

Restringiendo la contribución del AGN en una muestra de galaxias Seyfert: Modelos de fotoionización

Por

Mariela Martínez Paredes

Trabajo de Grado presentado

como requisito parcial para optar al Título de Magister Scientiarum
mención Física

Instituto Venezolano de Investigaciones Científicas

I. V. I. C.

Centro de Estudios Avanzados

Altos de Pipe, del 2010

El Trabajo de Grado de la Lic. Mariela Martínez Paredes titulado “Restringiendo la contribución del AGN en una muestra de galaxias Seyfert: Modelos de fotoionización” ha sido aprobado por el jurado quien no se hace responsable de su contenido, pero que lo ha encontrado correcto en su calidad y en su forma de presentación en fe de lo cual firman,

Dr. Leonardo Sigalotti

IVIC

Dr. Gustavo Bruzual

Centro de Investigaciones de Astronomía Francisco J. Duarte (CIDA)

Dr. Claudio Mendoza

Tutor del Trabajo de Grado

IVIC

Dr. Marcio Meléndez

Director del Trabajo de Grado

NASA-Johns Hopkins University

Centro de Estudios Avanzados, IVIC

Altos de Pipe, 2010.

RESUMEN DEL TRABAJO DE GRADO PRESENTADO PARA OPTAR
AL TÍTULO DE MAGISTER SCIENTIARUM
MENCIÓN FÍSICA

Restringiendo la contribución del AGN en una muestra de galaxias Seyfert: Modelos de
fotoionización

Por

Mariela Martínez Paredes

Centro de Estudios Avanzados
Instituto Venezolano de Investigaciones Científicas
I. V. I. C.

Tutor: Dr. Claudio Mendoza.

Director: Dr. Marcio Meléndez

En el presente trabajo hemos estudiado la relación entre las líneas de emisión de alta y baja ionización del [O IV] 25,89 μm (87,6 eV), [Ne III] 15,56 μm (63,45 eV), y [Ne II] 12,81 μm (40,96 eV) con el propósito de restringir la contribución del núcleo activo de galaxias (Active Galactic Nuclei, AGN) y la formación estelar en una muestra de 79 galaxias Seyfert del Universo local ($z < 0,08$) [1]. Este estudio se llevó a cabo mediante la utilización del código de fotoionización CLOUDY de Gary Ferland [2], el cual utilizamos para generar un conjunto de modelos de fotoionización con los cuales fue posible identificar parámetros

físicos tales como la densidad de hidrógeno n_H y parámetro de ionización U asociados al AGN y la formación estelar. A partir de estos diagnósticos encontramos que los cocientes de línea de emisión observados en la región de línea estrecha (Narrow Line Región, NLR) de las galaxias Seyfert pueden ser reproducidos eficientemente por un modelo de dos zonas, el cual está formado por una zona de baja ionización y alta densidad y una de alta ionización y baja densidad. Este resultado no es sorprendente, ya que los elementos utilizados en el presente trabajo cubren un ancho rango de energías de ionización y densidades críticas. Un modelo similar fue utilizado para modelar las líneas de emisión observadas en las galaxias starburst, para las cuales se encontró que los cocientes observados eran mejor reproducidos mediante la combinación de una zona de baja ionización con una de alta ionización y densidades similares.

Las condiciones físicas encontradas en los diagnósticos fueron extrapoladas al óptico con el propósito de estimar la extinción en el óptico mediante el cociente de $[\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O IV}] 25,89 \mu\text{m}$. Finalmente, a partir de estos modelos, fue posible calcular cuánto de la emisión del $[\text{O IV}] 25,89 \mu\text{m}$, $[\text{Ne III}] 15,56 \mu\text{m}$, y $[\text{Ne II}] 12,81 \mu\text{m}$ observado en la muestra de 79 galaxias Seyfert es debido a los fotones provenientes del AGN y cuánto a la formación estelar.

Índice general

Resumen	iii
Lista de tablas	vii
Lista de figuras	x
1. Introducción	1
1.1. Objetivos	2
1.1.1. Antecedentes	3
1.1.2. Estructura de la tesis	5
2. Galaxias activas y starburst	6
2.1. Núcleos activos de galaxias	6
2.2. Galaxias Seyfert	7
2.2.1. La región de líneas anchas, BLR	10
2.2.2. La región de líneas estrechas, NLR	13
2.3. Teoría de unificación de galaxias activas	14
2.4. Galaxias Starburst	17
2.4.1. Galaxias Wolf-Rayet	18
2.4.2. Galaxias H II	19
2.4.3. Regiones de líneas de emisión nuclear de baja ionización, LINERs .	19
2.4.4. Galaxias enanas compactas azules, BCD	20
2.5. ¿Cuál es la conexión entre la formación estelar y el AGN?	21

3. Muestra observacional de galaxias	23
3.1. Muestra de galaxias seleccionadas por rayos-X	24
3.1.1. Observaciones en el infrarrojo de la muestra de galaxias Seyfert . .	24
3.1.2. La muestra BAT de AGNs y las galaxias Starburst	25
4. Fotoionización	27
4.1. Equilibrio termodinámico	31
4.2. Equilibrio estadístico	32
4.3. Fotoionización de la región de línea estrecha	32
4.4. Frontera de materia y frontera de radiación	34
5. Diagnósticos espectrales	35
5.1. Polvo en los núcleos activos de galaxias	37
5.2. Corrección por extinción	38
6. Resultados y discusiones I	40
6.1. Distribuciones espectrales de energía	40
6.2. Modelos AGN y Starburst	47
7. Resultados y discusiones II	50
7.1. Cociente infrarrojo del [Ne V]	50
7.2. Densidad y parámetro de ionización de la región de línea estrecha	52
7.3. Diagnóstico de las condiciones físicas de la muestra de galaxias starburst .	56
7.4. Diagramas de diagnósticos: Starburst y Seyfert	57
8. Conclusiones	63
Bibliografía	66
A,1 Apendice de tablas	73

Índice de cuadros

8.1. Flujo de las líneas de la muestra BAT sin corregir por enrojecimiento. . . .	74
8.2. Continuación Tabla 8.1.	75
8.3. Flujo de las líneas de la muestra de galaxias starburst (SB), H II y SB+AGN sin corregir por enrojecimiento.	76
8.4. Continuación Tabla 8.3.	77
8.5. Flujo de las líneas de la muestra de galaxias BCD sin corregir por enrojeci- miento.	77
8.6. Cocientes observados y reproducidos por el modelo de dos zonas del AGN.	78
8.7. Cocientes observados de las galaxias starburst, reproducidos por el modelo de dos zonas SB.	81
8.8. Cociente $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}] \& [\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ de las galaxias Seyfert 1 reproducido por el modelo combinado de AGN más starburst.	83
8.9. Cociente $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}] \& [\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ de las galaxias Seyfert 2 reproducido por el modelo combinado de AGN más starburst.	84
8.10. Porcentajes de la emisión de las líneas de $[\text{O IV}]$, $[\text{Ne II}]$ y $[\text{Ne III}]$ debidas al AGN y a la formación estelar de las galaxias Seyfert 1.	85
8.11. Porcentajes de la emisión de las líneas de $[\text{O IV}]$, $[\text{Ne II}]$ y $[\text{Ne III}]$ debidas al AGN y a la formación estelar de las galaxias Seyfert 2.	86

Índice de figuras

2.1. Espectro de la galaxia Seyfert 1 NGC 3227.	8
2.2. Espectro de la galaxia Seyfert 2 Mrk 1157.	9
2.3. Espectro de la galaxia Seyfert 1.5 Mrk 926.	10
2.4. Imagen esquemática de un AGN. El círculo negro en el centro representa la fuente emisora de los fotones ionizantes; el gas de líneas anchas (broad-line gas, BLG) se muestra en un disco ionizado cercano a la fuente, el cual se hace más neutral a medida que nos alejamos del centro. El gas de líneas estrechas (narrow-line gas, NLG) es una esfera mucho más grande que se encuentra ionizada solo en los conos, en los cuales los fotones provenientes de la fuente pueden atravesar el BLG y escapar.	11
2.5. Sección eficaz de la estructura propuesta por el modelo unificado para explicar las características principales de las galaxias Seyfert. Imagen tomada de http : //nedwww.ipac.caltech.edu/level5/March02/Roy/Roy4.html . . .	16
3.1. Comparación entre el cociente de $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ en función del $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ para la muestra BAT, LINERs, starburst, galaxias H II, y BCDs [1]. . .	26
5.1. Diagrama de niveles de energía de los términos más bajos del $[\text{O II}]$ y el $[\text{N II}]$. Las líneas de emisión en la región óptica son indicadas por líneas cortadas y por líneas sólidas en el infrarrojo y ultravioleta [3].	35

6.1. Cociente de $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ en función de la edad de la población estelar para una metalicidad $Z = 0,02$. Los números entre paréntesis son el parámetro de ionización U y la densidad de hidrógeno n_H	41
6.2. Cociente de $[\text{O IV}]/[\text{O III}]$ en función de la edad de la población estelar para una metalicidad $Z = 0,02$. Los números entre paréntesis son el parámetro de ionización U y la densidad de hidrógeno n_H	42
6.3. Cociente de $[\text{Ne II}]/\text{H}_\beta$ en función de la edad de la población estelar para una metalicidad $Z = 0,02$. Los números entre paréntesis son el parámetro de ionización U y la densidad de hidrógeno n_H	43
6.4. Cociente de estrellas WR a estrellas O. Ley de formación estelar: continua; línea sólida, $\alpha=2,35$, $M_{up}=100 M_\odot$; línea larga-discontinua, $\alpha=3,30$, $M_{up}=100 M_\odot$; línea corta-discontinua, $\alpha=2,35$, $M_{up}=30 M_\odot$ [4].	44
6.5. Columnas iónicas del $[\text{O IV}]$, $[\text{Ne III}]$, y $[\text{Ne II}]$ en función del parámetro de ionización. Cada línea de cada elemento es calculada en un grid de densidades de 10^2 a 10^7 cm^{-3}	45
6.6. Continuos insidentes teóricos producidos por el AGN, una población de estrellas O y WR, y la suma de ambos continuos. Las líneas verticales indican las energías de ionización del $[\text{O IV}]$, $[\text{Ne II}]$ y $[\text{Ne III}]$	46
6.7. Geometría plano paralela. Aunque en la imagen el AGN y el starburst están puestos a la misma distancia de la nube, en nuestro modelo no restringimos la posición del AGN respecto del starburst.	47
7.1. Cociente teórico infrarrojo del $[\text{Ne V}] 14,32 \mu\text{m}/24,28 \mu\text{m}$ comparado con el cociente promedio observado para las galaxias Seyfert 1 en función de la densidad de hidrógeno n_H . Cada curva teórica corresponde a un valor del parámetro de ionización entre 10^{-4} y $10^{-0,5}$	51

7.2. Comparación entre el cociente de $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ & $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ calculado a partir de un modelo de fotoionización de una sola zona con la muestra BAT de galaxias Seyferts.	53
7.3. Grid en parámetro de ionización U y densidad de hidrógeno n_H del cociente $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ & $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ para el modelo de dos zonas del AGN. Los puntos negros son las galaxias Seyfert observadas.	54
7.4. Espacio de parámetros de la región de línea estrecha de las galaxias Seyfert.	55
7.5. Espacio de parámetros de las galaxias starburst.	57
7.6. Malla de metalicidad y parámetro de ionización del modelo starburst junto con las galaxias Seyfert y starburst observadas.	58
7.7. Malla del modelo de dos zonas del AGN y del starburst comparado con la muestra de galaxias Seyfert y starburst.	59
7.8. Comparación del cociente de $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ & $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ observados con el predicho por los modelos de fotoionización de una galaxia starburst y un AGN típicos.	60

Capítulo 1

Introducción

Las galaxias activas o “Núcleo Activo de Galaxia” (AGN, por sus siglas en inglés) poseen en su interior agujeros negros supermasivos, rodeados por un disco de acreción responsable de la enorme cantidad de energía observada desde sus núcleos. Las galaxias tipo Seyfert representan la forma más común de AGN. Históricamente la clasificación de galaxias Seyfert estaba basada en la existencia o ausencia de líneas anchas en emisión [5]. De esta manera, las Seyfert 1 son galaxias activas en las que observamos líneas en emisión permitidas y prohibidas anchas ($1 - 5 \times 10^3 \text{ km s}^{-1}$) y angostas ($5 \times 10^2 \text{ km s}^{-1}$), mientras que en las Seyfert 2 solo observamos líneas de emisión angostas permitidas y prohibidas. De acuerdo con el modelo de unificación de galaxias activas [6, 7], las galaxias Seyfert 1 y 2 son intrínsecamente iguales, con sus diferencias debido al ángulo de visión. En las galaxias Seyfert 1 tenemos una visión directa del núcleo, permitiéndonos observar la zona de emisión de líneas anchas, mientras que en las Seyfert 2 nuestra línea de visión está obstruida por un toroide molecular y polvo, ocultándonos las regiones internas del AGN.

Aunque el modelo de unificación de galaxias ha sido corroborado observacionalmente, el mismo no discute el papel que la formación estelar juega en dicha clasificación. Afortunadamente, las líneas de emisión que se originan de elementos con altas y bajas energías de ionización nos permiten restringir la contribución relativa del AGN y la formación estelar en el espectro observado en dichas galaxias. El mecanismo principal de producción de las

líneas de emisión observadas en las distintas regiones del AGN es la fotoionización. Los modelos de fotoionización estudian el transporte radiativo a través de plasmas astrofísicos, y son una poderosa herramienta que permite resolver numéricamente la complicada unión de los procesos físicos que generan el espectro observado. En este sentido, en el presente trabajo nos hemos propuesto los siguientes objetivos.

1.1. Objetivos

1. Utilizar el código de fotoionización CLOUDY para caracterizar las condiciones físicas necesarias para reproducir el espectro infrarrojo observado en las galaxias Seyfert.
2. Extrapolar las condiciones físicas diagnosticadas a partir de los cocientes de líneas en el infrarrojo al óptico y derivar la extinción.
3. Restringir la contribución del AGN y la formación estelar.

Con el propósito de cumplir estos objetivos, hemos construido un conjunto de modelos de fotoionización para el AGN y una galaxia starburst típica. Estos modelos varían dentro de un rango del parámetro de ionización U de $10^{-0.5}$ a $10^{-4.5}$ el cual da razón del nivel de excitación del plasma en cuestión, y un rango de densidades de 10^2 a 10^7 cm^{-3} . Hemos utilizado una muestra de galaxias Seyfert seleccionadas por su emisión en rayos-X de 14 - 195 KeV [1], lo cual produce una muestra poco o nada sesgada por el método de selección, y una muestra de galaxias starburst formada por un grupo de galaxias H II, Wolf Rayet y enanas compactas azules con el propósito de lograr una caracterización numérica efectiva de las condiciones físicas presentes en las zonas de emisión. Estas muestras están conformadas principalmente por observaciones realizadas con el telescopio espacial Spitzer, en alta ($R \sim 600$) y baja resolución ($R \sim 27\text{-}60$) espectral. La ventaja que ofrece trabajar en el infrarrojo radica en que las observaciones tomadas en este rango espectral son indiferentes al polvo galáctico presente en las regiones de emisión y también en nuestra línea de visión, contrario al espectro óptico el cual se ve afectado por la absorción del polvo estelar.

