASEOSAS Y REGIONES DE EMISION EN CUASARES Y GALAXIAS SEYFERT 1.

i) El flujo ionizante proviene de un continuo no térmico y es mucho mayor que en las nebulosas gaseosas donde el flujo viene esencialmente de un cuerpo negro. Los fotones de rayos X (desde 100 eV hasta KeV) interactúan débilmente con el gas y penetran mas en la nube llegando mas lejos que el frente de ionización. Estos fotones pueden ionizar parcialmente el gas neutro a través de la producción de electrones secundarios; esto puede producir una zona extendida de baja ionización ($8000 \text{ K} < T < 10\ 000 \text{ K}$).

El enfriamiento de esta zona se debe principalmente a las líneas de MgII, FeII, SiII y HI; ésta puede ser la razón por la que éstas líneas se observen más intensas en los cuasares y en las galaxias Seyfert 1, que en las nebulosas gaseosas, (Dumont, 1981).

ii) La densidad electrónica es mucho mayor en la región de emisión de cuasares y Seyferts que en las nebulosas: $10^{7-10} \text{ cm}^{-3}$ en

los primeros (comparando con $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ en las nebulosas). Esta densidad es suficiente para que la desexcitación colisional del nivel 2 del átomo de H sea importante; también la excitación colisional a partir de éste nivel se vuelve apreciable.

iii) Si la profundidad óptica de la nube es grande los efectos de transferencia de radiación ya no son despreciables; un fotón emitido será absorbido, o sea que no podrá salir de la nube; lo que no ocurre en muchas nebulosas gaseosas.

iv) La intensidad de L_α estará saturada; como la profundidad óptica de las otras líneas será menor, las razones de intensidades se verán modificadas.

Tomando en cuenta estas diferencias se han desarrollado varios modelos para explicar el espectro de los cuasares y las Seyfert 1.

2.- MODELOS

Existen básicamente tres tipos de modelos; de fotoionización, colisionales y mixtos.

i) MODELOS DE FOTOIONIZACION

A continuación describimos dos de los modelos considerados como clásicos, aunque existen muchos otros (por ejemplo: Tarter y Salpeter, 1969; Bergeron y Collin-Souffrin, 1971; Davidson, 1973; Shields y Oke, 1975; Netzer, 1977; Canfield y Puetter, 1981; Hubbard y Puetter, 1983; etc.).

a) MODELO DE KWAN Y KROLIK (1979)

Este modelo supone la existencia de nubes alrededor de una fuente de ionización central, a una distancia de 10^{19} cm de la fuente.

Se toman en cuenta las ionizaciones a partir de los nive-

les excitados del H; estas ionizaciones y en particular las provenientes del segundo nivel, son más importantes que las provenientes del nivel base en la región parcialmente ionizada. Esto se debe a que la línea L_{α} tiene un espesor óptico muy grande en esta región, lo cual hace que exista equilibrio termodinámico entre el segundo nivel y el fundamental por lo que la población del segundo nivel es muy importante.

El grado de ionización y el espesor de la zona parcialmente ionizada aumentan por un factor de 10 con respecto a aquellos modelos en donde no se toman en cuenta las ionizaciones a partir de niveles excitados. De esta manera Kwan y Krolik obtienen un cociente de $L_{\alpha} / H_{\alpha} = 2$ (el valor observado está entre 1.5 y 2.5).

El problema fundamental de este modelo (que es común a la mayoría de los modelos de fotoionización) es el uso de la aproximación llamada de "probabilidad de escape local" en la cual la probabilidad de que un fotón escape de la nube (por dispersión geométrica), depende de la distancia entre el punto de emisión del fotón y la superficie de la nube, lo que implica la aproximación adicional de que la nube es semi-infinita (es decir que solo tiene un borde).

b) MODELO DE DAVIDSON Y NETZER (1979)

La hipótesis fundamental en este modelo para explicar las razones de intensidad de las líneas de H es la del enrojecimiento por polvo.

Las consecuencias de éstas hipótesis son las siguientes:

1.- La razón L_{α} / H_{β} tendría un valor ~ 15 lo cual es más cercano al valor observado que la predicción teórica de los modelos clásicos de fotoionización, aunque sigue estando un factor de 2 a 3 veces más alto que los valores observados.

2.- El continuo ionizante en el ultravioleta será más intenso de lo que se observa. A causa de esto el espesor de la zona parcialmente ionizada es muy grande ($\sim 10^{12}$ cm); se sugiere que en esta zona se producen las líneas de baja ionización (MgII, FeII, SiII).

Tomando en cuenta que se usan las mismas aproximaciones que en el modelo anterior, las dificultades adicionales de este modelo son:

a) La energía emitida por la fuente central debe ser mucho mayor.

b) El polvo debería producir una intensa banda de absorción alrededor de 2200 Å, a menos que las características del polvo fueran diferentes que en nuestra galaxia.

c) Se debería obtener una radiación en el infrarrojo lejano muy intensa ~ 10 veces o más de lo que se observa (esta radiación sería producida en la reemisión de la energía absorbida por el polvo).

d) Para explicar que, cuando es posible medirla por separado, la componente angosta de las líneas sí da una razón $L_{\alpha} / H_{\beta} \sim 40$ (lo que corresponde al modelo clásico de fotoionización), es necesario suponer que el polvo se encuentra entre la región de emisión de líneas anchas y la de líneas delgadas.

Collin-Souffrin et.al. (1981) han demostrado que estas aproximaciones conducen a errores importantes, en particular, por lo que se refiere al flujo en las líneas subordinadas.

Collin-Souffrin y Dumont (1982) recalcularon las intensidades de las líneas de H con los parámetros de los modelos de Kwan y Krolik pero sin aproximaciones, y obtuvieron una razón:

$H_{\alpha} / H_{\beta} = 12$ (el valor observado es ~ 4) lo cual indica que los parámetros utilizados en los modelos de fotoionización no son buenos.

La razón fundamental para plantear alternativas a los modelos de fotoionización es, sin embargo, el estudio de las líneas de baja ionización: FeII, MgII, SiII (Collin-Souffrin et.al. 1980; Joly, 1981; Dultzin-Hacyan, 1983).

ii) MODELOS COLISIONALES

Daltabuit y Cox (1972) propusieron un modelo para explicar el espectro de los cuasares en el que la energía ionizante proviene de la conversión de energía cinética en radiación por procesos disipativos durante el choque de nubes. Mac Alpine (9174) propuso una variante donde la onda de choque se debe a una explosión central.

En términos generales, las predicciones de intensidades de líneas en espectros cuya energía se genera por ondas de choque, no concuerdan con las observaciones, aunque existen algunas excepciones. Como por ejemplo citamos los casos de: NGC1052 (Koski y Osterbrock, 1976), NGC4278 (Gunn, 1979), 3C371 (Baldwin et.al. 1981) y NGC7213 (Ward, 1981). En todos estos objetos el espectro de emisión parece ser típicamente de choque.

iii) MODELOS MIXTOS

Finalmente, se han propuesto modelos con una zona de fotoionización seguida de una zona colisional; las líneas de Lyman, CIV, CIII], HeI y HeII se forman en la región de fotoionización mientras que las líneas de MgII, FeII, SiII y la serie de Balmer se forman en la región colisional.

La existencia y las dimensiones de una zona de transición de fotoionización se fijan mediante la presencia de intensa radiación de fotones ultravioleta o de rayos X en el espectro de la

fuente central. Si la energía en el intervalo ultravioleta - rayos X del espectro y la energía del continuo de Lyman son similares entonces las líneas de Balmer se pueden formar en la región de fotoionización; pero si la energía de la región ultravioleta - rayos X es menor que la energía del continuo de Lyman, las líneas de Balmer, MgII, FeII y SiII se formarán en la región colisional, (Collin-Souffrin et.al. 1980; Gordon et.al. 1981).

CAPITULO V
OBSERVACIONES Y RESULTADOS DE ESPECTROFOTOMETRIA DE CUASARES Y DE GALAXIAS SEYFERT 1

1.- OBSERVACIONES Y REDUCCION DE DATOS

Las observaciones que se analizan en éste trabajo fueron hechas en el Observatorio de San Pedro Mártir, Baja California, con el telescopio de 2m y con el OMA (analizador multicanal óptico) por D. Dultzin-Hacyan y M.A. Herrera.

i) INSTRUMENTO

Para obtener espectros estelares digitalizados se ha empleado el espectrógrafo Boller y Chivens, construído especialmente para el observatorio astronómico nacional (OAN), al cual se le ha instalado un tubo de televisión SIT (blanco intensificador de silicio: del inglés "silicon intensified target") como detector y un analizador multicanal óptico (OMA), modificado para uso astronómico, que controla la lectura de datos así como el manejo de los mismos (ver Firmani y Ruiz, 1981).

El espectrógrafo tipo Cassegrain con colimador f/15 está dotado de tres rejillas difractoras intercambiables, optimizadas para trabajar en 2 órdenes: en el primer orden (en el rojo con $\lambda > 6500 \text{ \AA}$) y en el segundo orden (en el azul, λ va de 3000 \AA a 6000 \AA) alrededor de su respectivo ángulo de resplandor, (blaze).

La tabla 3 muestra las características de las diferentes rejillas.

T A B L A 3

líneas / mm	ángulo de resplandor	λ de resplandor primer orden	λ de resplandor segundo orden
2 0 0	6° 00'	9473 \AA	4737 \AA
4 0 0	9° 44'	9661 \AA	3831 \AA
8 3 0	20° 34'	7560 \AA	3980 \AA

El OMA cuenta con dos cámaras con distancias focales de 400 mm (F/5.5) y de 162.4 mm (F/1.6) respectivamente. Esta última fué diseñada por F. Cobos y R. Noble y construída en los talleres del Instituto de Astronomía de la UNAM.

Por otra parte el detector puede describirse por etapas: inicialmente, el espectro se enfoca a la entrada de un tubo intensificador, el cual convierte la imagen de fotones en una imagen de electrones; éstos se multiplican, aceleran y se enfocan sobre una pantalla de fósforo, que se acopla ópticamente a la entrada del SIT; en éste se genera una imagen de electrones que se proyecta sobre un blanco de silicio; la cara posterior del blanco consiste de un arreglo bidimensional de junturas P-N. Para cuantificar el número de electrones que inciden sobre cada elemento de área del blanco, se establece inicialmente una diferencia de potencial de polaridad inversa a los diodos. Los fotoelectrones incidentes generan pares (electrón- hoyo) de portadores de carga, provocando que el potencial establecido disminuya a medida que los hoyos se depositan en el material P; barriendo el arreglo diódico con un haz colimado de electrones, se estima la carga positiva de exceso acumulada en los diodos de cada sección del blanco midiendo la corriente (corriente de la señal) que el cañón electrónico deposita para establecer el potencial inicial. Una descripción completa del sistema se encuentra en: Ruiz (1974), Solar, (1977), Firmani y Ruiz (1981).

En la tesis profesional de J. González (1982) se da una descripción detallada del proceso de calibración y manejo de datos del OMA.

ii) REDUCCION DE DATOS

El proceso de reducción de datos consta de las siguientes etapas:

a) LINEALIZACION

Para determinar las longitudes de onda λ_i del espectro a estudiar se toma uno de comparación de una lámpara incandescente (en nuestro caso de HeAr). Se ajusta una curva suave que pase por los puntos de dicho espectro y se determina la posición en canales y fracción de canal de los máximos de las líneas de comparación.

La linealización consiste en definir, con base a la curva de dispersión, nuevos canales equidistantes de ancho óptico constante.

b) EXTINCIÓN ATMOSFÉRICA

El flujo estelar $F_\lambda(0)$ sufre pérdidas a medida que atraviesa la atmósfera terrestre antes de ser colectado por un telescopio en la superficie de la Tierra; dicha disminución se debe principalmente a la dispersión de Rayleigh causada por las moléculas de aire, las absorciones en líneas y bandas moleculares del agua y del ozono; y por la dispersión debida al polvo mineral, partículas de sal, gotas de agua, así como todo tipo de contaminantes.

En el programa de reducción se calcula la corrección por extinción cada 4 minutos y se corrige el espectro linealizado por el promedio de las correcciones en el tiempo de integración.

Schuster (1981), basado en observaciones fotométricas de 212 noches en San Pedro Mártir, B.C., discute la extinción atmosférica en dicho observatorio y calcula los valores promedio del coeficiente de extinción en magnitudes (K_λ [mag] = 1.0857 K_{λ_j}) para las bandas del sistema fotométrico de 13 colores; en la tesis profesional de J. González (1982) se dan los valores de la extinción atmosférica en San Pedro Mártir interpolados de los resultados de Schuster siguiendo la extinción selectiva del observatorio Lick.

c) ESTRELLAS PATRON DE ESPECTROFOTOMETRIA

El espectro se relaciona con el flujo real fuera de la atmósfera terrestre a través de una cierta curva de respuesta (González, 1982).

La respuesta depende, en principio, únicamente del paso $\Delta\lambda$ de la linealización, así como de las condiciones instrumentales de observación tales como el ancho de la rendija, el ángulo y densidad de líneas de la rejilla de difracción y del ajuste del cuadro de lectura en el detector. Así, la respuesta aplicable a una serie de espectros obtenidos y linealizados bajo las mismas condiciones se puede determinar observando una estrella cuyo flujo F_{λ}^{st} sea conocido.

Las estrellas patrón se tomaron de Stone (1977), quien proporciona una lista de estrellas estándares secundarias de brillo intermedio observadas con el telescopio de 3m de Lick y el espectrómetro de Wampler.

Los flujos absolutos en distintas unidades para las estrellas patrón de la muestra de Stone (1977) se presentan en la tesis profesional de J. González (1982) (tabla III.2).

Para obtener la respuesta, se promedia el espectro de la estrella patrón dentro de cada una de las bandas de Stone dentro del intervalo espectral observado. La curva de respuesta se obtiene interpolando una cúbica suave cada cuatro puntos de calibración. En los extremos de la curva puede extrapolarse lineal o cuadráticamente dependiendo del caso particular.

Todos los programas de reducción y análisis de datos se implementaron en el sistema NOVA 1200 del Centro de Cómputo del Instituto de Astronomía de la UNAM. La implementación del sistema y la elaboración de los programas de reducción fueron llevados a cabo por: Gianfranco Bissiacchi, Luis Carrasco, Rafael Costero, Claudio Firmani, Luis Salas y Alfonso Serrano.

iii) OBSERVACIONES

Los objetos observados y algunos datos importantes de ellos se muestran en la tabla 4.

2.- RESULTADOS

Se identificaron líneas, se midieron anchos equivalentes e intensidades absolutas, y se calculó el índice espectral (cuando fué posible dada la longitud del intervalo), para cada uno de los objetos observados. La corrección por extinción no es relevante en el intervalo óptico.

Todos los anchos equivalentes e intensidades reportados son los medidos en la Tierra.

El programa que se usó suma las intensidades medidas en cada canal (la resolución en $\text{\AA}/\text{canal}$ está dada en la tabla 4). En los casos de mezcla apreciable en las líneas (por ejemplo H_{β} y [OIII] en algunos objetos), la estimación del porcentaje de contribución de una línea a otra se hizo geométricamente (a partir de la apariencia de los perfiles). Esto es una de las fuentes principales de incertidumbre en las mediciones; la otra es el nivel del continuo que se trazó a ojo. Sin embargo puesto que la resolución es alta con respecto a observaciones anteriores, los errores son pequeños (sobre todo para las líneas más intensas).

Las intensidades (I) y los anchos equivalentes (W) están dados en $\text{erg}/(\text{cm}^2 \text{ s})$ y en \AA respectivamente.

i) II Zw 136

Su espectro se tomó en dos partes. Las figuras 4 y 5 muestran los espectros "azul" y "rojo" respectivamente y se puede apreciar el espectro completo en la figura 6.

Las líneas identificadas y medidas se presentan en la tabla 5 y se comparan con datos obtenidos con anterioridad.

T A B L A 74

OBJETO	TIPO	Z	m_v	FECHA DE OBSERVACION	ESTRELLA (S) PATRON	INTERVALO EN λ OBSERVADA (\AA)	REJILLA (1/mm)	$\frac{\circ}{\text{\AA}}$ /CAN	RENDIJA (μ)	t (s) DE EXP
IIZw136	Sy 1	0.062	14.3	8/VIII/81	Hil 102	3800-5500	200	4.2	350	2280
IIZw136	Sy 1	0.062	14.3	13/VIII/81	Hil 102 y BD+25°3941	5300-8300	200	8.3	300	1200
3C 232	QSO	0.533	15.8	29/III/82	Fei 56 y BD+33°2642	4100-6050	400	5.5	600	6480
3C249.1	QSO	0.311	15.7	30/III/82	Fei 56 y BD+33°2642	4100-5500	400	5.5	600	8640
NGC 985	Sy 1	0.043	14.5	14/X/82	Hil 102	4050-5950	200	4.2	500	1440
Mkn 609	Sy 1	0.032	14.5	15/X82	Hil 102 y BD+28°4211	4400-5650	200	4.2	500	5040
3C 120	Sy 1 QSO	0.033	14.2	15/X/82	Hil 102 y BD+28°4211	4030-5550	200	4.2	500	2880

Esta tabla muestra los objetos observados y algunos datos importantes sobre ellos.