1.1.1. Antecedentes

Entre los años 70 a 90 hubo un gran interés en buscar agujeros negros supermasivos en los núcleos de las galaxias, las primeras evidencias observacionales más convincentes fueron dadas por el satélite de rayos-X ASCA, las cuales revelaron líneas de hierro altamente excitadas. Más tarde observaciones hechas en rayos-X con telescopios espaciales como el *Chandra* y *XMM-Newton*, produjeron mayor evidencia sobre la existencia de un agujero negro en los AGNs. Estos resultados llevaron a la comunidad de astrónomos a aceptar el hecho de que el AGN es impulsado por la acreción del material sobre el agujero negro supermasivo [8]. Una alternativa viable era sugerir una central energética producida por una sucesión de explosiones de supernovas nucleares [9]. Este modelo podía explicar muchas de las características observadas en los AGNs, pero tenía dificultad en explicar la actividad de los jets observados y la rápida variabilidad, particularmente en escalas de tiempo de minutos en la banda de rayos-X. Pero observaciones en el rango de las longitudes de ondas de radio durante la década de los 90 y más tarde en el óptico con el Telescopio Espacial Hubble revelaron una clara curva de rotación Kepleriana consistente con gas rotando en un disco alrededor de una masa central de $M_{\bullet} = 4,1 \times 10^7 M_{\odot}$ [10].

Hoy día es posible comparar la densidad de masa del agujero negro actual con la acreción de materia integrada sobre el AGN a lo largo de la historia del Universo; el resultado sugiere que la masa acumulada por el AGN ha sido a través de un proceso de acreción. Con estos estudios surgió el descubrimiento de una fuerte correlación entre la masa del agujero negro y la velocidad de dispersión del bulbo de la galaxia anfitriona [11]. Esta relación es particularmente sorprendentemente, dada las vastas diferencias en escala entre el agujero negro ($\sim 10^{-6}$ pc) y el bulbo de la galaxia anfitriona ($\sim 10^2$ pc). Además, las galaxias usadas en estas investigaciones son una colección inhomogénea de objetos, que probablemente tienen historias de mezcla y formación estelar muy diferentes. Bajo estas condiciones la relación observada sugiere fuertemente una conexión mucho más fundamental entre el crecimiento del agujero negro y la formación de la galaxia. De aquí surge entonces la

siguiente pregunta, ¿influencia el agujero negro la formación de su galaxia anfitriona, o viceversa? Esta es hoy día una pregunta abierta. Sin embargo, actualmente la creciente cantidad de evidencia observacional nos sugiere que el AGN puede tener una gran influencia sobre su medio ambiente. Por ejemplo, la potencial importancia del agujero negro puede ser ilustrada cuando uno considera la energía total generada por un cuásar en su tiempo de vida. Entonces, si asumimos crecimiento por acreción a una masa total M , y un cociente de masa del bulbo M_{bulbo} a masa del agujero negro M_{BH} de 0,1 %, la energía liberada por el cuásar será $\sim 10^{-4} M_{bulbo} c^2$. Si comparamos este resultado con la energía de ligadura del bulbo de una galaxia, $\sim 10^{-6} M_{bulbo} \sigma_{300}^2 c^2$ (σ_{300} la velocidad de dispersión de 300 km s⁻¹ y c la velocidad de la luz), encontramos que para un bulbo masivo típico solo el 1 % de la energía generada por acreción debería ser suficiente para destruir completamente la galaxia anfitriona [10]. Por lo tanto, el punto clave es determinar cuánta energía es transferida a la galaxia anfitriona por vientos, presión de radiación o algún proceso relacionado.

Con el propósito de restringir la contribución del AGN y la formación estelar en las galaxias Seyfert varios autores han realizado una serie de trabajos en el óptico e infrarrojo. Por ejemplo en el 2008 Abel y Satyapal [12] usaron la emisión del [Ne V] en el infrarrojo para diferenciar entre la contribución de las luminosidades de AGN y la formación estelar observadas en las galaxias activas. Unos meses más tarde Meléndez y colaboradores [13] utilizaron el cociente en el infrarrojo de [O IV]/[Ne II] para diferenciar entre la contribución del AGN y la formación estelar en una muestra de galaxias Seyfert. En el 2009 Netzer [14] utilizó las líneas de [O III] y [O I] en el óptico para estimar tasas de acreción y formación estelar. En el 2010 Weaver y colaboradores [1] utilizaron el cociente de [Ne III]/[Ne II] en función del [O IV]/[Ne III] para restringir observacionalmente la contribución del AGN y la formación estelar en un grupo de galaxias Seyfert.

1.1.2. Estructura de la tesis

En nuestro trabajo presentamos un método alternativo para restringir la contribución del AGN y la formación estelar, basándonos en modelos de fotoionización. En el siguiente Capítulo daré una breve descripción acerca de las características fundamentales que describen a las galaxias activas, haciendo un enfoque especial sobre las galaxias Seyfert. Así mismo incluiré una descripción acerca de las galaxias starburst utilizadas en nuestro trabajo. También haré un breve recuento acerca de la formación estelar en las galaxias Seyfert. En el Capítulo 3 presentaré las muestras observacionales utilizadas. En el Capítulo 4 describiré la física básica presente en el proceso de fotoionización en los plasmas astrofísicos. En el Capítulo 5 resumiré la física de los diagnósticos espectrales y la extinción. En los Capítulos 6 y 7 mostraré nuestros modelos y los resultados obtenidos. Finalmente en el Capítulo 8 presentaré las conclusiones.

Capítulo 2

Galaxias activas y starburst

2.1. Núcleos activos de galaxias

El término “Núcleos Activos de Galaxias” se refiere a la existencia de fenómenos energéticos en los núcleos, o regiones centrales de las galaxias, que no pueden ser atribuidos claramente a las estrellas. Estos núcleos activos de galaxias poseen en su interior agujeros negros supermasivos ($M_{BH} \sim 10^6 - 10^8 M_{\odot}$), los cuales están rodeados por un disco de acreción que es responsable de la enorme cantidad de energía proveniente de sus núcleos. La gran cantidad de radiación emitida por el AGN cubre una gama extraordinariamente grande de frecuencias; por lo menos en un caso, la luminosidad de cada intervalo de frecuencia logarítmica es más o menos constante a través de trece órdenes de magnitud. Sus espectros de líneas son casi tan notables como su continuo en el óptico y en el UV, y a menudo es posible observar líneas de emisión cuyos anchos sugieren velocidades de hasta aproximadamente 10^4 Km s^{-1} [10].

Los AGNs se dividen en dos grandes grupos, las galaxias Seyfert y los cuásares, la distinción entre ellos es en cierta medida una cuestión de semántica. La diferencia fundamental entre estos dos grupos está en la cantidad de radiación emitida por la fuente central; en el caso de una galaxia Seyfert típica, la energía total emitida por la fuente nuclear en las longitudes de ondas del visible es comparable a la energía emitida por todas las estrellas

en la galaxia, la cual es de $\sim 10^{11} L_{\odot}$, mientras que en un cuásar típico la fuente nuclear es aproximadamente 100 veces más brillante [15].

Una manera de acercarse al estudio de los AGNs es concentrarse sobre aquéllos que se encuentran en el Universo local ($z < 0,05$), lo cual nos permite determinar las propiedades de la galaxia anfitriona¹. Tales estudios tienden a enfocarse precisamente sobre las galaxias Seyfert, las cuales son AGNs modestamente luminosas ($L_{bol} \lesssim 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$), pero suficientemente brillantes (debido a su proximidad) como para ser estudiadas a través de todo el espectro electromagnético [1].

2.2. Galaxias Seyfert

Históricamente el estudio observacional de los AGNs comenzó con el trabajo de Edward A. Fath en el observatorio de Lick en 1908. Utilizando un pequeño espectrógrafo fotográfico de rejilla en el reflector Crossley de $36''$, pudo estudiar el espectro de los núcleos de las “nebulosas espirales” más brillantes, conocidas actualmente como galaxias. En la mayoría de ellas se observaron espectros con líneas de absorción que, de acuerdo a Fath, podían ser entendidas como el resultado de la luz integrada proveniente de un gran número de estrellas muy lejanas y, por lo tanto, muy débiles para ser vistas individualmente. Sin embargo, en el espectro del núcleo de la galaxia NGC 1068, reconoció seis líneas de emisión, una de ellas fue H_{β} , las otras cinco eran bien conocidas por él y por la comunidad de astrónomos de la época como líneas características de las nebulosas gaseosas. Estas líneas eran $[O II] \lambda 3727$, $[Ne III] \lambda 3869$, y $[O III] \lambda \lambda 4363, 4959, 5007$. En 1917, V. M. Slipher obtuvo espectros de mayor resolución espectral de los núcleos de NGC 1068, 4051 y 4151 en los cuales también observó líneas de emisión de oxígeno y neón. Aproximadamente dos décadas más tarde Carl K. Seyfert publicó un trabajo en el cual claramente estableció que una pequeña fracción de galaxias (incluyendo estas tres) tenía núcleos cuyo espectro mostraba muchas líneas de emisión de alta ionización.

¹Galaxia que alberga al AGN

Existen dos tipos de galaxias Seyfert; las Seyfert tipo 1 son galaxias activas en las que observamos líneas de emisión anchas permitidas como H I, He I y He II con una anchura a la mitad de la altura² (FWHM) del orden de $1\text{-}5 \times 10^3 \text{ Km s}^{-1}$ y líneas estrechas prohibidas como [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$, [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$, y [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$ con un FWHM del orden de $5 \times 10^2 \text{ Km s}^{-1}$. Un ejemplo del espectro óptico de una Seyfert 1 es la galaxia NGC 3227, cuyo espectro es mostrado en la Figura 2.1. Por otro lado, las galaxias Seyfert 2 tienen líneas de emisión prohibidas y permitidas con aproximadamente los mismos FWHMs, típicamente de 500 km s^{-1} . Un ejemplo de una Seyfert 2 es la galaxia Mrk 1157, cuyo espectro se muestra en la Figura 2.2.

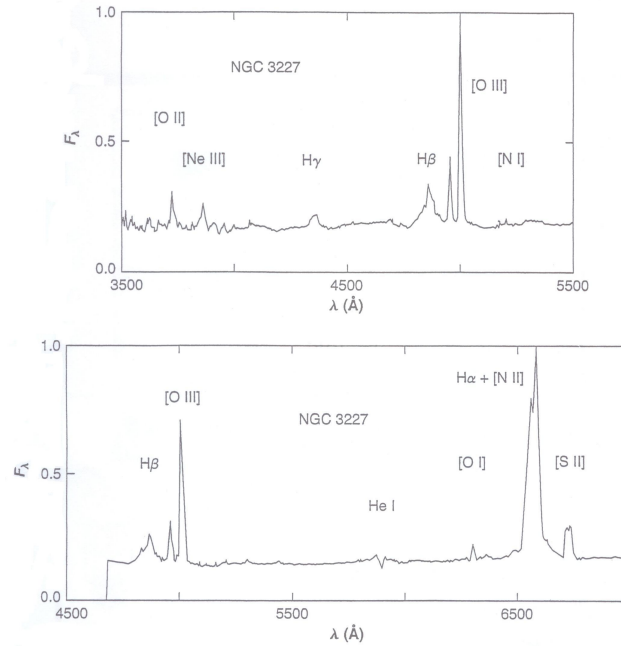


Figura 2.1: Espectro de la galaxia Seyfert 1 NGC 3227.

Esta clasificación de dos tipos de galaxias Seyfert puede ser aún más subdividido, debido a que existe un rango continuo de las propiedades espectrales desde las Seyfert 1 a las Seyfert 2. Por ejemplo, algunas galaxias Seyfert tienen perfiles de Balmer que pueden ser descritos únicamente como un sistema compuesto, en el cual hay una componente ancha (tipo-Seyfert 1) sobre la cual se sobrepone una componente estrecha (tipo-Seyfert 2). Un

²Full-widths at half-maximum

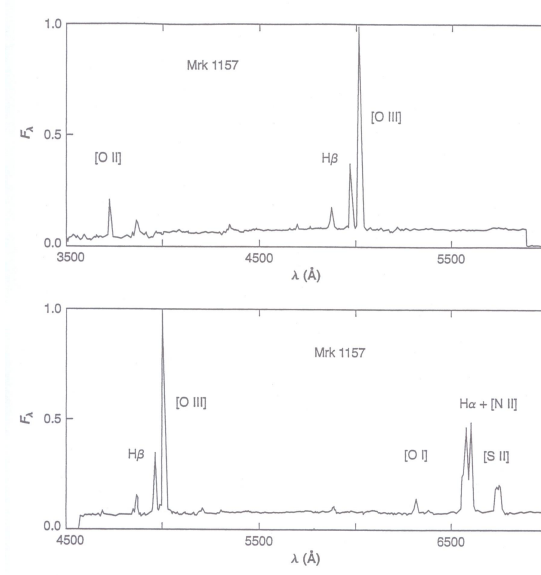


Figura 2.2: Espectro de la galaxia Seyfert 2 Mrk 1157.

ejemplo es Mrk 926 cuyo espectro es mostrado en la Figura 2.3. Las galaxias Seyfert con perfiles de Balmer tipo intermedio, en las cuales ambas componentes pueden ser fácilmente reconocidas, son generalmente clasificadas como galaxias Seyfert 1.5. Aquéllas con una notable componente estrecha y muy débil pero aún visible de H_α y H_β son llamadas Seyfert 1.8, y aquéllas en las cuales se observa una débil componente ancha de H_α pero no de H_β son llamadas Seyfert 1.9.

En general, las galaxias Seyfert muestran una pequeña región (tipo-disco) de líneas anchas ($d \approx 0,1$ pc) (Broad Line Region o BLR, por sus siglas en inglés) y densa ($n_e \approx 10^{10} \text{ cm}^{-3}$), la cual presenta un campo de velocidad con una significativa componente rotacional, con evidencia de flujos externos en el material con alta ionización. También presenta una región de líneas estrechas (Narrow Line Region o NLR, por sus siglas en inglés), mucho más grande ($d \approx 10^2$) y menos densa ($n_e \approx 10^4$) que la región de líneas anchas; el campo de velocidades de esta región presenta una gran componente radial la cual sugiere que la geometría puede ir de aplanada a simétricamente esférica. En la Figura 2.4 mostramos una imagen altamente esquemática y sin escala de una galaxia Seyfert. La fuente central, mostrada en negro, emite los fotones altamente ionizantes. La región de líneas anchas es

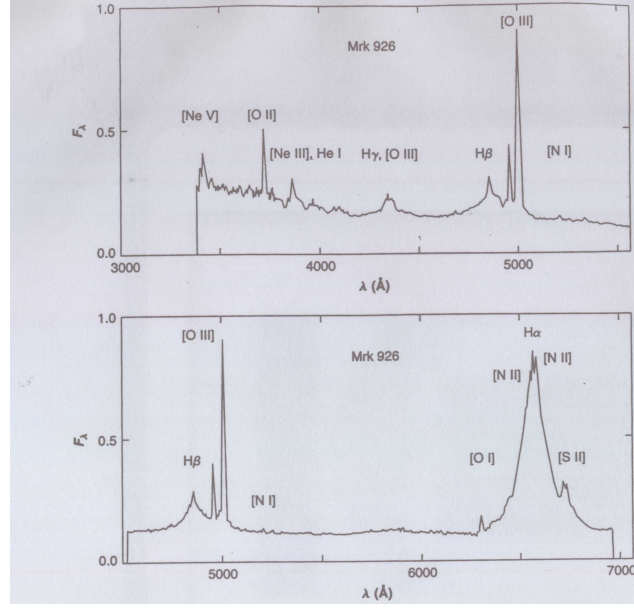


Figura 2.3: Espectro de la galaxia Seyfet 1.5 Mrk 926.

un disco mucho más grande que el de la fuente central, el cual es ópticamente grueso a la radiación ionizante cerca de su plano ecuatorial, y ópticamente delgado cerca de sus polos. La región de línea estrecha es dibujada como esféricamente simétrica, las regiones cercanas al polo son ionizadas por fotones que han pasado a través de las regiones de líneas anchas, pero las regiones cercanas al ecuador son neutrales debido a que ellas son escudadas por las zonas más externas de la región de líneas anchas. Es importante notar que, aunque las regiones en esta figura parecen homogéneas, realmente no lo son. De hecho, estas regiones tienen una fuerte variación de la densidad, la cual puede ser pensada como condensaciones de densidad o “nubes” [3].

2.2.1. La región de líneas anchas, BLR

Todas las líneas de emisión anchas observadas en los AGNs son líneas permitidas. De hecho ninguna de las líneas prohibidas tiene perfiles anchos similares a los de las permitidas. Esto es debido a que los niveles de los iones más abundantes que se encuentran en regiones con densidades muy altas son colisionalmente desexcitados, y son precisamente ellos quienes podrían en todo caso dar razón de las líneas de emisión prohibidas. Por lo

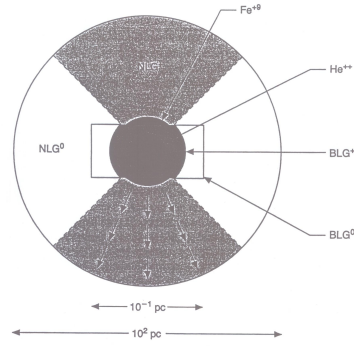


Figura 2.4: Imagen esquemática de un AGN. El círculo negro en el centro representa la fuente emisora de los fotones ionizantes; el gas de líneas anchas (broad-line gas, BLG) se muestra en un disco ionizado cercano a la fuente, el cual se hace más neutro a medida que nos alejamos del centro. El gas de líneas estrechas (narrow-line gas, NLG) es una esfera mucho más grande que se encuentra ionizada solo en los conos, en los cuales los fotones provenientes de la fuente pueden atravesar el BLG y escapar.

tanto, estas líneas anchas están siendo emitidas en regiones donde la densidad del electrón es considerablemente más alta que las densidades críticas n_c de todos estos niveles. Por lo tanto las líneas emitidas a partir de estos niveles son debilitadas.

La densidad crítica n_c es definida como la densidad en la que las tasas de excitación colisional q_{ij} son iguales a las tasas de desexcitación radiativa A_{ij} [3],

$$n_c = \frac{\sum_{j < i} A_{ij}}{\sum_{j \neq i} q_{ij}}. \quad (2.1)$$

Cuando en determinado plasma la densidad en cuestión se encuentra por debajo de la densidad crítica, la desexcitación colisional para todos los niveles se hace despreciable, pero si nos encontramos en un rango por encima de la densidad crítica, la desexcitación colisional se hace importante.

A pesar de que es difícil hacer un estimado cuantitativo de la densidad de estas regiones, ha sido posible hacer algunas determinaciones a partir de objetos de líneas anchas (por ejemplo Seyfert 1) bien observados, en los cuales se ha encontrado un valor aproximado de $n_e \approx 10^9 \text{ cm}^{-3}$.

No hay información directa acerca de la temperatura en la BLR, de hecho no existe un

diagnóstico directo para determinar la temperatura T a partir de las líneas de H I, He I y He II. Sin embargo, la emisión observada de Fe II en esta región puede darnos un indicativo de la temperatura ($T < 35.000$ K), ya que a temperaturas muy cercanas a 35.000 K el Fe^+ podría ser completamente ionizado a Fe^{+2} . Un buen valor estimado para la temperatura de esta región sería por lo tanto $T \approx 10^4$ K.

Dado que las dimensiones de la región de líneas anchas son pequeñas, es muy difícil resolver espacialmente estas regiones, incluso la de los AGNs más cercanos. La naturaleza de la energía que ioniza este gas no es tan evidente como en la NLR. Sin embargo, lo más probable es que el mecanismo sea también fotoionización, el cual es producido por las altas energías observadas en el continuo. Esta conclusión es hecha a partir de la buena correlación observada entre las variaciones del continuo y las líneas de emisión (observadas y teóricas) en [3].

Finalmente haremos un análisis de esta región en términos de la densidad columnar de hidrógeno $N(\text{H})$, ya que es precisamente mediante el uso de este parámetro que detendremos nuestros cálculos de fotoionización en CLOUDY. Entonces, la densidad de hidrogeno $n(\text{H})$ es la densidad total de hidrogeno dada por

$$n(H) = n(H^0) + n(H^+) + 2n(H_2) + \sum_{otro} n(H_{otro}) \text{ [cm}^{-3}\text{]}, \quad (2.2)$$

donde $n(H^0)$, $n(H^+)$, $n(H_2)$ y $n(H_{otro})$ representan el hidrógeno neutro, simplemente ionizado, molecular y en todas las otras moléculas portadoras de hidrógeno, respectivamente. La densidad columnar de hidrógeno $n(\text{H})$ es dada por

$$N(H) = \int n(H)f(r)dr \text{ [cm}^{-2}\text{]}, \quad (2.3)$$

donde $f(r)$ es el factor de llenado que no es más que la fracción del volumen total ocupado por las aglutinaciones de gas. Por lo tanto, la densidad columnar de hidrógeno $n(\text{H})$ es la densidad dentro de las regiones que contienen el gas, mientras que se asume que las regiones

alrededor se encuentran en el vacío. Esta es la mejor forma de idealizar una nebulosa de gas asumiendo que el gas está contenido en pequeñas aglutinaciones.

Finalmente, consideremos una nube de gas con una densidad columnar grande ($\sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$), una densidad alta ($\sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$) y localizada a una distancia donde el flujo proveniente de la fuente ionizante es $L/4\pi r^2 \simeq 10^9 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ ($\sim 1 \text{ pc}$ para un AGN muy luminoso). Bajo estas condiciones las nubes estarán gravitacionalmente ligadas, ya que a estas grandes densidades columnares la presión de radiación es ineficiente. Las nubes tendrán velocidades típicas de 3.000 km s^{-1} , lo cual se verá reflejado en los anchos observados en las líneas de emisión. Las condiciones físicas en estas regiones son tales que solo la superficie iluminada de la nube es altamente ionizada, por lo que los iones más abundantes en esta zona son He III, O IV-VI, C III-IV (Figura 2.4). La densidad es alta pero no lo suficiente como para suprimir las líneas semiprohibidas de C III] $\lambda 1909$ y O III] $\lambda 1663$. Muchas de estas nubes con densidades columnares tan grandes deben ser parcialmente neutras ya que solo los fotones de rayos-X pueden pasar a través de una nube con una densidad columnar de hidrógeno de $\sim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ [10].

2.2.2. La región de líneas estrechas, NLR

Muchas de las líneas de emisión estrechas observadas en las Seyfert 2 son las mismas que las observadas en las regiones H II y en las nebulosas planetarias excepto que en los AGNs el rango de ionización es considerablemente más grande. En estas regiones no solo es posible observar líneas prohibidas de [O II] y [O III], [N II] y [Ne III] sino también de [O I], [N I], [Ne V], [Fe VII] y frecuentemente [Fe X]. Debido a esto, es posible utilizar los métodos de diagnóstico nebular estándares. De hecho, en el presente trabajo hemos utilizado el cociente infrarrojo de $14,32 \mu\text{m}/24,28 \mu\text{m}$ del Ne V para diagnosticar la densidad de hidrógeno media del NLR. Pero esto será explicado con mejor detalle en el Capítulo 4. Otros diagnósticos de temperatura y densidad son mostrados en [3], en el cual se utiliza el cociente de [O III] ($\lambda 4959 + \lambda 5007$)/ $\lambda 4363$ para diagnosticar la temperatura, la cual re-

sulta ser de $(1,5 \pm 0,1) \times 10^4$ K en el límite de baja densidad $n_e < 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Mientras que el cociente de $[\text{S II}] \lambda 6716 / \lambda 6331$ corresponde a una densidad $n_e = 3 \times 10^2 \text{ cm}^{-3}$ en $T = 1,0 \times 10^4$ K.

Como dijimos anteriormente, la estructura de los AGNs está lejos de ser resuelta, por lo que no hay observación directa de su forma o simetría. Por lo tanto, el método más fácil de proceder a la hora de estudiar estas regiones es considerar simetría esférica para un modelo completo o simetría plano-paralela para una nube densa representativa. Esta última debe ser pequeña en comparación a la distancia de la fuente a la nube, lo cual hará que la nube sea completamente iluminada por la fuente con radiación esencialmente paralela aunque la situación real sea probablemente mucho más complicada.

En nuestros cálculos de fotoionización hemos escogido una geometría plano-paralela, ya que lo que nos interesa modelar son precisamente las regiones de línea estrecha. Los detalles de los cálculos de esta zona serán dados en el capítulo de fotoionización.

Para terminar con esta sección, consideremos una nube con una densidad columnar más pequeña ($\sim 10^{20-21} \text{ cm}^{-2}$), una densidad baja ($\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) y localizada en una posición en la cual $L/4\pi r^2 \simeq 10^2 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ (~ 3 kpc para un AGN muy luminoso). Las condiciones físicas en esta región son considerablemente diferentes de las de líneas anchas, a pesar de que tiene niveles de ionización similares. Primero, la densidad columnar en alguna de las nubes es bastante pequeña y, por lo tanto, el gas es ópticamente delgado. Bajo tales circunstancias la presión de radiación puede ser importante y los perfiles de las líneas pueden incluir una componente distinta de la gravitacional. Segundo, el gas ópticamente delgado es más ionizado que el gas ópticamente grueso bajo el mismo parámetro de ionización [10].

2.3. Teoría de unificación de galaxias activas

De acuerdo con el modelo de unificación de AGNs, las galaxias Seyfert tipo 1 son intrínsecamente iguales a las galaxias Seyfert tipo 2 con sus diferencias debidas al ángulo de visión. En las galaxias Seyfert 1 tenemos una visión directa del núcleo, permitiéndonos

observar la zona de emisión de las líneas anchas, mientras que en las Seyfert 2 nuestra línea de visión está obstruida por un toroide de gas molecular y polvo, ocultándonos de esta forma las regiones internas del AGN.

Utilizando espectropolarimetría, Antonucci y Miller [6] encontraron líneas anchas de emisión de Balmer y [Fe II] en el espectro polarizado de la galaxia Seyfert 2 NGC 1068, las cuales son características del espectro de una galaxia Seyfert 1. Este amplio espectro de polarización de alta resolución y alta señal a ruido representa la primera evidencia observacional a favor del modelo unificado. En este modelo ambas galaxias Seyfert son intrínsecamente el mismo objeto, con sus diferencias debidas a la visibilidad de la zona central. Una estructura gaseosa toroidal y ópticamente gruesa rodea la región central, así como la región de líneas anchas; por lo tanto la visibilidad del núcleo depende del ángulo de visión respecto al toroide. Probablemente la polarización de las líneas anchas en las Seyfert tipo 2 se deba a la dispersión de electrones.

Nuestra línea de visión de las galaxias Seyfert 2 es obstruida por el material ópticamente grueso el cual tiene densidades columnares $N_H > 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ [16]. Para densidades columnares $N_H \leq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, los fotones por encima de unos pocos keV pueden penetrar el toroide creando una clara visión de la emisión del núcleo, y en este caso tal emisión es llamada “Compton delgada”. Para densidades columnares de unas pocas veces 10^{24} cm^{-2} , solo la emisión de rayos-X de alta energía (decenas de keV) puede pasar a través del material [17] (Figura 2.5).

Para $N_H > 10^{25} \text{ cm}^{-2}$ aún los rayos-X de altas energías son Compton dispersados y la emisión nuclear queda completamente oculta de nuestra visión directa. Por lo tanto, con el fin de calcular la luminosidad intrínseca de un objeto absorbido con $N_H > 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, Meléndez utilizó las mediciones del telescopio *Swift* Burst Alert (BAT) a alta latitud galáctica ($|b| > 19^\circ$) en la banda de 14-195 keV, la cual representa una muestra completa que incluye AGNs *Compton delgados* que se habían perdido en las mediciones previas de rayos-X en la banda de 2-10 keV [18]. Adicionalmente, las fuentes *Compton gruesas* (con $N_H \approx 10^{24} \text{ cm}^{-2}$), que no pueden ser detectadas en la banda de 2-10 keV por el

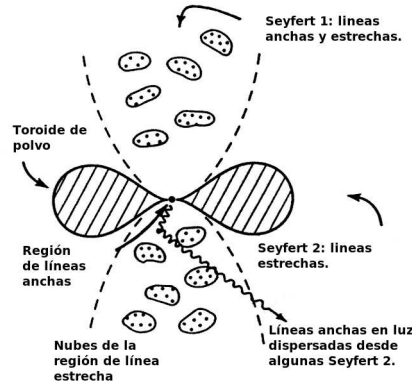


Figura 2.5: Sección eficaz de la estructura propuesta por el modelo unificado para explicar las características principales de las galaxias Seyfert. Imagen tomada de [http : //nedwww.ipac.caltech.edu/level5/March02/Roy/Roy4.html](http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/March02/Roy/Roy4.html)

Advanced Statellite for Cosmology and Astrophysics (ASCA), *Chandra*, o *XMM-Newton*, fueron detectadas por el *Swift*/BAT.

Más adelante veremos que el óptico, el IR, y la muestra seleccionada de rayos-X de 2 a 10 keV son afectadas por la extinción, la formación estelar y la absorción, respectivamente. Por lo tanto, una muestra imparcial de AGNs es importante para investigar la naturaleza de la fuente nuclear y su posible conexión con la formación estelar.

En general, los principios fundamentales en el modelo unificado de las galaxias Seyfert son: un agujero negro supermasivo junto con su disco de acreción asociado; un toroide circum-nuclear de gas y polvo, óptico y geoméricamente grueso, un “espejo” de polvo y/o electrones tibios localizados a lo largo del eje polar del toroide.

A partir de esto, los mejores lugares en los cuales buscar estrellas calientes son los núcleos de las galaxias Seyfert tipo 2, en los cuales el toroide bloquea el enneguecedor resplandor del núcleo oculto de una Seyfert tipo 1. Heckman [19] encontró en una muestra de galaxias Seyfert tipo 2 un claro y dominante espectro UV típico de una galaxia starburst. Así mismo, pudo detectar líneas de absorción débiles y estrechas provenientes de transiciones de alta excitación, las cuales son indiscutiblemente de origen estelar.

Por otro lado, una de los indicadores más claros acerca de la presencia de un núcleo tipo Seyfert 2 en una galaxia starburst es la observación de fuertes líneas de emisión prohibidas,

estrechas y de alta excitación de oxígeno. Claramente, el espectro de emisión de esta línea de alta excitación y el ancho rango de ionización observado no puede ser producido únicamente por la fotoionización de estrellas O y Wolf-Rayet (WR). Esto sugiere la existencia de una estrecha relación entre el núcleo de una galaxia Seyfert y la actividad de formación estelar asociada a él.