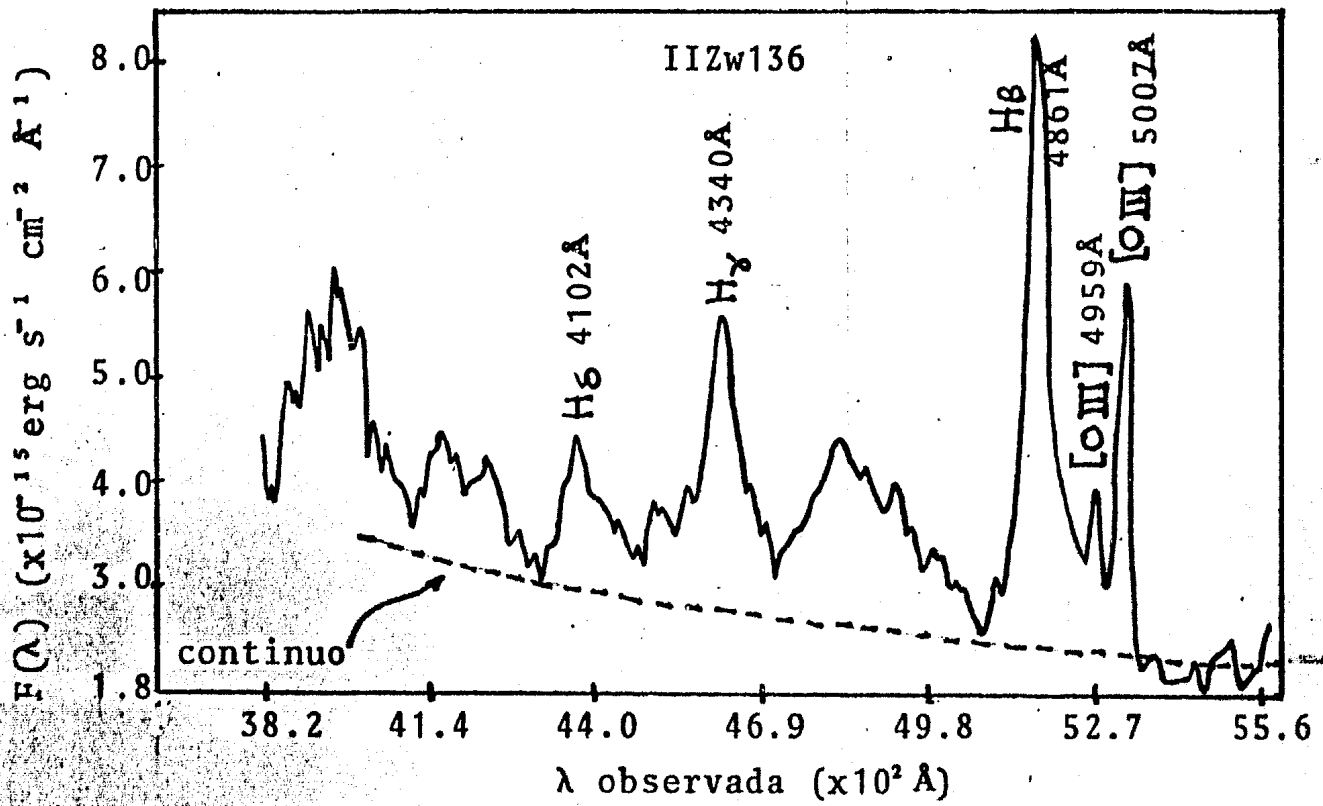


FIGURA 4: IIZw136

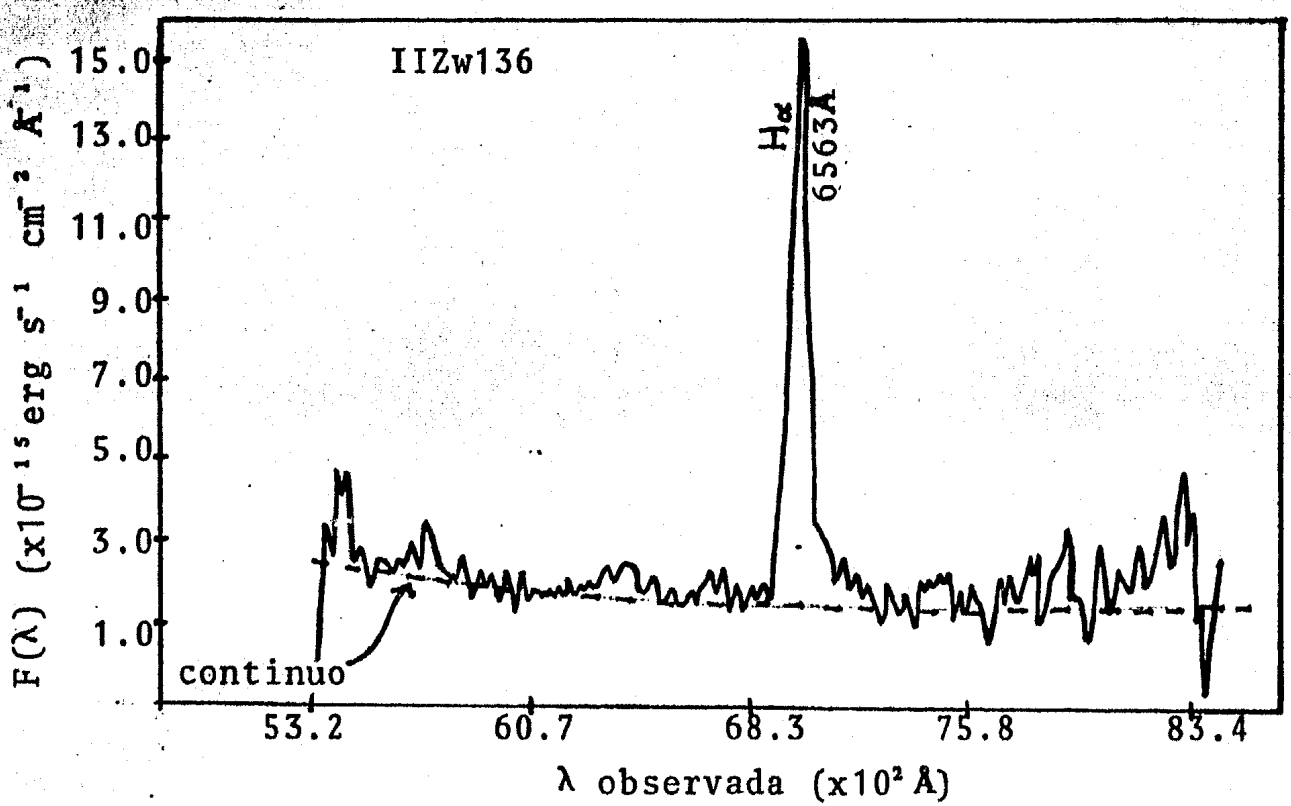


FIGURA 5: IIZw136

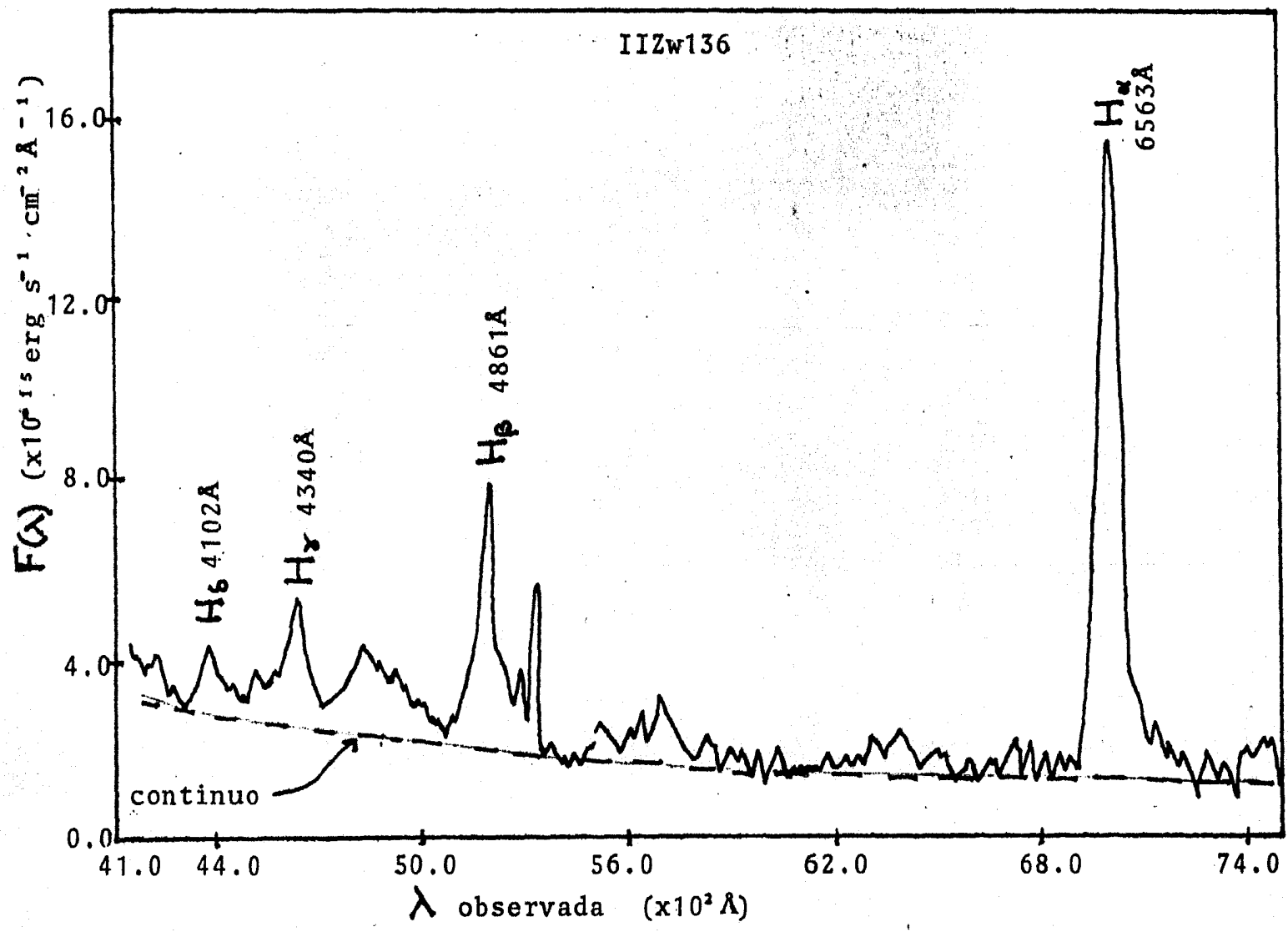


FIGURA 6: IIZw136

T A B L A 5

Línea	λ^a	W^a 1)	I^b 1)	I^b 2)	W^a 3)	I^b 3)	W^a 4)
H δ	4102	30±7	(9±3.0)x10 ⁻¹⁴	-----	---	-----	---
H γ	4340	85±9	(23±4.0)x10 ⁻¹⁴	-----	63	-----	---
H β	4861	156±8	(36±3.0)x10 ⁻¹⁴	50x10 ⁻¹⁴ lím. sup.	160	34x10 ⁻¹⁴	163
[OIII]	4959	25±1	(6±0.3)x10 ⁻¹⁴	-----	---	-----	---
[OIII]	5007	50±2	(11±0.5)x10 ⁻¹⁴	-----	---	-----	---
H α	6563	565±20	(101±3.0)x10 ⁻¹⁴	-----	89	-----	---

a) datos en Å

b) datos en erg/(cm² s)

- 1) este trabajo
- 2) Weedman (1976a)
- 3) Grandi (1981)
- 4) Osterbrock (1977)

La intensidad y el ancho equivalente de las líneas que se pueden comparar no han variado (dentro de los límites de error). El valor que reporta Grandi (1981) para H α está equivocado, lo cual se puede ver claramente de los demás datos de su artículo.

Desafortunadamente no se publican perfiles para las líneas; sin embargo se pueden comparar mediciones de velocidades (tabla 6).

T A B L A 6

	H α * (1)	H β * (1)	H α * (2)	H β * (2)
F W H I	2700 ± 200	2238 ± 300	2200 ± 300	2300 ± 400
F W O I	8571 ± 800	11192 ± 1500	10100 ± 1000	11400 ± 1900

* datos en Km/s

- 1) este trabajo
- 2) Osterbrock (1977)

NOTA.- En ambos casos se ha omitido la corrección por resolución instrumental que debe ser muy pequeña (se puede demostrar).

De la tabla 6 se aprecia que los anchos de H α y H β (dados

en Km/s) no han variado.

Los valores de H_{α} / H_{β} y H_{γ} / H_{β} se muestran en la tabla 7; éstos indican un decremento de Balmer particularmente suave para este objeto.

T A B L A 7

	Intensidades Relativas		
	(1)	(2)	(3)
H_{α} / H_{β}	2.70	3.63	3.60
H_{γ} / H_{β}	0.68	0.75	0.50

- 1) este trabajo
- 2) Osterbrock (1977)
- 3) Grandi (1981)

También se compara el índice espectral que se obtuvo con datos obtenidos anteriormente (tabla 8).

T A B L A 8

Índice espectral (α)	Año de observación	Intervalo de λ	Referencia
-1.24	1975	4237 - 8555Å	(1)
-0.49	1974, 1976	3000 - 7000Å	(2)
-1.0	1978	1 - 4 μ	(3)
-0.49	1975, 1976	2100 - 6563Å	(4)
-0.9 \pm 0.2	1981	3800 - 8300Å	(5)

- 1) Stein y Weedman (1976)
- 2) Phillips (1978)
- 3) Rieke (1978)
- 4) Grandi (1981)
- 5) este trabajo

Comparando los diferentes valores para el índice espectral (en el óptico) se puede concluir una variación en el tiempo. Esta variación podría ser periódica, pero desgraciadamente no se reportan las fechas de observación con mayor exactitud (en meses al me

nos), por lo que no es posible concluir claramente que sea periódica.

ii) 3C 232'

Su espectro esta representado en la figura 7; la identificación y comparación de las líneas se muestran en la tabla 9.

T A B L A 9

Línea	λ^a	W^a (1)	I^b (1)	W^a (2)	I^b (2)	W^a (3)	I^b (3)	W^a (4)	W^a (5-6)
MgII	2798	148±26	23±5.0	131	22	72	7.1	97	109
[MgV]	2931	119±15	13±3.0	—	—	—	—	—	—
[OII]	3727	70±1	5±0.1	—	—	—	—	—	—

a) dados en Å

b) dados en: ($\times 10^{-14}$) erg/(cm² s)

- 1) este trabajo
- 2) Neugenbauer et.al. (1979)
- 3) Grandi (1981)
- 4) Baldwin (1977b)
- 5) Phillips (1978)
- 6) Grandi y Phillips (1979)

La comparación de datos indica variación en la intensidad y ancho equivalente de MgII.

Se midieron por primera vez anchos equivalentes e intensidades absolutas para dos líneas ([MgV] y [OII]).

La tabla 10 muestra el índice espectral y se compara con datos obtenidos anteriormente.

Los datos obtenidos aquí confirman que no se puede ajustar una sola ley de potencias que incluya tanto el intervalo óptico como el ultravioleta; la figura 8 muestra algunos índices espectrales para las diferentes regiones (infrarrojo, óptico, ultravioleta).