2.4. Galaxias Starburst

Los estallidos estelares conocidos en la literatura como *starburst* son episodios de intensa formación estelar y de corta duración ($\sim 10^7$ a 10^8 años) que ocurren en las regiones circum-nucleares de las galaxias, los cuales dominan la emisión integrada de la galaxia anfitriona. Estas galaxias suelen tener una tasa de formación estelar tres veces mayor a la tasa de formación estelar de la Vía Láctea que es $> 10 \text{ M}_{\odot}\text{yr}^{-1}$ [20]. La importancia cosmológica de las galaxias starburst ha sido dramáticamente resaltada por el espectacular descubrimiento de las galaxias con formación estelar a altos corrimientos al rojo ($z > 2$) mediante su emisión del continuo en el UV [21] y lejano infrarrojo [22] en el sistema inercial, junto con su emisión Ly_{α} [23] y H_{α} [24]. Las densidades y luminosidades de estas galaxias vistas en el sistema no-inercial nos dicen que son las precursoras de las galaxias que vemos hoy día, y que son responsables de la producción de una significativa fracción de las estrellas y elementos pesados en el Universo actual [25, 26].

En este trabajo hemos utilizado el modelo de síntesis espectral Starburst99 de Leitherer [4] para modelar el continuo observado en nuestro grupo de galaxias starburst. Las altas tasas de formación estelar en esta muestra de galaxias está dominada principalmente por las estrellas O y WR, por lo que en nuestro modelo para el continuo de las starburst hemos escogido uno en el que la población de estrellas O y WR sea máximo con el propósito de ionizar la mayor parte posible de $[\text{O IV}]$.

Vamos a detenernos a entender un poco las características fundamentales que describen una galaxia Wolf-Rayet y H II, dado que precisamente la distribución espectral de energía

de estos dos tipos de galaxias son los modelados en el presente trabajo. Las estrellas masivas y calientes de estas galaxias por lo general solo emiten unos pocos fotones ionizantes con energías por arriba del límite de ionización del He II en 54,42 eV, los cuales son necesarios para la producción del [O IV].

En el presente trabajo hemos utilizado una muestra de 58 galaxias starburst formadas principalmente por galaxias SB y H II con el propósito de estudiar la contribución de la formación estelar en las galaxias Seyfert. En la siguiente sección explicaremos brevemente las propiedades físicas que caracterizan a este tipo de galaxias.

2.4.1. Galaxias Wolf-Rayet

Las galaxias Wolf-Rayet son un sub-conjunto de galaxias en las cuales las líneas de emisión anchas de He II 4686 Å, C IV 5808 Å y N III 4640 Å de las estrellas WR son detectadas en el espectro integrado de la galaxia. El número de estrellas WR en estas galaxias típicamente va de 100 a 10^5 [27].

Las estrellas WR son las descendientes de la mayoría de las estrellas masivas ($M \gtrsim 35 M_{\odot}$). La detección de las líneas de emisión WR en el espectro de una galaxia starburst inmediatamente coloca una poderosa restricción sobre los diferentes parámetros que caracterizan un episodio starburst. Por ejemplo, que el cociente entre el número de estrellas WR a el número de estrellas O ($N(\text{WR})/N(\text{O})$) debe ser grande, lo cual conlleva a que el episodio de brote estelar sea de corta duración, que la función de masa inicial durante el episodio de formación estelar se extienda a masas grandes (por encima de $35 M_{\odot}$), y que el tiempo transcurrido desde el momento en que el brote finalizó sea menor que unos pocos millones de años. De modo que la presencia de un gran número de estrellas WR sirva como un indicador que señale un brote reciente de formación estelar masivo [28].

2.4.2. Galaxias H II

Las galaxias H II son hasta ahora los sistemas más jóvenes que pueden ser estudiados en detalle. Su baja metalicidad, así como su alta tasa de formación estelar actual y el alto contenido de hidrógeno neutral, pone una restricción a la historia pasada de la formación estelar y al número de brotes que este sistema pudo haber sobrellevado [29]. Los grandes sondeos de galaxias starburst han sido utilizados para confirmar algunas de las relaciones observacionales entre las propiedades físicas de los diferentes tipos de galaxias en diferentes épocas cosmológicas. Este es el caso de la relación masa-metalicidad, la cual establece que en el Universo local la mayoría de las galaxias masivas tiene, en promedio, metalicidades más altas que las menos masivas. Bajo este escenario, las galaxias H II usualmente representan el límite más bajo de la relación masa-metalicidad en los diferentes sondeos [30]. La distribución de metalicidad de estas galaxias tiene un valor promedio de $[12+\log(\text{O}/\text{H})\sim 8,0]$ más bajo que el resto de las galaxias starburst. De hecho, aquellos objetos con el contenido metálico más bajo del Universo local pertenecen a la subclase de galaxias H II [31].

2.4.3. Regiones de líneas de emisión nuclear de baja ionización, LINERs

La definición original observacional de un LINER era, anteriormente, un núcleo de galaxia con cocientes de líneas de emisión de $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007 > 1$ y $[\text{O I}]\lambda 6300/[\text{O III}]\lambda 5007 > 1/3$. El primero de estos criterios es satisfecho por muchas galaxias H II, pero el segundo no. Debido a las dificultades encontradas al comparar líneas en un ancho rango de longitudes de onda, y más aún en la comparación con $[\text{O II}]\lambda 3727$, la cual es fuertemente afectada por extinción interestelar, se propuso una nueva definición. Un LINER es un núcleo de galaxia con cocientes de líneas de emisión de $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}_\beta < 3$ y; $[\text{O I}]\lambda 6300/\text{H}_\alpha > 0,4$; y $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}_\alpha > 0,5$.

En la búsqueda de LINERs utilizando estas condiciones, ha resultado que entre las

galaxias tipo-temprano³ de la secuencia Hubble, Sa y Sb, aproximadamente el 80 % son LINERs y el resto son galaxias H II. Pero hay un cambio abrupto en la clase Sc, aproximadamente el 20 % son LINERs y el 80 % galaxias H II. Cuando la clase tipo LINER se hizo por primera vez, se sugirió que ellas podrían ser ejemplos de objetos en los cuales el calentamiento por choque de ondas era el principal mecanismo de inyección de energía en lugar de la fotoionización. Sin embargo, hoy día se sabe que los LINERs son simplemente la extensión a las luminosidades más bajas, parámetros de ionización más pequeños, y exponentes α más grandes en la ley de potencias del espectro representativo de las galaxias Seyfert 2. Varios objetos ubicados un poco por encima de la clase LINER, con $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}_\beta \approx 3$, tienen una línea de He II $\lambda 4686$ fuerte, la cual puede ser explicada únicamente sobre las bases de la fotoionización.

Aunque las líneas de emisión son en promedio mucho más débiles en las galaxias elípticas que en las espirales, el 46 % del núcleo de las elípticas tienen espectros tipo LINER. Los dos mejores ejemplos son NGC 1052 y NGC 4278. En NGC 1052 las líneas de $[\text{O II}]\lambda\lambda 3726, 3729$ son parcialmente resueltas; ellas, junto con las líneas $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731$, coinciden con una densidad electrónica $n_e \approx 2 - 3 \times 10^2 \text{ cm}^{-3}$ cercana al límite de baja densidad para ambos iones [3].

2.4.4. Galaxias enanas compactas azules, BCD

Las galaxias enanas son clasificadas como ricas y pobres en gas. Entre las galaxias ricas en gas se encuentran las de baja y alta brillantes superficial. Las galaxias enanas con alta brillantes superficial son las llamadas *enanas azules compactas* o BCDs. Estas galaxias contienen grandes agrupaciones de estrellas masivas, calientes y jóvenes que hacen que la galaxia luzca azul. Se cree que las diferencias entre las galaxias enanas están relacionadas con las diferencias intrínsecas de los parámetros físicos de cada galaxia, tales como el momento angular total y la fracción de materia oscura, o a las interacciones entre las galaxias [32]. Adicionalmente, muchas de las BCDs conocidas hasta ahora tienen

³Galaxias a altos corrimientos al rojo z.

envolventes extensas de gas neutral (H I).

También se han observado fuertes explosiones a gran escala y de alta velocidad 50-200 Km s^{-1} de gas ionizado, las cuales son debidas a eventos de starburst. Estas explosiones propagan el gas ionizado hasta las extensas envolventes de H I a través de ondas de choque. Las expansiones más fuertes son llamadas super-burbujas o super-vientos. Estas explosiones representan la mayor actividad starburst observada en estas galaxias ya que, comparada a las grandes regiones H II en las galaxias irregulares enanas cercanas, usualmente se observan expansiones características de unos pocos 10 Km s^{-1} [33].

2.5. ¿Cuál es la conexión entre la formación estelar y el AGN?

Las galaxias activas eran anteriormente consideradas como objetos exóticos e inusuales, pero las observaciones de la luminosidad de los AGNs a altos corrimientos al rojo revelaron que en realidad la actividad del núcleo era mucho más común en el pasado, lo cual quedaba evidenciado por los cuásares observados. Este resultado llevó a la comunidad de astrónomos a plantearse la posibilidad de que todas las galaxias en algún momento de su evolución pasaron por una fase de cuásar de corta duración. Afortunadamente, la búsqueda de agujeros negros supermasivos en el núcleo de las galaxias locales ha esencialmente respondido este planteamiento. Durante los últimos veinte años se ha observado que casi todas las galaxias en el Universo lejano y cercano contienen un agujero negro supermasivo en su núcleo. De hecho, las observaciones en el radio revelan una clara curva de rotación Kepleriana consistente con un gas que rota en un disco alrededor de una masa central de $M_{\bullet} = 4,1 \times 10^7 M_{\odot}$ [10].

A partir de estas observaciones ha sido posible comparar la densidad de masa de los agujeros negros del Universo actual con la acreción integrada de los AGNs sobre toda la historia del Universo. El resultado ajusta bastante bien, sugiriendo que la mayor parte de la

masa del agujero negro ha crecido mediante un proceso de acreción luminosa. Por lo tanto, todas las galaxias debieron pasar al menos por una época de cuásar en algún estado de su evolución. Este resultado sugirió una fuerte correlación entre la masa del agujero negro y la velocidad de dispersión de todas las estrellas del bulbo de la galaxia anfitriona [11]. Esta relación fue particularmente sorprendente debido a la extensa diferencia en escalas entre el agujero negro (minutos-luz en diámetro) y el bulbo de la galaxia (cientos de años-luz en diámetro). El hecho de que la masa del agujero negro se escale solo con el bulbo y no con la masa total de la galaxia, o con la masa del halo de materia oscura, representa una clave importante en el estudio de la evolución y estructura de estos objetos.

Por otro lado, también se ha sugerido que las morfologías asimétricas, especialmente en las galaxias Seyfert 2, son un importante factor en la formación estelar y clasificación de las galaxias Seyfert [34]. Esta morfología asimétrica puede inducir la afluencia del gas radial, abasteciendo de esta manera la región central, y al mismo tiempo ocultando y alimentando el núcleo activo. También se ha discutido la posibilidad de dos tipos de galaxias Seyfert 2 basado en las propiedades de sus poblaciones estelares, aquellas con estrellas de edad joven e intermedia y aquellas con el continuo óptico dominado por estrellas viejas como, por ejemplo, las galaxias starburst y las galaxias Seyfert con la BLR oculta.

Existen varios métodos para estimar la formación estelar en las galaxias, los más comunes utilizan las líneas de recombinación del hidrógeno óptico y el $[\text{O II}]\lambda 3727$ [35]. En el presente trabajo utilizamos las líneas del mediano y lejano infrarrojo para restringir la contribución del AGN y la formación estelar en las líneas de emisión observadas en nuestra muestra de 79 galaxias Seyfert.

Capítulo 3

Muestra observacional de galaxias

Usualmente las galaxias Seyfert, así como otros AGNs, son clasificados por sus propiedades observadas en el óptico, UV, rayos X o IR. Sin embargo, este tipo de selección tiende a sesgar la selección observacional. Por ejemplo, la mayoría de los AGNs son oscurecidos por el polvo y el gas a lo largo de nuestra línea de visión, por lo que cualquier selección basada sobre sus propiedades en el óptico o UV perdería muchos objetos, tendiendo a sesgar fuertemente la selección hacia objetos no oscurecidos; un ejemplo puede ser visto en [36]. El continuo en rayos-X de la fuente en las galaxias Seyfert 1 puede ser visto directamente, pero en las galaxias Seyfert 2, este continuo es oscurecido por el gas y el polvo a lo largo de nuestra línea de visión. Por lo tanto, este tipo de selección puede sesgar fácilmente la muestra (un ejemplo en [37]). Finalmente el oscurecimiento junto con la formación estelar en la galaxia anfitriona puede introducir confusión en la selección IR [38].

Uno de nuestros principales propósitos en este trabajo es discriminar entre las contribuciones debidas al AGN y a la formación estelar en las líneas de emisión observadas. Por lo tanto, es importante que la muestra observacional de galaxias Seyfert que vayamos a utilizar para tal propósito haya sido seleccionada por sus propiedades intrínsecas de AGN. En las siguientes secciones explicaremos brevemente el trabajo realizado por Weaver [1] respecto a la selección de la muestra, dado que nuestros cocientes de líneas teóricos fueron comparados con su muestra.

3.1. Muestra de galaxias seleccionadas por rayos-X

El material oscurecido por gas, polvo y/o formación estelar con densidades columnares menores a $\sim 3 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ (objetos Compton-delgados) es ópticamente delgado a la radiación en rayos-X con energías $>10\text{-}20 \text{ keV}$. De modo que, aunque un AGN esté muy enterrado en su galaxia anfitriona, hay una visión de la radiación de la fuente central que no es afectada. Por lo tanto, una búsqueda de rayos-X duros debería encontrar todos los AGNs Compton-delgados de manera uniforme.

Bajo esta consideración Weaver detectó todos los AGN brillantes, utilizando el Burst Alert Telescope (BAT) abordo del *Swift* aunque ellos se encontrarán oscurecidos. El *Swift* BAT es sensible sobre aproximadamente el 85 % del cielo a un flujo umbral de $2 \times 10^{-11} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en la banda de 14-195 keV [39]. Los criterios de selección fueron: un corrimiento al rojo $z < 0,05$, una latitud galáctica $|b| > 19^\circ$ y un flujo mayor al flujo umbral del BAT, lo cual da un buen cociente señal a ruido.

Una vez que estas galaxias fueron seleccionadas por sus propiedades intrínsecas de AGN, 79 de ellas fueron observadas en el rango espectral infrarrojo el cual es menos afectado por la extinción interestelar.

3.1.1. Observaciones en el infrarrojo de la muestra de galaxias Seyfert

Hemos utilizado la muestra de 79 galaxias Seyfert, las cuales corresponden al grupo de galaxias con espectroscopía de alta resolución tomada con el espectrógrafo infrarrojo (Infrared Spectrograph, IRS) abordo del telescopio espacial *Spitzer* por Weaver [1]. Esta muestra de alta resolución espectral incluye 38 galaxias Seyfert 1, 33 Seyfert 2, 6 AGNs pobremente estudiados¹ (ESO 005-G004, MRK 18, NGC 973, NGC 4686, UGC 12282, y UGC 12741) y 2 LINERs. Cada una de estas galaxias tiene una clara emisión de [O IV], [Ne II] y [Ne III]. Sin embargo, [Ne V] 14,32 μm y 24,32 μm no es detectado en $\sim 10\%$ y

¹Estas galaxias fueron descubiertas durante la búsqueda con el *Swift* BAT por Weaver et al. (2010).

$\sim 15\%$ de las fuentes, respectivamente. De las 6 galaxias descubiertas por el BAT, ESO 005-G004 ha sido clasificada como Seyfert tipo 2, MRK 18 tiene una clasificación ambigua debido a que presenta propiedades H II/LINER, NGC 973 también tiene una clasificación ambigua debido a que presenta propiedades de Sy2/LINER y UGC 12282 ha sido clasificada como una Seyfert 1.9. Las galaxias NGC 4686 y UGC 12471 no tienen una clasificación asignada. En el Cuadro 8.1 mostramos la muestra de las 79 galaxias BAT junto con la emisión observada del [O IV], [Ne II] y [Ne III].

3.1.2. La muestra BAT de AGNs y las galaxias Starburst

La muestra BAT es comparada con un grupo de galaxias starburst tomadas de la literatura. Las cuales están compuestas por: galaxias H II, LINERs y AGNs ópticamente clasificados (con luminosidades bolométricas $L_{IR} > 3 \times 10^9 L_{\odot}$ y a una distancia $D < 15$ Mpc) [40] (GA09); galaxias starburst con y sin evidencia de un AGN, [41] (B09); y una muestra de galaxias starburst extremas BCD [42]. Todas estas observaciones son listadas en los Cuadros 8.3 y 8.5. La comparación entre el cociente de $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]\&[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ nos permite investigar la relación que existe entre la muestra BAT con otras galaxias (Figura 3.1). El [Ne II], [Ne III] y el [O IV], los cuales han sido observado en AGN, BCD, starburst y galaxias H II, tienen un ancho rango de energías de ionización y densidades críticas que nos permiten estudiar la conexión entre el AGN y la formación estelar. A partir de esta comparación Weaver notó que podía diferenciar cuatro regiones: 1) La región de los AGNs BAT; 2) debajo de esta región, una para las starburst y galaxias H II las cuales parecen tener un exceso de [Ne II]; 3) arriba y a la izquierda de los AGNs BAT una región con las BCD y dos galaxias WR; y 4) una región para los LINERs la cual parece conectar el camino entre los AGNs y las galaxias SB/H II [1].

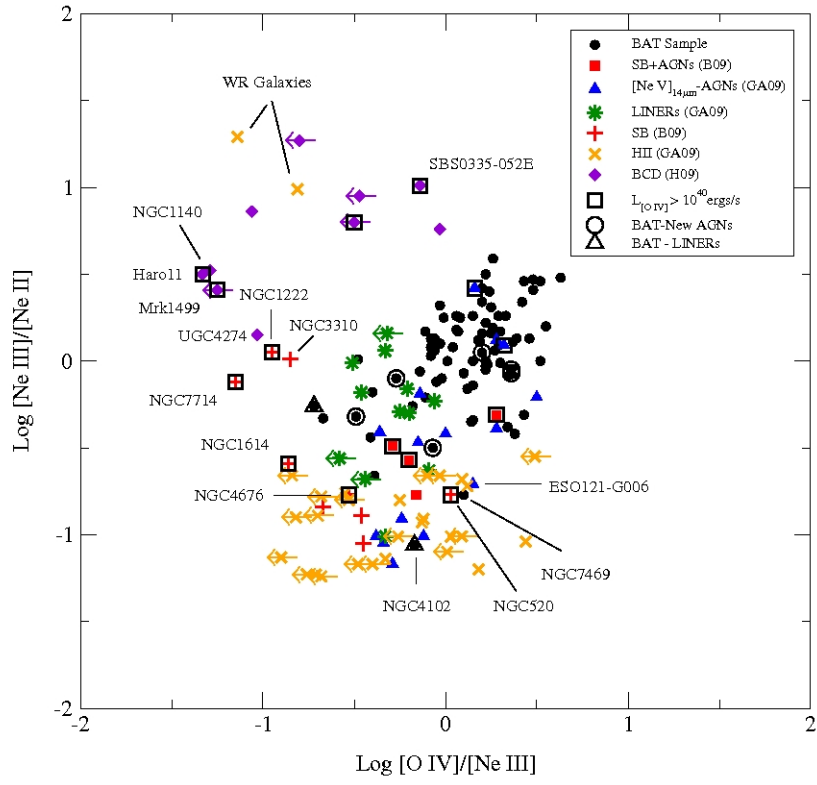


Figura 3.1: Comparación entre el cociente de $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ en función del $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ para la muestra BAT, LINERs, starburst, galaxias H II, y BCDs [1].

Capítulo 4

Fotoionización

Las nébulas de emisión resultan de la fotoionización de una nube de gas difusa por fotones UV provenientes de una estrella o de una agrupación de estrellas calientes. El equilibrio de ionización en cada punto de la nebulosa es fijado por el balance entre las fotoionizaciones y recombinaciones de los electrones con los iones. Para explicar de una manera sencilla el proceso de fotoionización, consideremos por ahora una nube compuesta únicamente por hidrógeno H y rodeando solo una estrella. Bajo estas condiciones, la ecuación de equilibrio de ionización es

$$n(H^0) \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{4\pi J_{\nu}}{h\nu} a_{\nu}(H^0) d\nu = n(H^0) \int_{\nu_0}^{\infty} \phi_{\nu} a_{\nu}(H^0) d\nu,$$

$$n(H^0)\Gamma(H^0) = n_e n_p \alpha(H^0, T), \quad [\text{cm}^{-3}\text{s}^{-1}] \quad (4.1)$$

donde J_{ν} es la intensidad media de radiación en el punto. De modo que $\phi_{\nu} = 4\pi J_{\nu}/h\nu$ es el número de fotones incidentes por unidad de área, por unidad de tiempo, por unidad de intervalo de frecuencia, y $a_{\nu}(H^0)$ es la sección eficaz de ionización para el hidrógeno H por fotones con energías $h\nu$ (por encima del umbral $h\nu_0$). La integral (denotada por $\Gamma(H^0)$) representa, por lo tanto, el número de fotones por átomo de hidrógeno por unidad de tiempo. Las densidades de los átomos y protones por unidad de volumen son n_{H^0} , n_e

y n_p , y $\alpha(H^0, T)$ es el coeficiente de recombinación. Por lo tanto, el lado derecho de la ecuación da el número de recombinaciones por unidad de volumen por unidad de tiempo. A primera aproximación, la intensidad media J_ν es simplemente la radiación emitida por la estrella, la cual es reducida por efectos del inverso del cuadrado de la distancia geométrica como

$$4\pi J_\nu = \frac{R^2}{d^2} \pi F_\nu(0) = \frac{L_\nu}{4\pi d^2}, \quad [\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}] \quad (4.2)$$

donde R es el radio de la estrella, $\pi F_\nu(0)$ es el flujo en la superficie de la estrella, d es la distancia de la estrella al punto en cuestión, y L_ν es la luminosidad de la estrella por unidad de intervalo de frecuencia.

En un punto típico de la nebulosa, el intenso campo de radiación UV ioniza casi todo el hidrógeno. Numéricamente hablando, en un punto de una región H II con una densidad de 10 átomos e iones por cm^3 , ubicada a 5 pc de una estrella central O, con una temperatura $T=39.700$ K, el flujo de fotones ionizantes vendría dado por

$$Q(H^0) = \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{L_\nu}{h\nu} d\nu \approx 1 \times 10^{49}, \quad [\text{fotones s}^{-1}] \quad (4.3)$$

y la sección eficaz de fotoionización por

$$a_\nu(H^0) \approx 6 \times 10^{-18}, \quad [\text{cm}^2] \quad (4.4)$$

de modo que el número de fotones por átomo de H por unidad de tiempo es

$$\Gamma(H^0) \approx 1 \times 10^{-8} = \tau_{fo}^{-1}, \quad [\text{s}^{-1}] \quad (4.5)$$

donde τ_{fo} es el tiempo de vida del átomo antes de la fotoionización. Definiendo la fracción de hidrógeno neutro como ξ de modo que

$$n_e = n_p = (1 - \xi)n(H) \quad (4.6)$$

y

$$n(H^0) = \xi n(H), \quad (4.7)$$

la ecuación del equilibrio de ionización 4.1 nos da

$$\xi \approx 4 \times 10^{-4}, \quad (4.8)$$

donde este resultado nos dice que el hidrógeno ha sido casi totalmente ionizado. Por otro lado, una fuente de fotones UV finita no puede ionizar un volumen infinito; por lo tanto, si la estrella se encuentra en una nube de gas bastante grande, entonces debe haber un borde externo al material ionizado. El espesor de esta zona de transición entre el gas neutral e ionizado es aproximadamente el camino libre medio de un fotón. Siguiendo nuestro ejemplo numérico, el espesor de la zona de transición es

$$d \approx \frac{1}{n(H^0)a_\nu} \approx 0,1 \text{ pc}. \quad (4.9)$$

Estos calculos pueden ser generalizados a elementos pesados tales como el O, C, Ne, N, Si, y Fe, con abundancias del orden de 10^{-3} a 10^{-4} la del hidrógeno. En este caso, la ecuación de equilibrio de ionización para cualesquiera dos estados sucesivos de ionización i e $i+1$ de un elemento X puede ser escrita como

$$\begin{aligned} n(X^{+i}) \int_{\nu_i}^{\infty} \frac{4\pi J_\nu}{h\nu} a_\nu(X^{+i}) d\nu &= n(X^{+i}) \Gamma(X^{+i}) \\ &= n(X^{+i+1}) n_e \alpha_G(X^{+i}, T), \end{aligned} \quad (4.10)$$

donde $n(X^{+i})$ y $n(X^{+i+1})$ son las densidades de los dos estados sucesivos de ionización; $a_\nu(X^{+i})$ es la sección eficaz de fotoionización desde el nivel base X^i (con umbral ν_i); y $\alpha_G(X^{+i}, T)$ es el coeficiente de recombinación del nivel base de X^{+i+1} a todos los otros niveles X^{+i} . Estas ecuaciones, junto con el número total de iones de todos los estados de

ionización

$$n(X^0) + n(X^{+1}) + n(X^{+2}) + \dots + n(X^{+n}) = n(X) \quad (4.11)$$

determinan por completo el equilibrio de ionización en cada punto. La intensidad media J_ν tiene una componente estelar, la cual es debida directamente a la radiación proveniente de la estrella y una componente difusa, la cual es producto de la emisión del gas ionizado. Sin embargo, las abundancias de los elementos pesados son tan pequeñas que sus contribuciones al campo difuso son despreciables, y por lo tanto, solo la emisión del H, He y el He^+ son tomadas en cuenta.

Los elementos pesados usualmente no contribuyen en una manera apreciable a la profundidad óptica, no obstante en algunas situaciones lo hacen, usualmente justo por debajo del umbral del He^0 . El cambio de la profundidad óptica τ_ν a largo de la nube de gas es

$$\frac{d\tau_\nu}{dr} = n(H^0)a_\nu(H^0) + \sum_{X,i} n(X^{+i})a_\nu(X^{+i}) \text{ para } \nu_0 < \nu < \nu_2$$

y

$$\frac{d\tau_\nu}{dr} = n(H^0)a_\nu(H^0) + n(\text{He}^0)a_\nu(\text{He}^0) + \sum_{x,i} n(X^{+i})a_\nu(X^{+i}) \text{ para } \nu_2 < \nu \quad (4.12)$$

En ambas ecuaciones todos los estados de ionización de los elementos pesados que tienen umbrales por debajo de la frecuencia para la cual la profundidad óptica está siendo calculada son incluidos en la suma sobre X e i .

Muchos de los iones de los elementos pesados tienen una o más capas de electrones por debajo de la capa de valencia. Los electrones de las capas internas pueden ser removidos cuando la fuente de radiación ionizante se extiende a altas energías, de manera que el hueco que deja el electrón al ser removido puede luego ser llenado por algún electrón de las capas más externas, produciendo así líneas de emisión a altas energías. Los coeficientes de la recombinación para estos iones puede ser dividida en una parte radiativa y una dielectrónica

$$\alpha_G(X^{+i}, T) = \alpha_R(X^{+i}, T) + \alpha_d(X^{+i}, T). \quad (4.13)$$

La parte radiativa representa la recaptura *ligado-libre* en la cual las capturas de los fotones a cualquier nivel son seguidas por transiciones radiativas en cascadas, llegando al final al nivel base. De manera que el coeficiente de recombinación radiativa es una suma de todos los niveles, y es dominada por los niveles excitados. La parte dielectrónica resulta de las resonancias en las secciones eficaces de la recombinación total, las cuales están relacionadas a las resonancias en las secciones eficaces de fotoionización correspondientes. Físicamente, esto ocurre a energías a las cuales el electrón libre incidente puede aproximadamente ceder toda su energía cinética para excitar un nivel ligado del ion, creando de esta manera un nivel doblemente excitado de corta duración del siguiente estado más bajo de ionización [3].

4.1. Equilibrio termodinámico

Es frecuente relacionar $n_j(X^{(r)})$ o simplemente n_j , la densidad de partículas de átomos del elemento X , r -veces ionizado y en un estado j particular, a su valor en equilibrio termodinámico. Si entonces consideramos un elemento X el cual es r -veces ionizado, las poblaciones de dos niveles en el mismo ion o átomo son dadas por la *ecuación de Boltzmann*

$$\frac{n_j(X^{(r)})}{n_k(X^{(r)})} = \frac{g_{rj}}{g_{rk}} e^{-(E_{rj}-E_{rk})/kT}, \quad (4.14)$$

donde E_{rj} y g_{rj} son la energía y peso estadístico del nivel j en el estado de ionización r , respectivamente.

Si ahora sumamos sobre todo el índice k en el denominador de (4.14), obtenemos la fracción de átomos del elemento $X^{(r)}$ que son excitados al nivel j

$$\frac{n_j(X^{(r)})}{n(X^{(r)})} = \frac{g_{rj}}{f_r} e^{-E_{rj}/kT}, \quad (4.15)$$

con $f_r = \sum_k g_{rk} e^{-E_{rk}/kT}$. Mientras que la distribución de átomos del elemento X sobre los diferentes estados de ionización en equilibrio termodinámico es dada por la *ecuación de*

Saha

$$\frac{n(X^{(r+1)n_e})}{n(X^{(r)})} = 2 \frac{g_{r+1,1}}{g_{r,1}} \left(\frac{2\pi m_e k T}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\Phi_r/kT}, \quad (4.16)$$

donde el sub-índice 1 identifica al nivel base, n_e es la densidad electrónica, g es el peso estadístico, m_e es la masa de electrón, $k = 8,617 \times 10^{-5} \text{ eV/K}$ es la *constante de Boltzmann*, T es la temperatura (en grados Kelvins), $h = 4,136 \times 10^{15} \text{ eV}$ es la *constante de Planck* y $\Phi_r = E_{r+1,1} - E_{r,1}$ es la energía requerida para ionizar el ion $X^{(r)}$ desde el nivel base [43].

4.2. Equilibrio estadístico

Consideremos nuevamente que n_j es la densidad de partículas en el nivel j , caracterizado por todos los estados cuánticos g_j con más o menos la misma energía E_j . Bajo condiciones estables, n_j es invariante en el tiempo y el número de transiciones (por segundo por cm^3) entre un nivel superior j y un nivel inferior k es igual al número de transiciones entre un nivel inferior k y el superior j ; por lo tanto, se denota a $(R_{jk})_Y$ como la probabilidad por unidad de tiempo de que una partícula en el nivel j experimente una transición al nivel k como un resultado del proceso Y . Entonces, la llamada ecuación del equilibrio estadístico vendrá dada por

$$\frac{dn_j}{dt} = -n_j \sum_Y \sum_k (R_{jk})_Y + \sum_Y \sum_k n_k \times (R_{kj})_Y = 0, \quad (4.17)$$

donde la suma es extendida sobre todos los procesos Y y sobre todos los otros niveles k . Pero la forma específica de (4.17) depende del tipo de excitación, desexcitación, ionización y recombinación que esté siendo considerada [43].