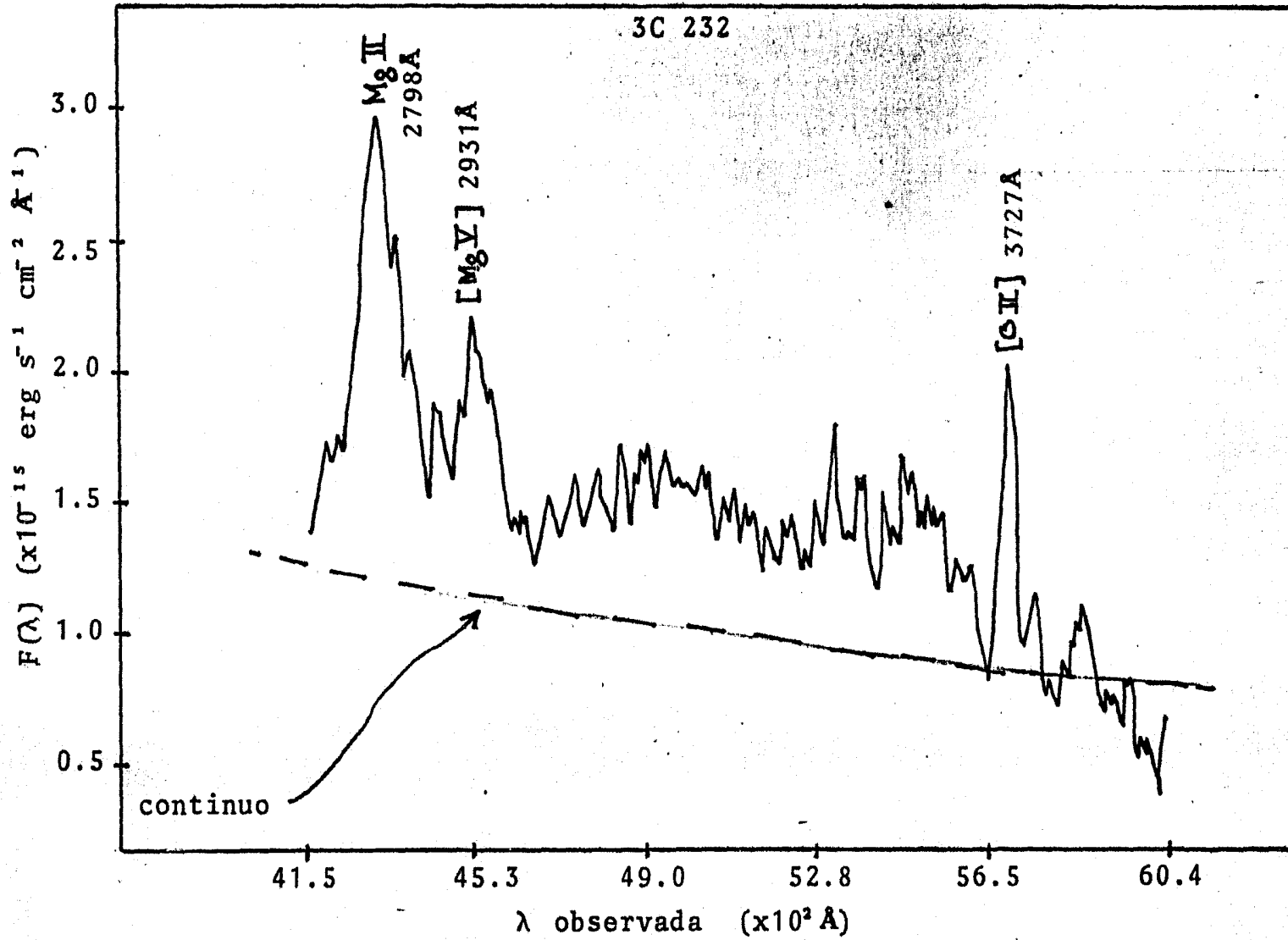


FIGURA 7: 3C 232

T A B L A 1 0

Indice espectral (α)	Año de ob- servación	Intervalo de λ	Referencia
-0.7	1976	3548 - 8700Å	(1)
-0.75	1974, 1976	3000 - 7000Å	(2)
-0.48	1966, 1968	3366 - 8455Å	(3)
-1.12	1977, 1980	2100 - 6563Å	(4)
-1.45	1978	1267 - 3013Å	(5)
-0.7 ± 0.2	1982	4100 - 6050Å	(6)

- 1) Baldwin (1977b)
- 2) Phillips (1978)
- 3) Neugenbauer et.al. (1979)
- 4) Grandi (1981)
- 5) Dultzin-Hacyan et.al. (1982)
- 6) este trabajo

T A B L A 1 1

$\log \nu$ (Hz) (1)	$\log f_\nu$ (mJy)	$\log \nu$ (Hz) (2)	$\log f_\nu$ (mJy)	$\log \nu$ (Hz) (3)	$\log f_\nu$ (mJy)
14.95	-0.05±0.02	15.37	-0.87±0.07	14.86	-0.14±0.08
14.90	-0.03±0.02	15.34	-0.82±0.07	14.84	-0.14±0.08
14.85	0.02±0.02	15.31	-0.78±0.08	14.81	-0.10±0.09
14.80	0.04±0.02	15.27	-0.72±0.08	14.79	-0.09±0.09
14.75	0.06±0.02	15.18	-0.56±0.08	14.77	-0.08±0.10
14.70	0.08±0.02	15.13	-0.46±0.08	14.74	-0.06±0.11
14.65	0.11±0.02	15.07	-0.35±0.09	14.72	-0.04±0.12
14.60	0.12±0.02	15.00	-0.15±0.08	14.71	-0.04±0.13
14.55	0.14±0.02			14.70	-0.03±0.13
14.50	0.18±0.02				
14.45	0.20±0.02				
14.38	0.24±0.05				
14.26	0.26±0.05				
14.13	0.26±0.05				
13.93	0.73±0.23				

- 1) Neugenbauer et.al. (1979)
- 2) Dultzin-Hacyan et.al. (1982)
- 3) este trabajo

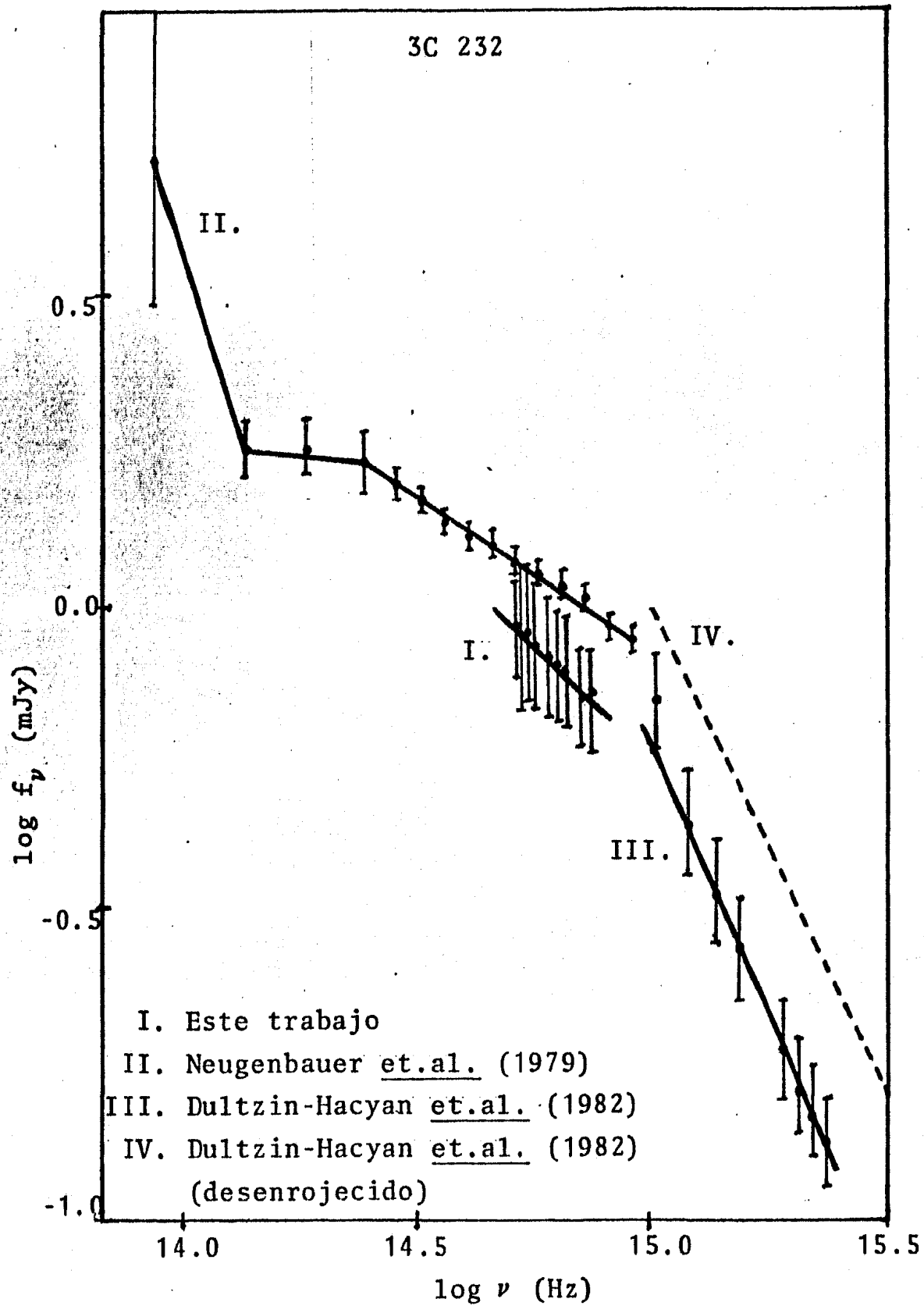


FIGURA 8: 3C 232

leta), los datos graficados se presentan en la tabla 11; (pag. 51) de esta gráfica se puede apreciar que el índice espectral es diferente para cada una de las tres regiones.

Es notorio que se reportan tres valores para el índice espectral (en la región óptica) de ~ 0.7 . El valor reportado por Neu genbauer et.al. (1979) no es muy confiable pues ajusta una sola ley de potencias para los intervalos infrarrojo y óptico, observándose de la figura 8 que ésto no es correcto. El valor reportado por Grandi (1981) indica una posibilidad marginal de variación en el tiempo.

iii) 3C 249.1

La figura 9 muestra el espectro para este objeto, las tablas 12 y 13 muestran las líneas identificadas y medidas con sus anchos equivalentes e intensidades absolutas de líneas, y su índice espectral respectivamente; también aquí se comparan con datos obtenidos anteriormente.

T A B L A 1 2

Línea	λ^a	W^a (1)	I^b (1)	W^a (2)	I^b (2)
[NeV]	3346	5 ± 1.0	$(9 \pm 2.0) \times 10^{-15}$	_____	_____
[NeV]	3426	6 ± 1.0	$(11 \pm 2.0) \times 10^{-15}$	_____	_____
[OII]	3727	16 ± 5.0	$(27 \pm 9.0) \times 10^{-15}$	$\left\{ \begin{array}{l} 6 \pm 2 \\ 27 \pm 4 \end{array} \right.$ núcleo nebulosidad	15×10^{-15}
[NeIII]	3869	13 ± 2.0	$(22 \pm 3.0) \times 10^{-15}$		_____
He I	3889	12 ± 2.0	$(18 \pm 4.0) \times 10^{-15}$	_____	_____
$H_e + [NeIII]$	3967	8 ± 0.5	$(12 \pm 0.8) \times 10^{-15}$	_____	_____

a) dados en \AA

b) dados en $\text{erg}/(\text{cm}^2 \text{ s})$

1) este trabajo

2) Richtone y Oke (1977)