4.3. Fotoionización de la región de línea estrecha

El principal mecanismo de inyección de energía en las regiones de emisión de las galaxias activas es la fotoionización. En ellas es posible observar líneas de emisión de baja ionización

tales como [O I] y [S II], y líneas de alta ionización tales como [Ne V] y [Fe VII] cuya emisión no puede ser únicamente atribuida a estrellas jóvenes y calientes. Es atribuida también a una fuente capaz de producir un espectro que se extienda mucho más en el rango UV comparado con el espectro producido por las estrellas en el centro de una nebulosa planetaria. La abundancia de fotones de altas energías producidos por esta fuente es capaz de producir especies de alta ionización (Ne^{+4} , Fe^{+7}) cercanas a la fuente, así como una gran zona de transición parcialmente ionizada en la cual H^0 , H^+ , O^0 y O^+ coexisten. Como en el caso del hidrógeno, el ancho de esta zona de transición es aproximadamente el camino libre medio l de un fotón ionizante

$$l = \frac{1}{n(H^0)a_\nu(H^0)}, \text{ [cm]}$$

donde $n(H^0)$ es la densidad de protones por unidad de volumen y $a_\nu(H^0)$ es la sección eficaz de fotoionización del H^0 . Por lo tanto, es claro que a medida que la energía de los fotones ionizantes sea más grande, también lo será el camino libre medio y, por lo tanto, la zona de transición [3].

Para predecir el espectro completo de una nube fotoionizada, solo necesitamos unos pocos parámetros tales como la forma del campo de radiación emitido por el objeto central, el flujo de los fotones que cae sobre la cara iluminada de la nube, y la composición del gas. En el presente trabajo hemos utilizado la versión C08.00 del código de fotoionización CLOUDY [2] con el propósito de reproducir los cocientes de baja y alta energía de ionización de [O IV]/[Ne III], [Ne III]/[Ne II], [O II]/[Ne II] y [O II]/[O III] observados en las galaxias Seyfert, así como en las galaxias starburst (SB), H II, BCDs y galaxias con propiedades de SB y AGN observadas. Utilizando estos cocientes será entonces posible diagnosticar junto con las observaciones las condiciones físicas presentes en los plasmas observados.

4.4. Frontera de materia y frontera de radiación

La luz de muchas de las nebulosas observadas en el visible proviene de gas a temperaturas cercanas a los 10^4 K. En el caso de la fotoionización de una nebulosa compuesta principalmente por hidrógeno descrita anteriormente, los cálculos se terminaron cuando el frente de ionización del hidrógeno se alcanzó, debido a que a partir de este punto la temperatura del gas se hace muy pequeña como para producir una emisión óptica apreciable.

Por lo tanto, se dice que una nebulosa tiene una *frontera de materia* si la región más externa a la región H^+ está delimitada por el borde más externo de la nube. En este caso la nube es completamente ionizada y ópticamente delgada al continuo incidente. Mientras que la nebulosa es llamada *frontera de radiación* si el límite más externo a la región H^+ es definido por un frente de ionización, de manera tal que existan regiones tibias ionizadas y neutrales frías. En este caso la región H^+ es ópticamente gruesa al continuo ionizante y ha absorbido casi todo de éste [44].

Capítulo 5

Diagnósticos espectrales

En general, la temperatura o el parámetro de ionización en una nebulosa pueden ser determinados a partir de las mediciones de un par particular de líneas de emisión, las cuales deben ser emitidas por un ion desde dos niveles con energías de excitación considerablemente diferentes. Mientras que la densidad puede ser determinada a partir de otro par de líneas emitidas por un ion desde dos niveles con aproximadamente la misma energía pero con diferentes probabilidades de la transición.

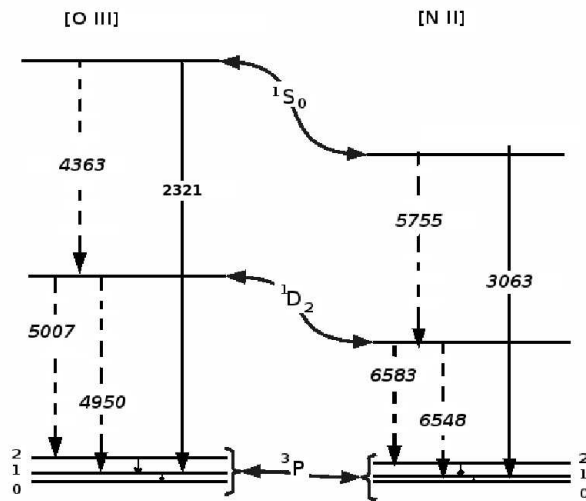


Figura 5.1: Diagrama de niveles de energía de los términos más bajos del [O II] y el [N II]. Las líneas de emisión en la región óptica son indicadas por líneas cortadas y por líneas sólidas en el infrarrojo y ultravioleta [3].

Como un ejemplo para explicar el diagnóstico de la temperatura en la forma clásica, consideremos los iones [O III] y [N II] cuyas líneas de emisión provienen de dos niveles superiores con energías de excitación diferentes. En el diagrama de niveles de energía de la Figura 5.1, se puede ver que la línea $\lambda 4363$ del [O III] proviene del nivel superior 1S , mientras que las líneas $\lambda 4959$ y $\lambda 5007$ provienen de un nivel mas bajo 1D . Cada emisión de un fotón en $\lambda 4363$ resulta en la población del nivel 1D , la cual es seguida por la emisión de un fotón en $\lambda 4959$ o en $\lambda 5007$ [3]. El cociente de las líneas de emisión para el [O III] es dado por

$$\frac{I_{\lambda 4959} + I_{\lambda 5007}}{I_{\lambda 4363}} = \frac{\Omega(^3P, ^1D)}{\Omega(^3P, ^1S)} \frac{(A_{1S, ^1D} + A_{1S, ^3P})}{A_{1S, ^1D}} \frac{\bar{\nu}(^3P, ^1D)}{\nu(^1S, ^1D)} e^{\Delta E/kT}, \quad (5.1)$$

donde

$$\bar{\nu}(^3P, ^1D) = \frac{A_{3P_2, ^1D_2} \nu(\lambda 5007) + A_{3P_1, ^1D_2} \nu(\lambda 4959)}{A_{3P_2, ^1D_2} + A_{3P_1, ^1D_2}} \quad (5.2)$$

y Ω es conocido como la fuerza de colisión, el cual es una función que depende de la velocidad del electrón, o sea su energía, y ΔE es la diferencia de energía entre los niveles 1D_2 y 1S_0 .

La solución numérica de la ecuación (5.1) es

$$\frac{I_{\lambda 4959} + I_{\lambda 5007}}{I_{\lambda 4363}} = \frac{8,32 e^{(3,29 \times 10^4/T)}}{1 + 4,5 \times 10^{-4} \frac{n_e}{T^{1/2}}}, \quad (5.3)$$

y para el [N II]

$$\frac{I_{\lambda 6548} + I_{\lambda 6583}}{I_{\lambda 5755}} = \frac{7,53 e^{(2,50 \times 10^4/T)}}{1 + 2,7 \times 10^{-3} \frac{n_e}{T^{1/2}}}, \quad (5.4)$$

las cuales claramente dependen de la temperatura T ; en ambas ecuaciones la densidad electrónica n_e debe ser conocida.

Un buen ejemplo de líneas que pueden ser usadas para diagnosticar la *densidad electrónica* son: $\lambda 3729$ y $\lambda 3726$ del [O II] y $\lambda 6716$ y $\lambda 6731$ del [S II]. Cuyos cocientes de línea dependen de las poblaciones de los niveles superiores y de las respectivas probabilidades

de transición. Por ejemplo, para el [O II] tendremos

$$\frac{I_{\lambda 3729}}{I_{\lambda 3726}} = \frac{n^2_{D_{5/2}} A_{\lambda 3729}}{n^2_{D_{3/2}} A_{\lambda 3726}}, \quad (5.5)$$

y para el [S II]

$$\frac{I_{\lambda 6731}}{I_{\lambda 6716}} = \frac{n^2_{D_{3/2}} A_{\lambda 6731}}{n^2_{D_{5/2}} A_{\lambda 6716}}. \quad (5.6)$$

5.1. Polvo en los núcleos activos de galaxias

La región de líneas anchas y la región de líneas delgadas se encuentran ubicadas hacia el centro de las galaxias anfitrionas; por lo tanto la luz que proviene de estas regiones debe atravesar el medio interestelar de la galaxia anfitriona así como el de nuestra Galaxia. Una de las razones por las que se afirma que hay polvo en el BLR es la presencia de líneas de Al, Ca, Si y Fe en el espectro observado, ya que estos elementos son fuertemente desviados del gas si este contiene granos. Por otro lado, al encontrarse esta región tan cerca a la fuente central, las partículas son calentadas por encima de sus temperaturas de sublimación; por lo tanto, es posible que las partículas de polvo existan dentro de zonas bien protegidas de la BLR.

La región de líneas estrechas se encuentra lo suficientemente lejos de la fuente de radiación central como para calentar los granos a sus temperaturas de sublimación. Dado que en esta región no se observan en forma de gas los elementos mencionados arriba, se piensa que ellos se han condensado. La emisión infrarroja térmica, atribuida a los granos calientes, es detectada justamente en esta región debido a que la radiación absorbida por el polvo es re-radiada en el infrarrojo. Las mediciones de un gran número de galaxias a longitudes de ondas tan grandes como $\sim 100 \mu\text{m}$ muestran claramente un exceso de polvo calentado en los AGNs. De hecho, se ha observado un pico en el continuo infrarrojo en $\lambda \sim 1 \mu\text{m}$, el cual cae a longitudes de ondas más cortas. Este pico corresponde a una temperatura de $\sim 10^3$ K, aproximadamente la temperatura de sublimación de muchos sólidos. La interpretación

es que el polvo está presente con un rango de distancias desde la fuente central y con un correspondiente rango de temperaturas, hasta el punto donde las partículas son destruidas por sublimación [3].

5.2. Corrección por extinción

El efecto más obvio del polvo interestelar es la extinción de la luz proveniente de estrellas distantes y nebulosas. En el óptico, la extinción es mayormente debida a la dispersión. Aunque también hay una componente de la extinción debida a la absorbción pero es menos importante. Estos efectos resultan en la reducción de la cantidad de luz que proviene de una fuente brillante cuando ésta pasa a través del polvo interestelar, y es dada por

$$I_{\lambda} = I_{\lambda_0} e^{-\tau_{\lambda}}, \quad (5.7)$$

donde I_{λ_0} es la intensidad que veríamos en ausencia del polvo interestelar, I_{λ} es la intensidad afectada por el polvo y τ_{λ} es la profundidad óptica en la longitud de onda observada. La cual viene dada por

$$\tau_{\lambda} = \frac{1}{1,086} A_{\lambda}, \quad (5.8)$$

donde A_{λ} es la magnitud de extinción en la respectiva longitud de onda. Naturalmente, la extinción interestelar hace que el cociente entre las intensidades observadas de las líneas de emisión, $I_{\lambda_1}/I_{\lambda_2}$, difieran de sus cocientes emitidos en la nebulosa (sin extinción), $I_{\lambda_{1o}}/I_{\lambda_{2o}}$, de la forma

$$\frac{I_{\lambda_1}}{I_{\lambda_2}} = \frac{I_{\lambda_{1o}}}{I_{\lambda_{2o}}} e^{-(\tau_{\lambda_1} - \tau_{\lambda_2})}. \quad (5.9)$$

A primera aproximación, se puede asumir que la extinción interestelar tiene una forma promedio de modo que la ecuación anterior sea

$$\frac{I_{\lambda_1}}{I_{\lambda_2}} = \frac{I_{\lambda_{1o}}}{I_{\lambda_{2o}}} e^{-C(f(\lambda_1) - f(\lambda_2))}, \quad (5.10)$$

donde el factor C depende de la estrella, pero la función f_λ es aproximadamente la misma para la mayoría de las estrellas en la Galaxia. Entonces, la corrección depende únicamente de la forma de la curva de extinción interestelar y de la cantidad de extinción. Para este trabajo hemos usado la curva de extinción interestelar de Cardelli [45]

$$\langle A_\lambda/A(V) \rangle = a(x) + \frac{b(x)}{R_V}, \quad (5.11)$$

para la cual hemos asumido una extinción general $R_V=3.1$, la cual representa un valor típico para el medio interestelar [13]. Las cantidades $a(x)$ y $b(x)$ son polinomios que vienen dados en terminos de $y = (x - 1, 82)$. Para encontrar la cantidad de corrección, el principio es usar los cocientes de dos líneas observadas para las cuales las intensidades relativas, sin extinción, son conocidas independientemente. Estos cocientes deberían ser independientes de las condiciones físicas y fáciles de medir en todas las nebulosas. Sin embargo, tales pares de líneas no existen en la naturaleza, pero tenemos varias aproximaciones que pueden utilizarse para obtener un buen estimado de la extinción interestelar.

Capítulo 6

Resultados y discusiones I

6.1. Distribuciones espectrales de energía

Un continuo que se extienda en un amplio rango de longitudes de ondas es característico de un AGN [18]. El continuo observado en una galaxia Seyfert tipo 1 típica es muy fuerte comparado con las galaxias Seyfert tipo 2; como consecuencia, las galaxias Seyfert tipo 1 son más luminosas que las Seyfert tipo 2. Anteriormente se pensaba que el continuo característico de un AGN era bastante plano. Por lo tanto, una ley de potencias de la forma

$$F_\nu \propto \nu^{-\alpha} \quad (6.1)$$

era utilizado para describir el flujo de energía monocromático F_ν , donde α es el índice espectral asumido como ≈ 1 [10].

En el presente trabajo queremos modelar la región de línea estrecha de un AGN típico. Para esto hemos utilizado para el continuo una ley de potencias por partes, dada por la ecuación (6.1), con $\alpha=0,5$ para energías por debajo de 13,6 eV, $\alpha=1,5$ para energías que van desde 13,6 eV a 1 keV, y $\alpha=0,8$ para las energías por encima de 1 keV tal como las utilizadas y sugeridas por Kraemer [46] y Meléndez [13].

Para modelar el continuo producido por las galaxias starburst, hemos utilizado el sitio web Starburst99 [4], en el cual consideramos una ley de formación estelar continua de

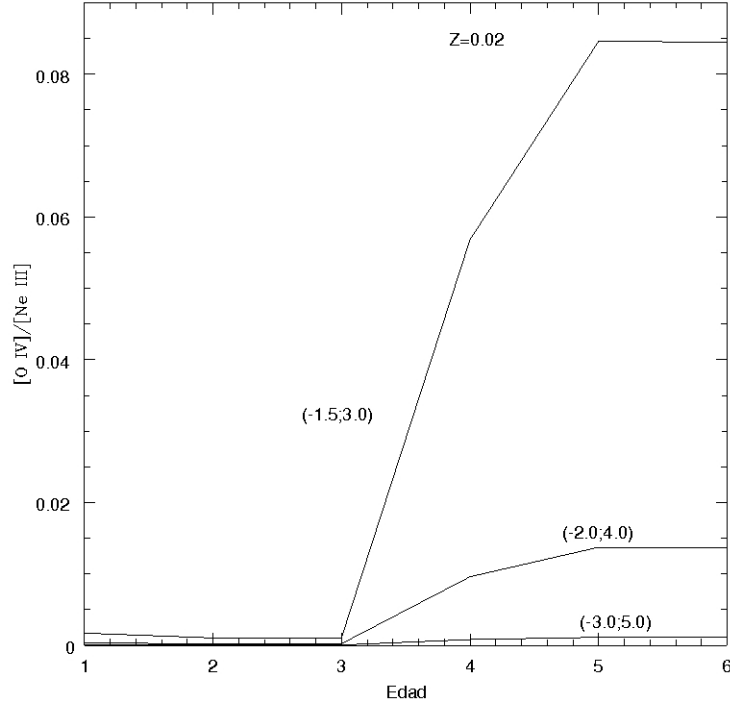


Figura 6.1: Cociente de $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ en función de la edad de la población estelar para una metalicidad $Z = 0,02$. Los números entre paréntesis son el parámetro de ionización U y la densidad de hidrógeno n_H .