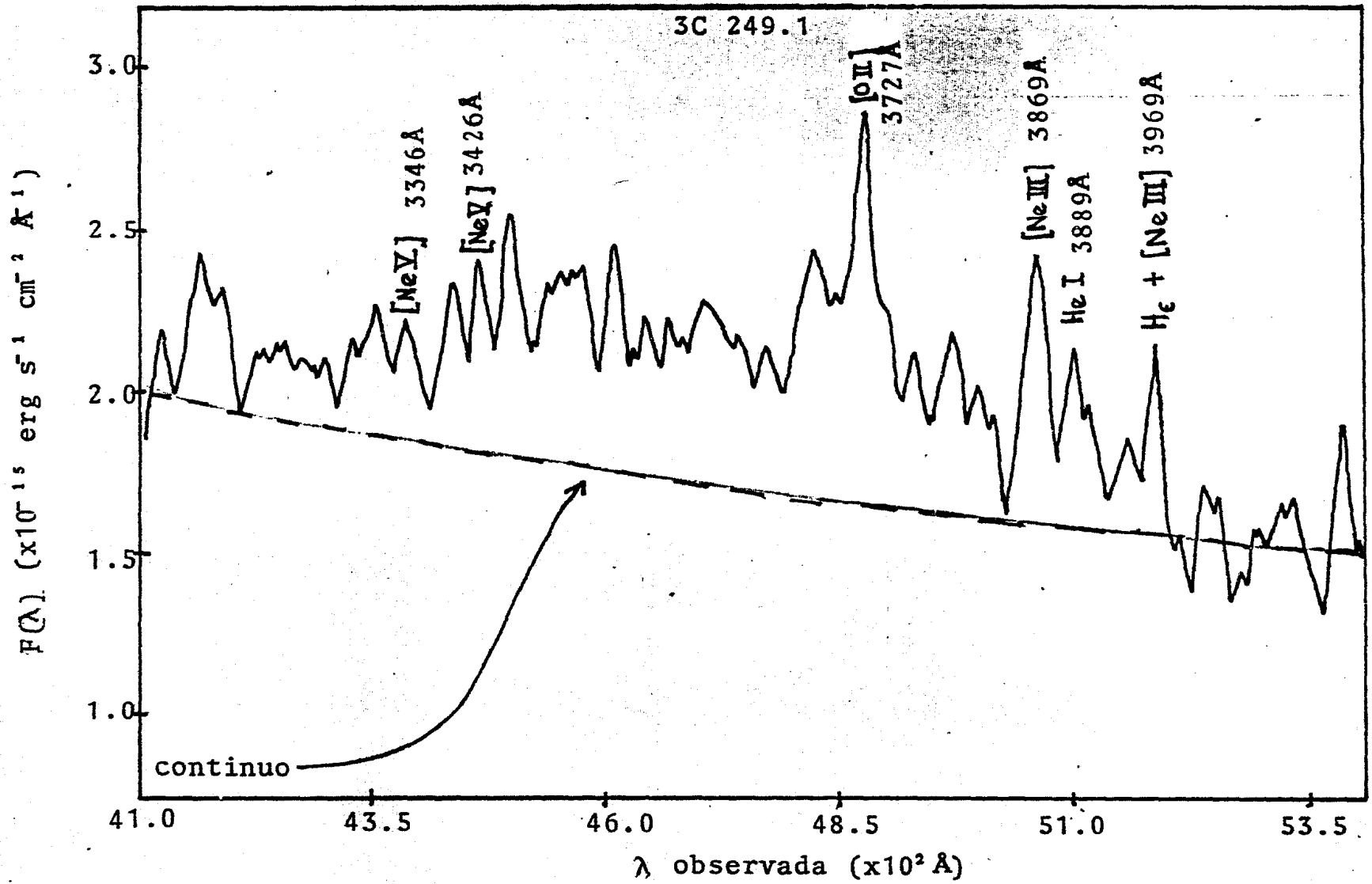


FIGURA 9: 3C 249.1

La mayoría de las mediciones se hicieron por primera vez; para la línea que se puede comparar existe una pequeña discrepancia debido a la forma en que se tomaron esos datos, ya que Richtone y Oke (1977) separan el núcleo de la nebulosidad; se debe notar que si se promedian los valores dados para los anchos equivalentes (6 ± 2 y 27 ± 4) se obtiene un valor aproximado al obtenido en este trabajo, y la suma de las intensidades absolutas (15×10^{-15} y 11×10^{-15}) proporciona un valor similar al nuestro.

T A B L A 1 3

Indice espectral (α)	Año de observación	Intervalo de λ	Referencia
-0.46	1964 a 1968	0.32 - 2.2 μ	(1)
-0.17	1966, 1968	3366 - 8455Å	(2)
-0.46	1978	1260 - 2800Å	(3)
-0.3 \pm 0.2	1982	4100 - 5500Å	(4)

- 1) Oke et.al. (1970)
- 2) Neugenbauer et.al. (1979)
- 3) Dultzin-Hacyan et.al. (1982)
- 4) este trabajo

En la figura 10, se grafican aquellos valores para los que se publicaron mediciones de flujo. En la tabla 14 se muestran los datos graficados.

De la figura 10 se observa que es posible ajustar una sola ley de potencias a los intervalos óptico y ultravioleta (dentro de los límites de error), aunque no en la región infrarroja; para esta región, solo se tienen los flujos de Neugenbauer et.al. (1979) quienes reportan un valor de -0.17 para el índice espectral en el intervalo óptico-infrarrojo. Sin embargo como se puede ver de la gráfica 10, por un lado, el óptico tiene claras distorsiones con respecto a una ley de potencias y por otro, aún si ignoramos estas distorsiones la tendencia del infrarrojo no se extrapola en una misma recta al óptico; el valor para el índice es-

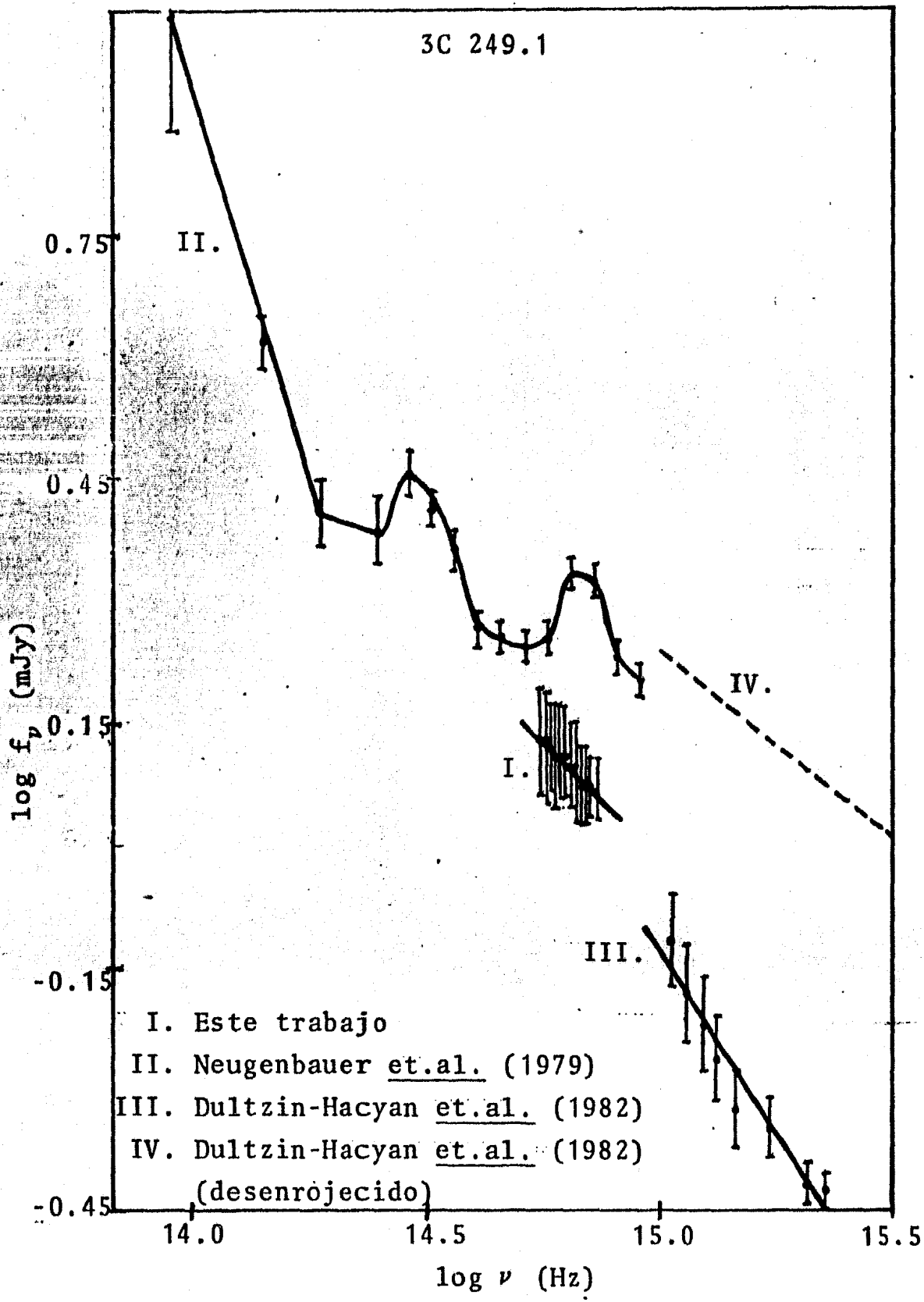


FIGURA 10: 3C 249.1

T A B L A 1 4

$\log \nu$ (Hz) (1)	$\log f_\nu$ (mJy)	$\log \nu$ (Hz) (2)	$\log f_\nu$ (mJy)	$\log \nu$ (Hz) (3)	$\log f_\nu$ (mJy)
14.95	0.21±0.02	15.37	-0.42±0.03	14.26	0.08±0.04
14.90	0.24±0.02	15.33	-0.41±0.03	14.23	0.08±0.04
14.85	0.33±0.02	15.15	-0.33±0.04	14.84	0.08±0.05
14.80	0.34±0.02	15.12	-0.31±0.05	14.83	0.08±0.05
14.75	0.26±0.02	15.13	-0.25±0.05	14.81	0.11±0.05
14.70	0.25±0.02	15.10	-0.21±0.05	14.80	0.11±0.05
14.65	0.26±0.02	15.06	-0.17±0.06	14.79	0.12±0.06
14.60	0.27±0.02	15.03	-0.10±0.06	14.78	0.12±0.06
14.55	0.37±0.02			14.77	0.12±0.06
14.50	0.42±0.02			14.76	0.13±0.06
14.45	0.46±0.02			14.75	0.14±0.06
14.38	0.39±0.04			14.74	0.14±0.07
14.26	0.41±0.04				
14.13	0.62±0.03				
13.93	1.03±0.15				

1) Neugenbauer et.al. (1979)

2) Dultzin-Hacyan et.al. (1982)

3) este trabajo

pectral dado por Neugenbauer et.al. (1979) no es confiable.

Oke et.al. (1970) por un lado reportan un valor de -0.46 para el índice espectral en el infrarrojo, y como Dultzin-Hacyan et.al. (1982) reportan también -0.46 en el ultravioleta, esto sugiere que, tomando en cuenta nuestros datos en el óptico, sea posible ajustar una ley de potencias a todo el intervalo, desde el infrarrojo hasta el ultravioleta, con la salvedad de las distorsiones en la parte óptica que pueden estar relacionadas a la existencia de una nebulosidad que se ha observado alrededor del cuasar (Richtone y Oke, 1977); no es posible despreciar las contribuciones de la radiación de origen térmico que provengan de ésta en la región óptica del espectro.

iv) NGC 985

Este objeto casi no se ha estudiado, es la única galaxia de anillo conocida que es Seyfert al mismo tiempo (De Vaucouleurs y De Vaucouleurs, 1975).

La figura 11 muestra el espectro para este objeto; la tabla 15 muestra las líneas identificadas, sus anchos equivalentes y sus intensidades absolutas.

T A B L A 1 5

Línea	λ^a	W^a (1)	I^b (1)
$H_\gamma + [OIII]$	4340+4363	38 ± 7	$(11 \pm 2) \times 10^{-14}$
H_β	4861	81 ± 18	$(23 \pm 5) \times 10^{-14}$
[OIII]	4959	36 ± 7	$(10 \pm 2) \times 10^{-14}$
[OIII]	5007	73 ± 4	$(19 \pm 1) \times 10^{-14}$

a) dado en Å

b) dado en $\text{erg}/(\text{cm}^2 \text{ s})$

1) este trabajo

Estas mediciones se reportan por primera vez. Chi Chao Wu et.al. (1980) en un artículo sobre mediciones ultravioleta reportan los cocientes $L_\alpha / H_\beta = 9.7$ y $H_\alpha / H_\beta = 3.5$. la referencia citada ahí para las observaciones ópticas es una comunicación privada de Osterbrock y no se encontró publicación posterior sobre esto (incluidos pretiros hasta 1983).

Se obtuvo un valor de -1.7 ± 0.2 para el índice espectral. Desafortunadamente no existen valores para comparación.

De Vaucouleurs y De Vaucouleurs (1975) clasificaron esta galaxia como Seyfert 1 basándose en la apariencia de las líneas anchas de la serie de Balmer. Aunque mencionan que se aprecia una componente central delgada para H_β , en esa época no se tenían las clasificaciones intermedias.

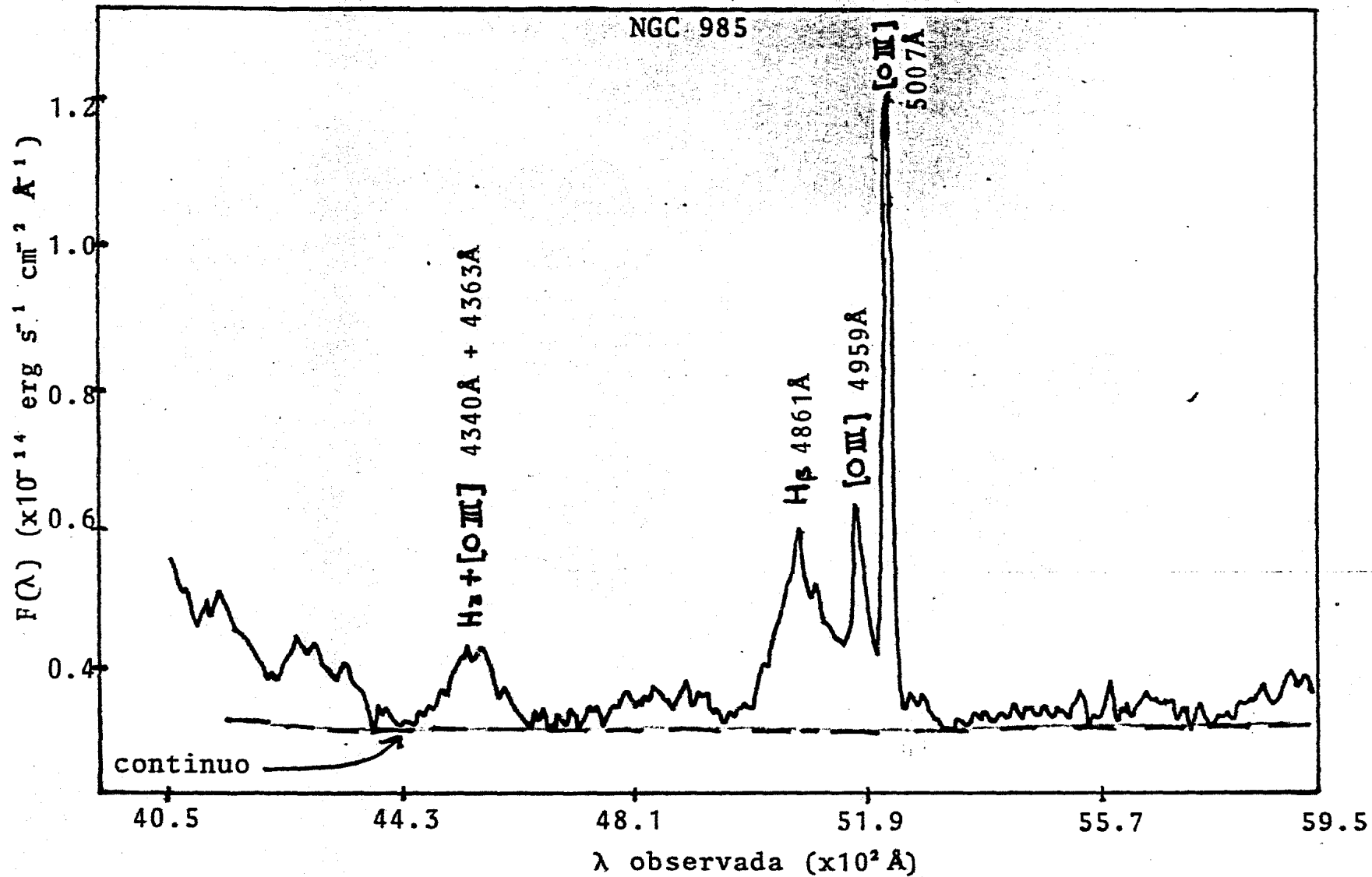


FIGURA 11: NGC 985

De la figura 11 se puede apreciar que el espectro no pertenece a una galaxia Seyfert 1 y debe ser reclasificada. Algunas propiedades que apoyan esta afirmación son: el cociente $[OIII]/H\beta$, la componente delgada en $H\beta$ que se observa en nuestro espectro. A la izquierda de $H\beta$ es posible observar una banda de emisión que posiblemente se deba a FeII (4686Å); esta emisión es muy débil para una galaxia Seyfert 1.

Para hacer clara la diferencia, podemos comparar el espectro de NGC985 (figura 11) con el de IIZw136 (figura 4) que es típico de una galaxia Seyfert 1.

v) Mkn 609

Este objeto durante mucho tiempo también estuvo clasificado como galaxia Seyfert 1, a partir de consideraciones exclusivamente morfológicas (la apariencia de su núcleo brillante y prominente (Weedman, 1976a)). Posteriormente al tomarse espectros con alta resolución, se clasificó como galaxia Seyfert 1.8 (Osterbrock, 1978), debido a la superposición de una componente angosta central y alas anchas en la línea $H\beta$. La figura 12 muestra su espectro donde también se pueden apreciar las alas de $H\beta$.

La tabla 16 muestra las líneas identificadas. En este caso no se pudo calcular el índice espectral debido a un problema de calibración que distorsionó el continuo a partir de $\lambda < 4800\text{Å}$, lo que deja un intervalo demasiado pequeño para medir el índice espectral.

T A B L A 1 6

Línea	λ^a	W^a (1)	I^b (1)	I^b (2)
$H\beta$	4861	11 ± 4	$(22 \pm 9) \times 10^{-15}$	100×10^{-15} (1fm.sup.)
[OIII]	4959	13 ± 2	$(23 \pm 7) \times 10^{-15}$	_____
[OIII]	5007	35 ± 1	$(71 \pm 2) \times 10^{-15}$	_____

a) dados en Å

1) este trabajo

b) dados en $\text{erg}/(\text{cm}^2 \text{s})$

2) Weedman (1976a)

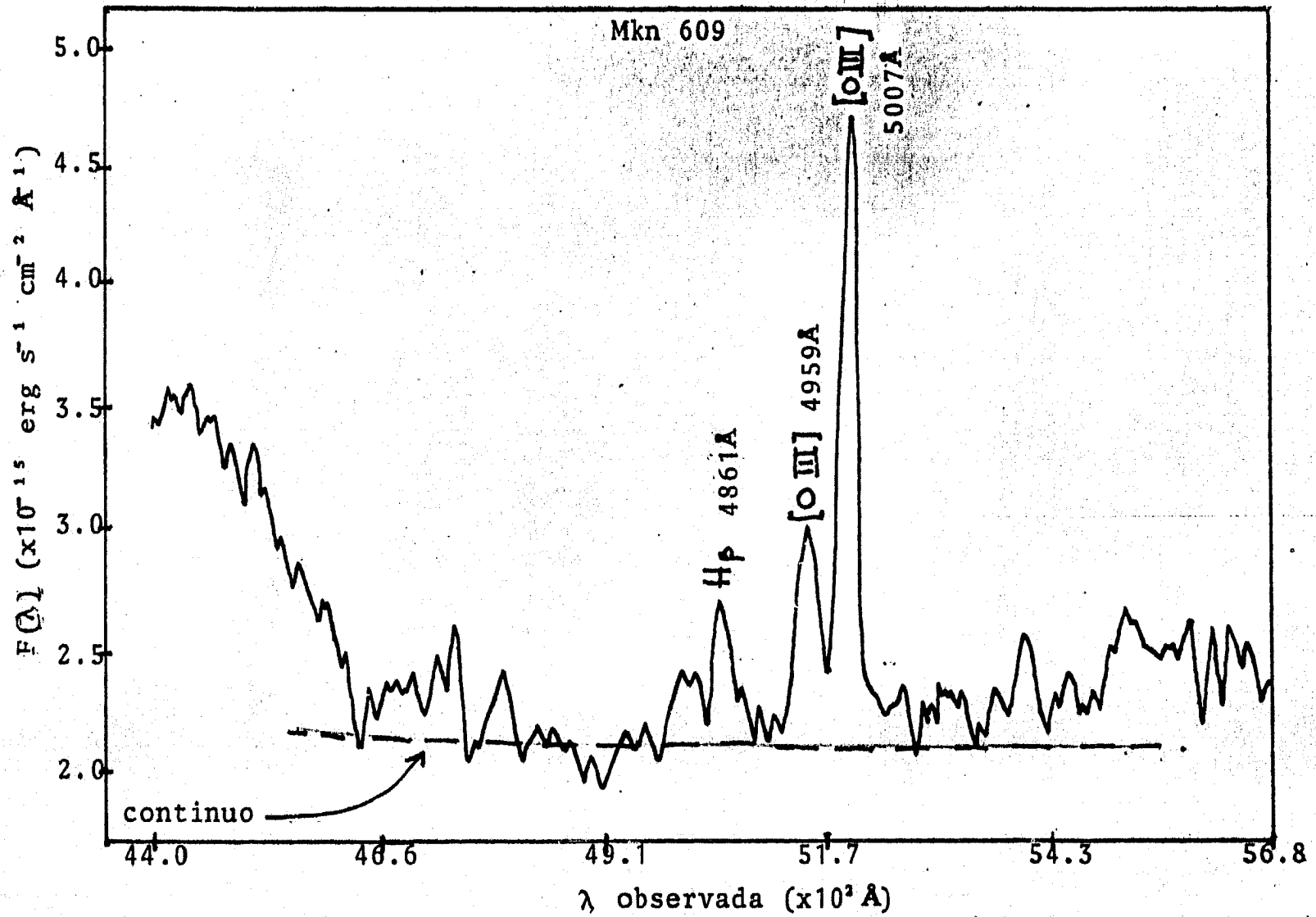


FIGURA 12: Mkn 609

Osterbrock (1981a) reporta un valor para el índice espectral de -1.5 ± 0.25 habiendo observado en 1975, 1976 y en un intervalo de longitud de onda observada de 3426-6731Å.

vi) 3C 120

Este objeto se puede considerar como de transición debido a que presenta características intermedias de cuasar y de galaxia Seyfert 1, por lo que aparece indistintamente en ambos tipos de catálogos.

La fuente de radio en el núcleo conocido como PKS 0430+05 se identifica ópticamente con el núcleo de una galaxia Seyfert 1, cuya z es la misma que la z de las líneas de emisión del núcleo. Arp (1975) ha obtenido una fotografía de alta resolución de este objeto en la que se ve un débil brazo espiral.

El espectro para este objeto se muestra en la figura 13; para éste se tuvo el mismo problema de calibración que para el caso anterior (distorsión para $\lambda \leq 4800\text{Å}$). Aunque la línea H_γ (4340Å) se identifica claramente el espectro no es confiable debido a que no aparece en su lugar; nótese que H_γ es más intensa que H_β en este espectro. Esto se debe a la falta de calibración y de aquí que solo se identifiquen H_β y [OIII].

La tabla 17 presenta las líneas identificadas y se comparan con datos anteriores.