4×10^6 años. Esta ley de formación estelar nos garantiza que el número de fotones emitidos con una energía por encima del Ne^{+3} será máxima, pudiendo de esta manera ionizar el $[\text{O IV}]$. En las Figuras 6.1 y 6.2 podemos observar como, para edades mayores a 3 millones de años, la emisión de $[\text{O IV}]$ se hace bastante fuerte con respecto a la emisión del $[\text{Ne III}]$ y el $[\text{O III}]$, estos dos últimos son indicadores de formación estelar y son producidos por fotones provenientes principalmente de estrellas jóvenes del tipo espectral O y B. El $[\text{O IV}]$ es producido por fotones altamente ionizantes emitidos principalmente por estrellas WR. Por lo tanto, a una edad de 4 millones de años cuando se forman las estrellas WR la emisión del $[\text{O IV}]$ domina sobre la emisión del $[\text{O III}]$ y $[\text{Ne III}]$. Por otro lado, podemos ver en la Figura 6.3 que la emisión del $[\text{Ne II}]$ es importante alrededor de los 3 millones de años, pero que a partir de los 4 millones de años comienza a decaer, lo cual nos sugiere que una gran parte del $[\text{Ne II}]$ está siendo convertido en $[\text{Ne III}]$ por los fotones ionizantes de las estrellas WR.

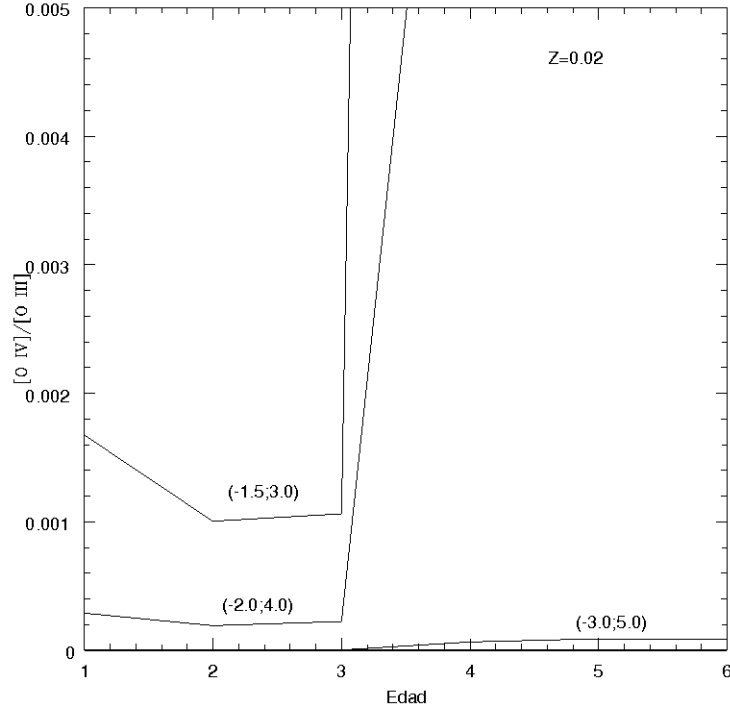


Figura 6.2: Cociente de $[\text{O IV}]/[\text{O III}]$ en función de la edad de la población estelar para una metalicidad $Z = 0,02$. Los números entre paréntesis son el parámetro de ionización U y la densidad de hidrógeno n_H .

Como veremos más adelante, los cocientes $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ y $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ observados en la mayoría de las galaxias SB no pueden ser reproducidos simultáneamente, lo cual según [28] es posiblemente debido a que: 1) la estructura de la galaxia es más complicada que la asumida en los modelos; 2) aunque uno o unos pocos brotes de edades jóvenes similares dominen el flujo ionizante, el espectro probablemente no esté completamente descrito por un único brote de población; y 3) los datos atómicos podrían ser inexactos.

Sin embargo, hay que resaltar que éstos son elementos con bajas energías de ionización (como el del $[\text{Ne II}]$, 40,96 eV) y de altas energías de ionización (como el $[\text{O IV}]$, 87,6 eV) y, por lo tanto, encontrar una distribución espectral de energía capaz de producir de manera eficiente ambos iones en un mismo tiempo requiere de una mayor complejidad.

En la ausencia de un AGN, la mayoría de las propiedades radiativas de las galaxias starburst son determinadas por su contenido en estrellas masivas. Por lo tanto, hemos

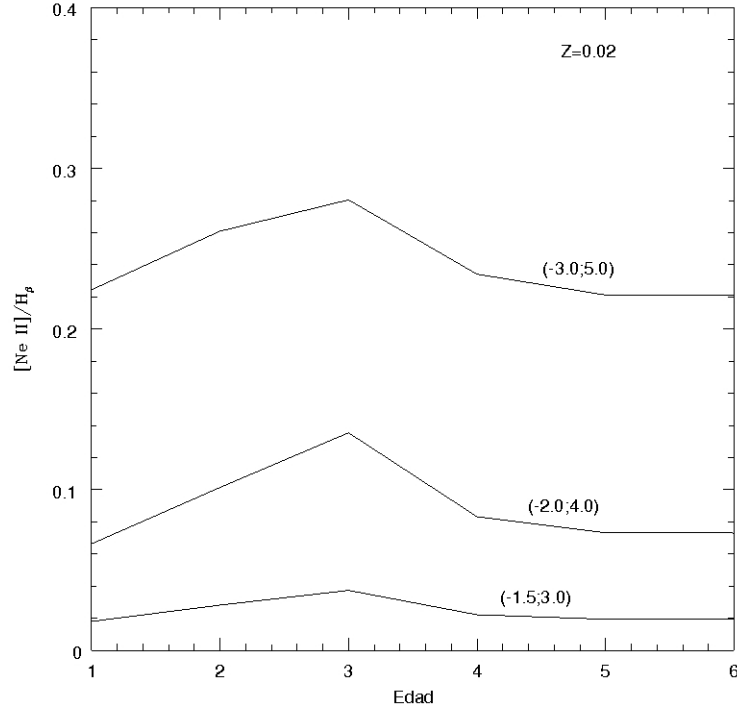


Figura 6.3: Cociente de $[\text{Ne II}]/\text{H}_\beta$ en función de la edad de la población estelar para una metalicidad $Z = 0,02$. Los números entre paréntesis son el parámetro de ionización U y la densidad de hidrógeno n_H .

escogido para nuestra distribución espectral de energías del modelo starburst una función de masa inicial de Salpeter con una ley de potencias de 2,35. Los otros parámetros en el sitio web Starburst99 fueron dejados con sus valores por defecto por estar en nuestros rangos físicos de interés. En la Figura 6.4 podemos observar que, para una ley de formación estelar como la elegida por nosotros, produce $\sim 10^{3,7}$ estrellas O y $\sim 10^{2,5}$ estrellas WR [4].

El flujo de fotones provenientes de las estrellas ionizantes o del AGN cae sobre la nube de gas. Este flujo junto con la densidad de la nube son combinados para caracterizar la intensidad del continuo en una cantidad adimensional conocida como el *parámetro de ionización*

$$U = \frac{1}{4\pi r^2 c n_H} \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{L_\nu}{h\nu} d\nu, \quad (6.2)$$

donde r es la distancia a la nube, c es la velocidad de la luz, n_H es la densidad de hidrógeno total y ν_0 es ajustado a la energía de ionización del hidrógeno (1 Rydberg). L_ν es la

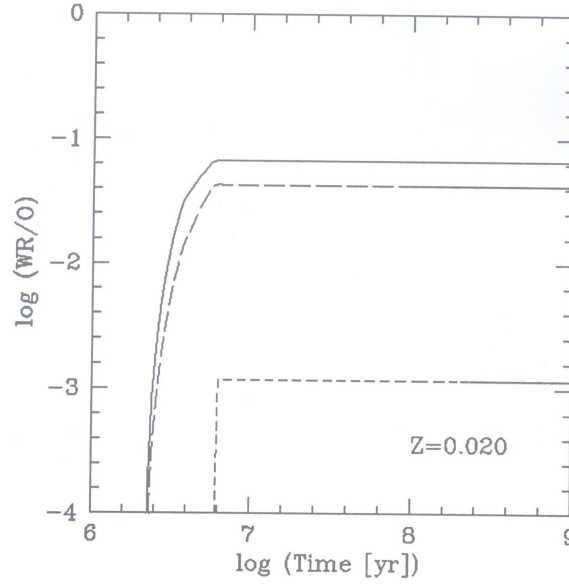


Figura 6.4: Cociente de estrellas WR a estrellas O. Ley de formación estelar: continua; línea sólida, $\alpha=2,35$, $M_{up}=100 M_{\odot}$; línea larga-discontinua, $\alpha=3,30$, $M_{up}=100 M_{\odot}$; línea corta-discontinua, $\alpha=2,35$, $M_{up}=30 M_{\odot}$ [4].

luminosidad de la fuente por unidad de intervalo de frecuencia que, integrada (como en la sección anterior), no es más que el flujo de fotonones ionizantes $Q(H)$ provenientes de la estrella

$$Q(H) = \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{L_{\nu}}{h\nu} d\nu.$$

De esta manera el parámetro de ionización puede ser escrito como el cociente entre el flujo de fotones ionizantes y la densidad de átomos de hidrógeno

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi r^2 c n_H}, \quad (6.3)$$

el cual es un claro indicador de la alta o baja ionización del plasma [3].

Para construir el continuo de nuestros modelos de AGN y starburst hemos especificado, además de la distribución espectral de energía, un parámetro de ionización. En la Figura 6.5 mostramos el cálculo de las columnas iónicas del [O IV], [Ne II] y [Ne III] en función del parámetro de ionización en un rango de densidades entre 10^2 y 10^7 cm^{-3} , en donde

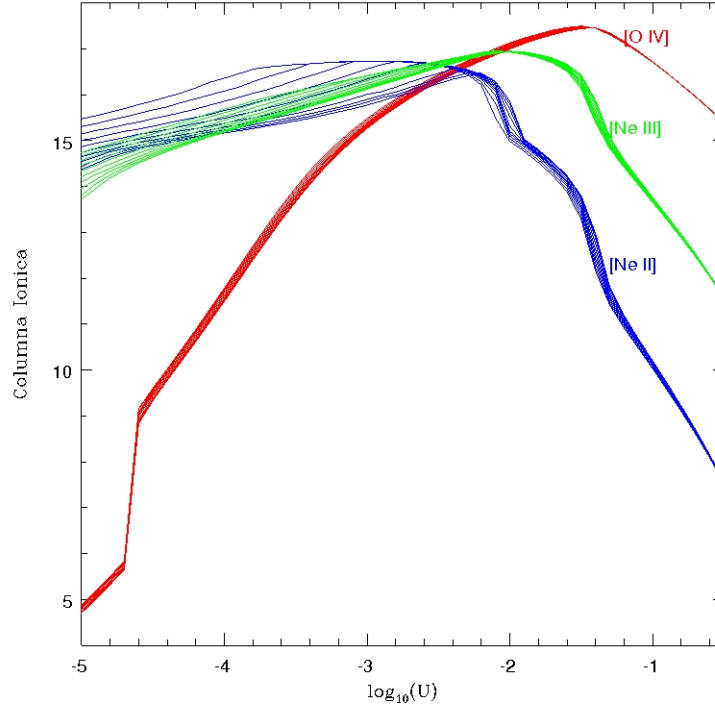


Figura 6.5: Columnas iónicas del [O IV], [Ne III], y [Ne II] en función del parámetro de ionización. Cada línea de cada elemento es calculada en un grid de densidades de 10^2 a 10^7 cm^{-3} .

podemos observar que a parámetros de ionización bajos, alrededor de 10^{-4} , el [Ne II] y [Ne III] son producidos de forma eficiente, mientras que el [O IV] se produce muy poco. Este escenario se invierte si vemos ahora hacia valores altos del parámetro de ionización. En este caso, el [O IV] es mejor producido que el [Ne III] y aún más que el [Ne II]. Este resultado surge del hecho de que el oxígeno es una especie de alta ionización, mientras que el [Ne III] y [Ne II] son especies de mediana a baja ionización, respectivamente. El [Ne III] por ser una especie de mediana ionización será producido en ambos modelos sin afectar los resultados. Finalmente, un valor promedio del parámetro de ionización capaz de producir eficientemente cada uno de estos iones oscila alrededor de 10^{-2} .

A partir de este resultado, el parámetro de ionización utilizado para especificar las distribuciones espectrales de energía del AGN y starburst fue de 10^{-2} . Recordemos que para construir la distribución espectral de energía del starburst hemos asumido una ley de formación estelar continua. Sin embargo, también estudiamos la posibilidad de asumir

una ley de formación estelar instantánea y encontramos que con esta última llegamos a los mismos resultados, ya que el conciente de $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$, para una ley de formación estelar instantánea de 4×10^6 años, es similar al de la continua presentando un máximo a 4 millones de años. Por lo tanto, encontramos que para construir nuestros diagramas de diagnósticos entre la formación estelar y el AGN la ley de formación utilizada no afecta los resultados.

Con el propósito de verificar nuestros modelos de AGN y starburst contruidos con CLOUDY C08.00 hemos graficado cada uno de los continuos, los cuales son mostrados en la Figura 6.6. En ella podemos observar los continuos incidentes debidos a la fuente del AGN, a la fuente compuesta por estrellas O y WR y a la fuente compuesta por el AGN más las estrellas O y WR. Las líneas verticales, las cuales indican las energías de ionización del $[\text{O IV}]$, $[\text{Ne II}]$ y $[\text{Ne III}]$, nos dicen que ambos continuos serán responsables de la emisión de las líneas de estos iones, así como del $[\text{Ne V}]$.