Oke et.al. (1980) han hecho espectrofotometría absoluta de este objeto. Sin embargo no hemos reportado sus resultados en la tabla 17 ya que lo que ellos encuentran es que la intensidad de las líneas (H_β y [OIII] 4959) es muy variable. Este resultado fué confirmado por French y Miller (1980) quienes a partir de observaciones de la emisión del núcleo diágramado (es decir, sin la nebulosidad asociada), encontraron una variabilidad apreciable en términos de algunos meses. En particular, en menos de un año

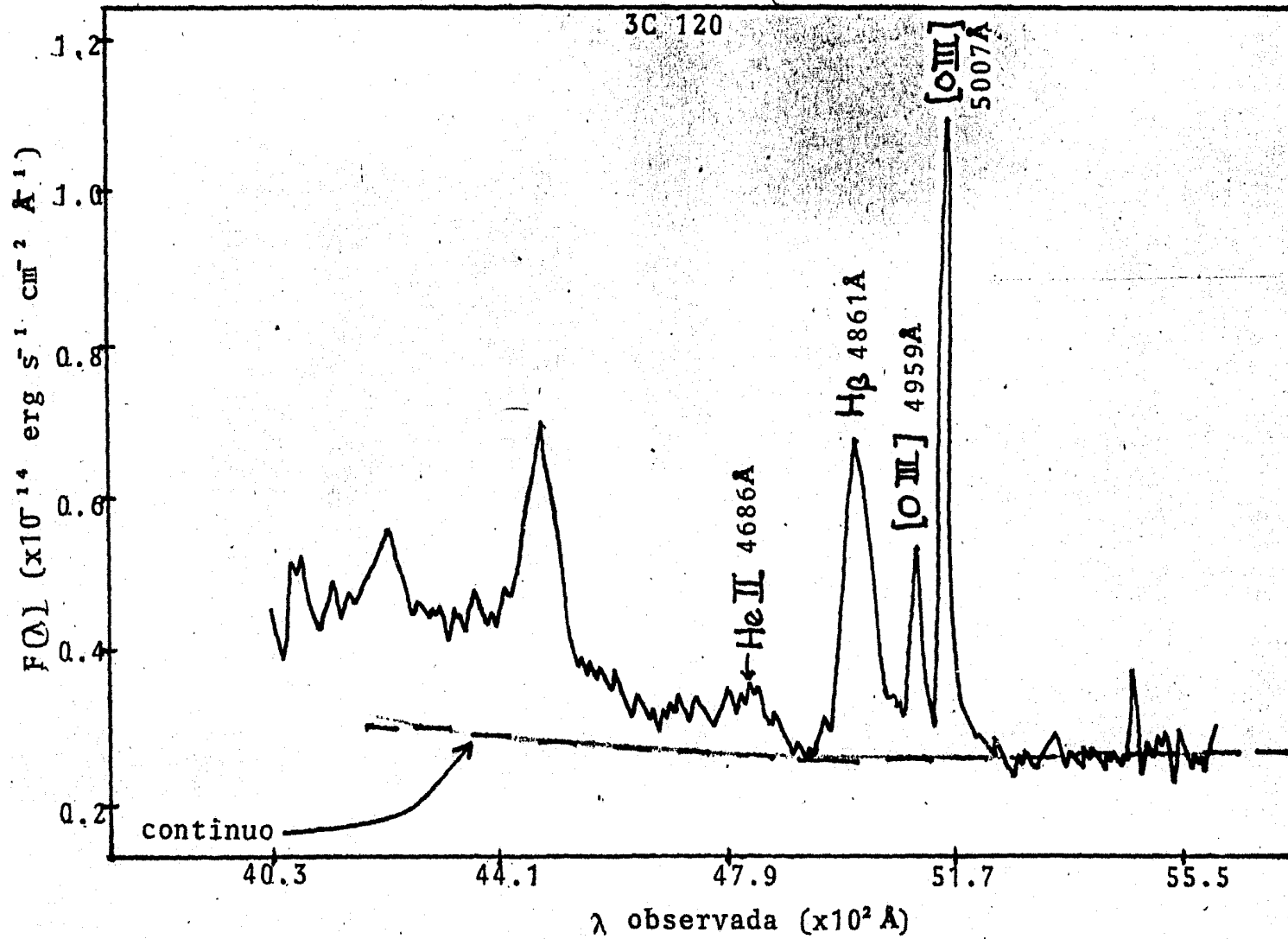


FIGURA 13: 3C 120

T A B L A 1 7

Línea	λ^a	W^a (1)	I^b (1)	W^a (2)	I^b (2)	W^a (3)	I^b (4)	W^a (5)	I^b (6)	I^b (7)
H_β	4861	90±8	(27±4)	111	37	123	50*	106	(28±2)	(29±7.0)
[OIII]	4959	30±5	(7±1)	—	—	—	—	—	—	—
[OIII]	5007	83±11	(20±2)	—	—	—	—	—	—	(40±0.5)

a) dados en Å

b) dados en: ($\times 10^{-14}$) erg/(cm² s)

*) límite superior

- 1) este trabajo
- 2) Oke y Zimmerman (1979)
- 3) Shields et.al. (1972)
- 4) Weedman (1976a)
- 5) Osterbrock (1977)
- 6) Lacy et.al. (1982)
- 7) Balick y Heckman (1979)

(1977), el continuo y las líneas anchas disminuyeron en intensidad por un factor de 2, mientras que las líneas delgadas permanecieron constantes. De esto deducen dimensiones (≤ 0.2 pc) y densidad ($n_e \geq 2 \times 10^5$ cm⁻³) para la región de emisión de las líneas anchas.

Desafortunadamente nuestros datos no se pueden comparar para decir algo más sobre la variabilidad, porque fueron tomados sin diafragmar el núcleo, y la contribución del espectro de la nebulosa asociada, que está contaminada por el espectro del núcleo, (Baldwin et.al. 1980) puede ser apreciable.

Es por esto que es muy importante hacer observaciones sistemáticamente repetidas con el mismo equipo y en las mismas condiciones.

Respecto del perfil de H_β , tampoco podemos hacer una comparación detallada excepto a través de los anchos.

Oke y Zimmerman (1979) reportan los valores: FWOI~10000Km/s para todas las líneas anchas (incluyendo H_{β}) y FWIM=1200Km/s para H_{β} . Nosotros encontramos para H_{β} : FWOI = $9\ 691 \pm 700$ Km/s y FWHI = $3\ 046 \pm 200$ Km/s. Este último valor discrepa claramente; podemos decir que la línea se ha ensanchado hacia la mitad de su intensidad mientras que la base ha permanecido constante

Aunque un par de mediciones en una sola línea pueden no ser contundentes, esta discrepancia parece indicar la posibilidad de transición de tipo Seyfert intermedio a Seyfert 1.

La tabla 18 muestra índices espectrales obtenidos con anterioridad; nosotros no pudimos calcular el índice espectral por el problema de calibración para $\lambda < 4800\text{\AA}$ antes mencionado.

T A B L A 1 8

Índice espectral (α)	Año de observación	Intervalo de λ	Referencia
-1.78	1967, 1969, 1971	4237 - 8555Å	(1)
- 1.60	1974	4237 - 8555Å	(2)
- 1.0	1978	1 - 4 μ	(3)

- 1) Shields et.al. (1972)
- 2) Stein y Weedman (1976)
- 3) Rieke (1978)

De estos datos solo se puede inferir que el índice espectral en la región óptica no varió entre 1967 y 1974, además se puede ver que la ley de potencias en la región óptica es diferente a la del infrarrojo. No se tienen datos sobre el continuo ultravioleta, ni datos mas recientes de 1974 para el continuo óptico, lo cual es lamentable dado el reporte de variabilidad en las líneas.

CONCLUSIONES Y COMENTARIO FINAL

Se obtuvieron espectros de dos cuasares (3C232, 3C249.1), tres galaxias Seyfert (IIZw136, NGC985, Mkn609) y un objeto transitorio (3C120). En todos los casos se reportan mediciones nuevas de intensidades absolutas y/o anchos equivalentes y/o índice espectral. Hemos hecho una comparación de nuestros datos con todos los datos publicados previamente para cada objeto (cuando fué posible), con el fin de buscar indicios de variabilidad en intensidades, anchos equivalentes, perfiles e índices espectrales.

En el caso de IIZw136, la única línea cuya intensidad absoluta se había reportado es H_{β} y en ella no encontramos variabilidad ni en intensidad ni en perfil (como no existen buenos perfiles reportados con anterioridad, la comparación de formas se hizo indirectamente a partir del ancho en velocidad a intensidad cero y a la mitad de la intensidad de la línea). Se encontró variabilidad en el índice espectral.

Para 3C232 se reporta variabilidad en la línea de MgII. También encontramos que no es posible ajustar una misma ley de potencias para todo el intervalo desde el infrarrojo hasta el ultravioleta.

Para 3c249.1 todas las mediciones de intensidad absoluta y anchos equivalentes se reportan por primera vez; en este caso sí se puede ajustar una sola ley de potencias desde el infrarrojo hasta el ultravioleta (con distorsiones en el óptico, ver texto).

Para NGC985 y Mkn609 todas las mediciones son nuevas, y de nuestros espectros se ve claramente que existe un problema de clasificación para estas galaxias. El índice espectral en el óptico se reporta por primera vez para NGC985.

Para 3C120 hemos encontrado variabilidad en la forma del perfil de $H\beta$. A partir de mediciones indirectas (FWOI y FWHI) encontramos un ensanchamiento en la parte media (FWHI) de la línea.

En general podemos decir que el problema del estudio de la actividad del núcleo de las llamadas galaxias activas (incluidos los cuasares) es un problema de actualidad por lo que se ha hecho un gran esfuerzo por recopilar trabajo observacional en todos los intervalos espectrales para estos objetos. A pesar de la gran cantidad de material existente es muy importante continuar y sistematizar las observaciones, requiriéndose:

1.- Observaciones repetidas sistemáticamente de preferencia en las mismas condiciones instrumentales de observación (sobre todo tratándose de espectrofotometría absoluta de alta resolución) con el fin de estudiar la variabilidad del continuo y de las líneas espectrales. Por lo que respecta a las líneas de emisión, es particularmente importante estudiar variabilidad de perfiles, ya que ésto nos puede proporcionar eventualmente información de los campos de velocidades en las regiones de emisión.

2.- Observaciones simultáneas en las distintas regiones espectrales.

3.- Observaciones sistemáticas de las galaxias asociadas a los núcleos activos. Es importante establecer si existe alguna correlación estadística entre las propiedades extranucleares de la galaxia y la actividad nuclear.

Todo este tipo de observaciones nos ayudarán a comprender mejor las condiciones físicas dentro de los núcleos de las galaxias activas, también nos pueden dar indicios de la naturaleza de la fuente central de energía y, por último, nos ayudarán a entender el papel que juega la actividad nuclear en la evolución de las galaxias. Problema muy importante del cual no sabemos prácticamente nada.

R E F E R E N C I A S

- 1.- Appenzeller, I. y Hiltner, W.A. 1967, Ap.J 149, L17
- 2.- Arons, J., Kulsurd, R.N., Ostriker, J.P. 1975, Ap.J 198, 683
- 3.- Arp, H. 1975, PASP 87, 545
- 4.- Bahcall, J.N. 1978, Phys Scripta 17, 229
- 5.- Baldwin, J.A. 1977a, Ap.J 214, 679
- 6.- Baldwin, J.A. 1977b, MNRAS 178, 67p
- 7.- Baldwin, J.A. 1977c, MNRAS 181, 465
- 8.- Baldwin, J.A. 1979, *Active Galactic Nuclei* (ed.: C.Hazard y S.Mitton) Cambridge University Press, London. p 51
- 9.- Baldwin, J.A., Burke, W.L., Graskell, C.M., Wampler, E.J. 1978, Nature Lond 273, 431
- 10.- Baldwin, J.A., Carswell, R.F., Wampler, E.J., Smith, H.E., Burbidge, E.M., Boksenbeng, A. 1980, Ap.J 236, 388
- 11.- Baldwin, J.A., Phillips, M.M., Terlevich, R. 1981, PASP 93, 5
- 12.- Balick, B. y Heckman, T.M. 1979, Astron J 84, 302
- 13.- Balick, B. y Heckman, T.M. 1982, Ann Rev Astron Astrophys 20, 431
- 14.- Bergeron, J. 1981, *Noyaux Actifs Des Galaxies. Compte-Rendu de L'ecole de Goutelas* (ed.: E.Shatzman, France)
- 15.- Bergeron, J. y Collin-Souffrin, S. 1971, Astron Astrophys 11, 40
- 16.- Blandford, R.D. y Rees, M.J. 1974, MNRAS 169, 395
- 17.- Burbidge, E.M. 1967, Ann Rev Astron Astrophys 5, 399
- 18.- Burbidge, E.M., Caldwell, R.D., Smith, H.E., Liebert, J., Spinard, H.S. 1976, Ap.J 205, L117
- 19.- Canfield, R.C., Puetter, R.C., Ricchiazzi, P.J. 1981, Ap.J 249, 383
- 20.- Capriotti, E., Foltz, C., Peterson, B.M. 1982, Ap.J 261, 35
- 21.- Carr, B.J. 1977, MNRAS 181, 293
- 22.- Chi Chao Wu, Boggess, A., Gull, T.R. 1980, Ap.J 242, 14
- 23.- Colgate, S.A. 1977, *Supernovae* (ed.: D.N.Schram, Reidel)
- 24.- Collin-Souffrin, S., Dumont, S., Delache, P., Frisch, H. 1981, Astron Astrophys 104, 264

- 25.- Collin-Souffrin, S. y Dumont, S. 1982, Astron Astrophys 106, 362
- 26.- Collin-Souffrin, S., Joly, M., Heidmann, N., Dumont, S. 1980, Astron Astrophys 83, 190
- 27.- Contini, M. y Aldrovandi, S.M.V. 1983, (preimpreso)
- 28.- Dahari, O. 1983, (preimpreso)
- 29.- Daltabuit, E. y Cox, D.A. 1972, Ap.J 173, L13
- 30.- Davidson, K. 1973, Ap.J 181, 1
- 31.- Davidson, K. y Netzer, H. 1979, Rev Modern Phys 51, 715
- 32.- De Vaucouleurs, G. y De Vaucouleurs, A. 1975, Ap.J 197, L1
- 33.- Dultzin-Hacyan, D. 1983, (en prensa)
- 34.- Dultzin-Hacyan, D., Salas, L., Daltabuit, E. 1982, Astron Astrophys 111, 34
- 35.- Dumont, A.M. 1981, *Noyaux Actifs Des Galaxies. Compte-Rendu de L'ecole de Goutelas* (ed.: E. Shatzman, France)
- 36.- Firmani, C. y Ruiz, E. 1981, *Memorias del Simposio en Enseada, Recent Advances in Observational Astronomy* (ed.: H.L. Johnson y C. Allen, UNAM, México)
- 37.- French, H.B. y Miller, J.S. 1980, PASP 92, 753
- 38.- Ginzburg, V.L. y Ozernoi, L.M. 1977 *Astrophys and Space Sci* 50, 23
- 39.- Gisler, G.R. 1976, Astron Astrophys 51, 137
- 40.- González, J.J. 1982, *Estudio Espectroscópico en Cúmulos de Juventud Extrema* (Tesis Profesional) Facultad de Ciencias UNAM.
- 41.- Gordon, C., Collin-Souffrin, S., Dultzin-Hacyan, D. 1981 Astron Astrophys 103, 69
- 42.- Grandi, S.A. 1981, Ap.J 251, 451
- 43.- Grandi, S.A. y Phillips, M.M. 1979, Ap.J 232, 659
- 44.- Gunn, J.E. 1979, *Active Galactic Nuclei* (ed.: C. Hazard y S. Mitton) Cambridge University Press, London. p 213
- 45.- Hacyan, S. 1979, AP.J 229, 42
- 46.- Hawking, S.W. 1971, MNRAS 152, 75
- 47.- Heckman, T.M. 1980, Astron Astrophys 87, 152
- 48.- Hills, J.G. 1975, Nature 254, 295

- 49.- Hoyle, F. y Fowler, W.A. 1963, MNRAS 125, 169
- 50.- Hubbard, E.N. y Puetter, R.C. 1983, Ap.J 265, 35
- 51.- Joly, M. 1981, Astron Astrophys 102, 321
- 52.- Khachikian, E.Y. y Weedman, D.W. 1971, Astrofizika 7, 389
- 53.- Khachikian, E.Y. y Weedman, D.W. 1974, Ap.J 192, 581
- 54.- Kinman, T.D. 1967, Ap.J 148, L53
- 55.- Koski, A.T. y Osterbrock, D.E. 1976, Ap.J 203, L49
- 56.- Kwan, J. y Krolik, J.H. 1979, Ap.J 233, L91
- 57.- Lacy, J.H., Soifer, B.T., Neugenbauer, G., Matthews, K., Mal
kan, M., Becklin, E.E., Chi Chao Wu, Böggess, A.;
Gull, T.R. 1982, Ap.J 256, 75
- 58.- Luminet, J.P. 1981, *Noyaux Actifs Des Galaxies, Compte-Rendu
de L'ecole de Goutelas* (ed.: E.Shatzman, France)
- 59.- Lynden-Bell, D. 1978, Phys Scripta 17, 185
- 60.- Lynden-Bell, D. y Rees, M.J. 1971, MNRAS 152, 461
- 61.- Mac Alpine, G.M. 1974, Ap.J 193, 37
- 62.- Mac Cray, R. 1979, *Active Galactic Nuclei* (ed.: C.Hazard y
S.Mitton) Cambridge University Press, London p 227
- 63.- Maraschi, L. 1981, *Noyaux Actifs Des Galaxies. Compte-Rendu
de L'ecole de Goutelas* (ed.: E.Shatzman, France)
- 64.- Neugenbauer, G., Oke, J.B., Becklin, E.E., Matthews, K. 1979,
Ap.J 230, 79
- 65.- Netzer, H. 1977, Ap.J 212, 37
- 66.- Netzer, H. 1983, *II Escola Avançada de Astrofísica Brazil*
- 67.- O'Dell, S.L. 1979, *Active Galactic Nuclei* (ed.: C.Hazard y
S.Mitton) Cambridge University Press, London p 95
- 68.- Oke, J.B., Neugenbauer, G., Becklin, E.E. 1970, Ap.J 159, 341
- 69.- Oke, J.B., Sargent, W.L.W., Readhead, A. 1980, PASP 92, 758
- 70.- Oke, J.B. y Zimmerman, B. 1979, Ap.J 231, L13
- 71.- Osterbrock, D.E. 1974, *Astrophysics of Gaseous Nebulae* Freeman
- 72.- Osterbrock, D.E. 1977, Ap.J 215, 733
- 73.- Osterbrock, D.E. 1978, Phys Scripta 17, 137
- 74.- Osterbrock, D.E. 1979, *Active Galactic Nuclei* (ed.: C.Hazard
y S.Mitton) Cambridge University Press, London p 25
- 75.- Osterbrock, D.E. 1981a, Ap.J 249, 462

- 76.- Osterbrock, E.E., 1981b, *Memorias del Simposio en Ensenada, Recent Advances in Observational Astronomy* (ed.: H.L. Johnson y C. Allen, UNAM, México)
- 77.- Osterbrock, E.E., 1981c, (preimpreso)
- 78.- Osterbrock, D.E. y Koski, A.T. 1976, *MNRAS* 176, 61p
- 79.- Peimbert, M. y Torres-Peimbert, S. 1981, *Ap.J* 245, 845
- 80.- Perry, J.J. 1979, *Active Galactic Nuclei* (ed.: C.Hazard y S.Mitton) Cambridge University Press, London p 139
- 81.- Phillips, M.M. 1978, *Ap.J Sup.S.* 38, 187
- 82.- Pollock, J.J. 1975, *Ap.J* 198, L53
- 83.- Pringle, J.E. 1981, *Ann Rev Astron Astrophys* 19, 137
- 84.- Pringle, J.E. y Rees, M. 1972, *Astron Astrophys* 21. 1
- 85.- Pringle, F.E., Rees, M.J., Pacholczyk, A.G. 1973, *Astron Astrophys* 29, 179
- 86.- Rees, M.J. 1977, *Proceedings of the 8th Texas Symposium on Relativistic Astrophysics* (ed.: M.D. Papagiannis) *Ann N.Y.Acad Sci* 302, 613
- 87.- Rees, M. 1978, *Phys Scripta* 17, 193
- 88.- Richtone, D.O. y Oke, J.B. 1977, *Ap.J* 213, 8
- 89.- Rieke, G.H. 1978, *Ap.J* 226, 550
- 90.- Rieke, G.H., Grasdalen, G.L., Kimman, T.D., Hintzen, P., Willis, B.J., Willis, D. 1976, *Nature* 260, 734
- 91.- Rothschild, R.E., Mushotzky, R.F., Baity, W.A., Gruber, D.E., Matteson, J.L., Peterson, L.E. 1983, *Ap.J* (en prensa)
- 92.- Ruiz, E. 1974, *Aplicaciones de Detectores Optoeléctricos en Espectroscopia* (Tesis Profesional) Facultad de Ciencias UNAM
- 93.- Ryan, M.P. 1972, *Ap.J* 177, L79
- 94.- Rybicki, G.B. y Lightman, A.P. 1979, *Radiative Processes in Astrophysics* John Wiley
- 95.- Salpeter, E.E. 1964, *Ap.J* 140, 796
- 96.- Schuster, W.J. 1981, *Contribuciones del Instituto de Astronomía UNAM, Rev Mex Astron Astrofis* 5, No. 3 (cont. 34)
- 97.- Shakura, N.I. y Sunyaev, R.A. 1973, *Astron Astrophys* 24, 337
- 98.- Shields, G.A. y Oke, J.B. 1975, *Ap.J* 197, 5

- 99.- Shields, G.A., Oke, J.B., Sargent, W.L.W. 1972, Ap.J 176, 75
- 100.- Shields, G.A. y Wheeler, J.C. 1978, Ap.J 222, 667
- 101.- Shuder, J.M. 1981, Ap.J 244, 12
- 102.- Solar, A. 1977, *Espectroscopia Digitalizada usando Detectores Optoelectrónicos* (Tesis Profesional) Facultad de Ciencias UNAM
- 103.- Spitzer, L. 1971, *Active Galactic Nuclei* (ed.: North Holland)
- 104.- Steiner, J.E., 1981, Ap.J 250, 469
- 105.- Stein, W.A. y Weedman, D.W. 1976, Ap.J 205, 44
- 106.- Stone, R.P.S. 1977, Ap.J 218, 767
- 107.- Strittmatter, P.A. 1978, Phys Scripta 17, 145
- 108.- Tarter, C.B. y Salpeter, E.E. 1969, Ap.J 156, 953
- 109.- Usher, P.D. 1975, Ap.J 198, L57
- 110.- Visvanathan, N. 1968, Ap.J 153, L19
- 111.- Ward, M 1981, *Noyaux Actifs Des Galaxies. Compte-Rendu de l'ecole de Goutelas* (ed.: E. Shatzman, France)
- 112.- Weedman, D.W. 1976a, Ap.J 208, 30
- 113.- Weedman, D.W. 1976b, QJRAS 17, 227
- 114.- Weedman, D.W. 1977, Ann Rev Astron Astrophys 15, 69
- 115.- Willis, A.G., Strom, R.G., Wilson, A.S. 1974, Nature 250, 625
- 116.- Zeldovich, Ya.B. y Novikov, I.D. 1964, Doklady Acad Nauk 155, 1033