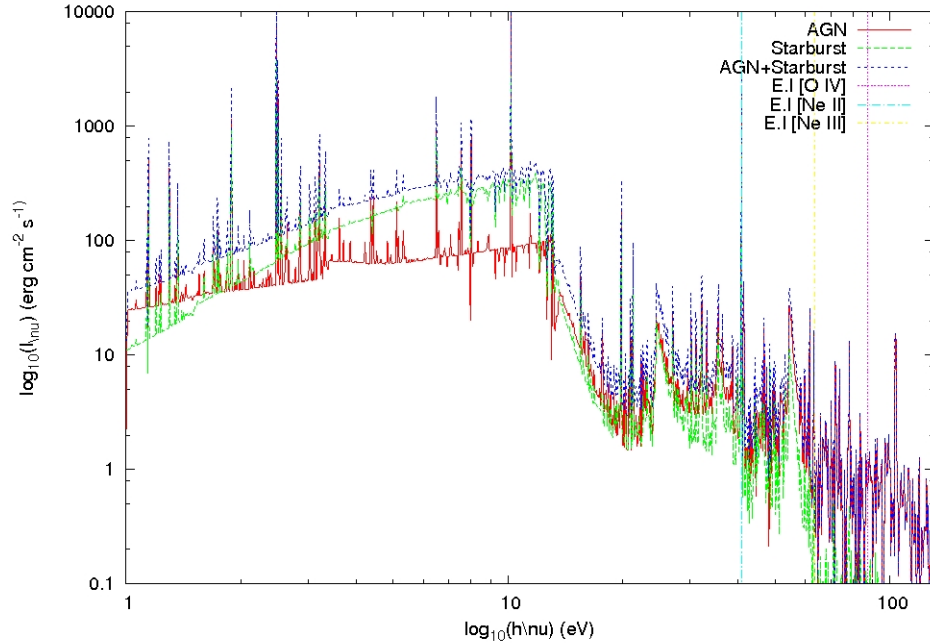


Figura 6.6: Continuos insidentes teóricos producidos por el AGN, una población de estrellas O y WR, y la suma de ambos continuos. Las líneas verticales indican las energías de ionización del $[\text{O IV}]$, $[\text{Ne II}]$ y $[\text{Ne III}]$.

6.2. Modelos AGN y Starburst

Tanto para nuestro modelo del AGN como para el del starburst, escogimos una geometría plano-paralela como la mostrada en la Figura 6.7, y variamos para ambos modelos el parámetro de ionización U dentro de un rango de $10^{0.5}$ a $10^{-4.5}$ y la densidad de hidrógeno n_H de 10^2 a 10^7 cm^{-3} , los cuales son rangos característicos de estas nubes. La geometría plano-paralela es definida por el “covering factor”, $\Omega/4\pi$, como la fracción de la nube que es cubierta por el gas. Este “covering factor” considera regiones con densidades columnares insuficientes. Es decir, aquéllas donde el gas no puede absorber completamente el continuo incidente. En este sentido, la luminosidad de una línea de emisión puede ser definida como una función de la intensidad ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) predicha por el modelo como

$$L = 4\pi r^2 \left(\frac{\Omega}{4\pi} \right) I, \quad (6.4)$$

donde r es el radio interno de la nube e I es la intensidad media predicha de la línea cuando ésta escapa de la nube ionizada.

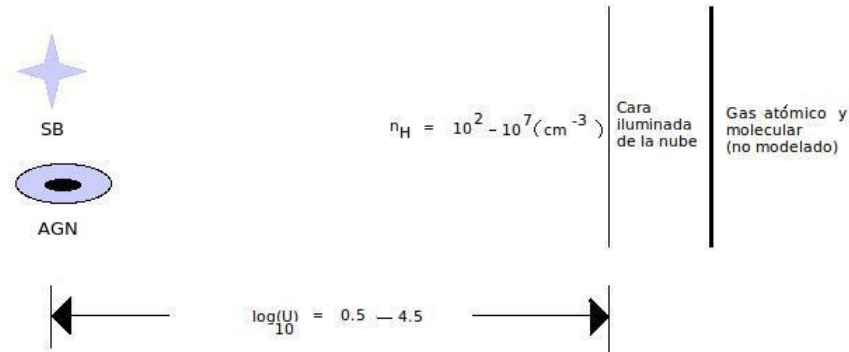


Figura 6.7: Geometría plano paralela. Aunque en la imagen el AGN y el starburst están puestos a la misma distancia de la nube, en nuestro modelo no restringimos la posición del AGN respecto del starburst.

Debemos notar que en nuestro modelo la distancia de la fuente a la nube es un parámetro libre, lo cual es de gran ventaja debido a las grandes incertidumbres que aún existen acerca de la estructura interna de estas galaxias activas. De manera que la distancia de la fuente

(AGN y starburst) queda determinada por el parámetro de ionización y el flujo de fotones ionizantes.

Para detener los cálculos de fotoionización dentro de la nube, exigimos que el cálculo se detuviera cuando la densidad columnar de hidrógeno n_H fuera igual a 10^{21} cm^{-2} , o por el contrario, que la temperatura se hiciera $\simeq 4.000 \text{ K}$. Estos criterios de detención permiten que los cálculos sean lo suficientemente profundos en la nube como para incluir toda la emisión del H^+ , pero lo suficientemente superficial como para que los efectos de esfericidad sean mínimos.

Para el modelo del AGN utilizamos una abundancia del tipo solar, la cual no incluye granos, dadas en CLOUDY. Estas abundancias son una recopilación de las abundancias dadas en [47] y [48]. Mientras que para el modelo del starburst utilizamos las abundancias de Orion, las cuales incluyen granos, también dadas por CLOUDY e inicialmente tomadas de [49]. Los cálculos tanto en el modelo de fotoionización por el AGN, como en el de fotoionización por el starburst, fueron detenidos utilizando como criterio una densidad columnar de hidrógeno de $N(H)=10^{21} \text{ cm}^{-2}$. Es decir, que los cálculos de fotoionización se detuvieron en algunos casos cuando una temperatura límite $T=4.000 \text{ K}$ fue alcanzada y en otros casos cuando $N(H)$ fue alcanzado antes. El primero, como dijimos antes, corresponde a una nube ópticamente delgada a la radiación incidente, mientras que la segunda a una nube ópticamente gruesa a la radiación incidente. En el Cuadro 8.6, se indica cuál proceso fue detenido por una frontera de radiación y cuál por una frontera de materia.

Hasta ahora hemos descrito nuestros modelos de fotoionización tanto para el AGN como para el starburst. Como veremos más adelante, para lograr reproducir los cocientes observados de $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ & $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ simultáneamente, fue necesario utilizar un modelo de dos zonas, en el cual combinamos una nube de baja ionización y alta densidad con una de alta ionización y baja densidad para cada galaxia Seyfert observada. Mientras que para modelar cada una de las galaxias starburst fue necesario combinar nubes de baja ionización con nubes altamente ionizadas pero con densidades similares. Esto fue debido a que nuestros modelos simples de fotoionización (AGN y starburst) podían reproducir solo

algunas de las galaxias.

Finalmente con el propósito de discriminar entre la contribución debida al AGN y a la formación estelar, construimos un modelo a partir de la combinación de las líneas de emisión producidas por el modelo del AGN puro con las del starburst puro. Como veremos más adelante, encontramos que las especies con energías de ionización más altas son debidas a la radiación producida por el AGN, mientras que las de más baja ionización tienen a ser producidas más eficientemente por la radiación de las estrellas ionizantes.

Capítulo 7

Resultados y discusiones II

7.1. Cociente infrarrojo del [Ne V]

Como ya hemos dicho anteriormente, la espectroscopía de las líneas de emisión del mediano infrarrojo de los núcleos activos de galaxia es usada en el diagnóstico de las condiciones físicas del polvo y el gas en las proximidades de los núcleos activos. De hecho, las líneas de la estructura fina son particularmente útiles en el diagnóstico de las densidades electrónicas del gas que se encuentra en la región central del AGN, el cual se piensa está a temperaturas del orden de 10^4 K, ya que son independientes de la temperatura. También se cree que estos cocientes son insensibles a las correcciones por enrojecimiento, lo cual representa un gran problema en el óptico y ultravioleta, particularmente en el NLR donde la composición del polvo y la distribución espacial son altamente inciertas. Por esta razón, las observaciones espectroscópicas infrarrojas son una de las herramientas más confiables para estudiar el NLR en los AGNs [50]. En el presente trabajo, hemos utilizado el cociente infrarrojo del [Ne V] $14,32 \mu\text{m}/24,28 \mu\text{m}$ para diagnosticar la densidad media de la región de línea estrecha, alrededor de la cual variamos la densidad en los modelos de fotoionización. Para esto utilizamos solo la configuración de los cinco niveles del estado base $2s^22p^2$ y despreciamos la absorción y la emisión estimulada. Además, utilizamos la fuerzas de colisión calculadas por Mendoza (especialmente para este trabajo) y las probabilidades de

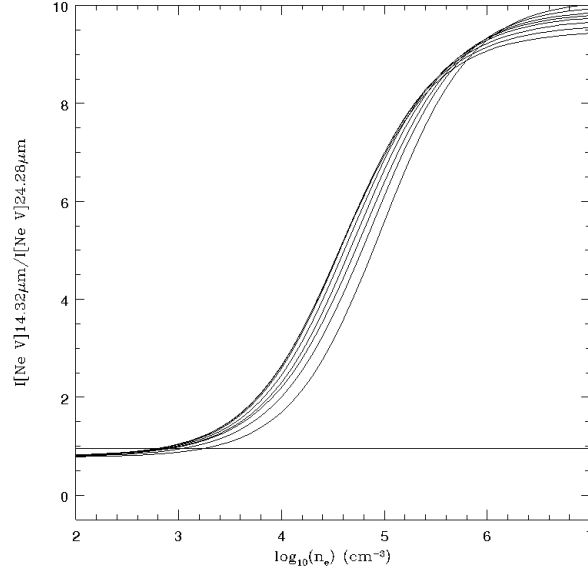


Figura 7.1: Cociente teórico infrarrojo del [Ne V] 14,32 μm /24,28 μm comparado con el cociente promedio observado para las galaxias Seyfert 1 en función de la densidad de hidrógeno n_H . Cada curva teórica corresponde a un valor del parámetro de ionización entre 10^{-4} y $10^{-0,5}$.

la transición de [51], las energías de los niveles fueron tomadas de la base de datos de espectros atómicos del *National Institute of Standards and Technology* (NIST) [52]. El cálculo se llevó a cabo utilizando el código de cálculo de cociente de líneas `specf` en FORTRAN [53]. Hemos comparado este cociente con el cociente observado de las galaxias Seyfert 1, el cual cae un poco por encima del límite de baja densidad teórico (Figura 7.1). Las galaxias Seyfert 2 tienen un cociente observado que cae muy por debajo de este límite y, por lo tanto, no puede ser utilizado en los diagnósticos. Varias de las razones por las cuales este cociente cae por debajo del límite de baja densidad son: los cocientes podrían haber sido afectados por artefactos introducidos en las variaciones de los tamaños de la rendija desde donde se obtienen los flujos de las líneas; quizás las incertidumbres en la calibración; o la sustancial extinción del mediano infrarrojo. Alternativamente, también es posible que se hayan despreciado algunos procesos físicos importantes en el cálculo de los cocientes teóricos o errores en los coeficientes de las tasas colisionales para las transiciones del [Ne V] [50].

En el presente trabajo se revisaron las fuerzas de la colisión utilizadas para el calculo

de los cocientes teóricos. En función de esto, encontramos que el cociente era invariante al mejoramiento de los datos atómicos. Así mismo en [50] después de un estudio en cada uno de los puntos expuestos en el párrafo anterior, se concluyó que el cociente observado por debajo del límite de baja densidad es causado por las diferentes extinciones infrarrojas en la región donde se emite el [Ne V], la cual a su vez es causada por el polvo en el toroide. Este resultado sugiere que: 1) la región donde se origina la emisión del [Ne V] está mucho más cercana a la fuente central de lo que se pensaba; 2) que la porción de la NLR donde se emite el [Ne V] es oscurecida por el polvo en la galaxia anfitriona o en la propia NLR; o 3) una combinación de ambos escenarios. Es posible que en muchos de los AGNs observados la región donde se emite el [Ne V] se encuentre en el interior del toroide y que, por lo tanto, las grandes diferencias en la extinción del mediano infrarojo causadas por el polvo en el toroide sean las responsables del cociente observado por debajo del cociente teórico en el límite de baja densidad.

Finalmente, de la Figura 7.1 podemos ver que el cociente observado reproduce los cocientes teóricos para un valor de la densidad de hidrógeno aproximado de 10^3 cm^{-3} , la cual es menor que la densidad crítica de estos niveles: $3,5 \times 10^4$ y $6,2 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ para los niveles $^3\text{P}_2$ y $^3\text{P}_1$, respectivamente. Por lo tanto con el propósito de diagnosticar la densidad en la región de línea estrecha utilizamos un grid de 10^2 a 10^7 cm^{-3} , el cual incluye el valor medio diagnosticado.

7.2. Densidad y parámetro de ionización de la región de línea estrecha

Con el propósito de diagnosticar la densidad de hidrógeno n_H y el parámetro de ionización U en la región de línea estrecha de las 79 galaxias Seyferts observadas en el infrarojo, bajo las cuales es posible observar la emisión de [O IV]/[Ne III]&[Ne III]/[Ne II] simultáneamente, hicimos una malla de modelos de fotoionización en el cual variamos

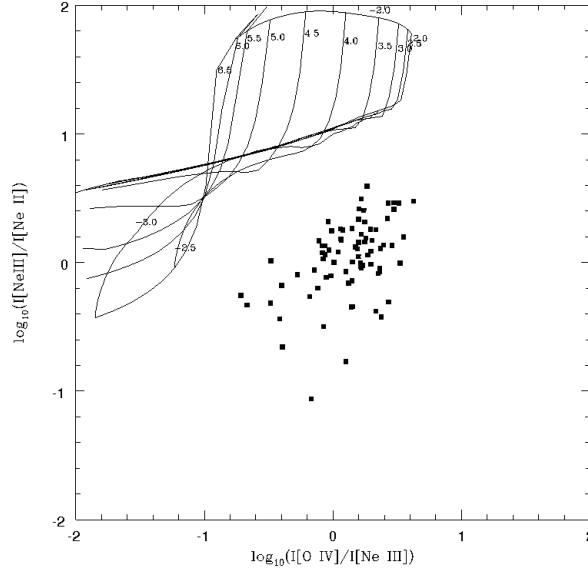


Figura 7.2: Comparación entre el cociente de $[O\ IV]/[Ne\ III] \& [Ne\ III]/[Ne\ II]$ calculado a partir de un modelo de fotoionización de una sola zona con la muestra BAT de galaxias Seyferts.

el parámetro de ionización de $10^{0.5}$ a $10^{-5.0}$ y la densidad de 10^2 a 10^7 cm^{-3} . Luego comparamos el grid de modelos de fotoionización generados a partir de un modelo de *una sola zona*, es decir un modelo formado por una nube de gas y la fuente. Como podemos ver en la Figura 7.2, este modelo es incapaz de reproducir el cociente de $[O\ IV]/[Ne\ III] \& [Ne\ III]/[Ne\ II]$ simultáneamente. Este resultado no es sorprendente pues recordemos que el O^{+3} es un ion de alta ionización mientras que el Ne^{+2} y Ne^{+} son iones de mediana y baja ionización. Estos iones también presentan un amplio rango de densidades críticas, por lo que es difícil encontrar una sola nube capaz de reproducir al mismo tiempo elementos con tan amplios parámetros físicos, los cuales, por lo tanto, son producidos bajo condiciones físicas diferentes. De manera que un modelo que combine dos nubes fotoionizadas con diferentes propiedades físicas se acerca más a un modelo físicamente más real. Estos modelos son conocidos en la literatura como *modelos de dos zonas*. A partir de este modelo conseguimos que una nube produce mayormente el $[Ne\ II]$ y la otra nube produce el $[Ne\ V]$ y $[O\ IV]$ que tienen densidades críticas similares y energías de ionización mayores que el límite de $He\ II$ ($\sim 54\text{ eV}$). Entre las dos nubes está la emisión del $[Ne\ III]$. Estos modelos

de dos nubes por lo general son una composición de una nube con un frente de ionización y otro de materia dada las diferencias en energía de ionización. Este modelo de dos zonas es similar a aproximaciones que se han hecho en el óptico [54]. El modelo de dos zonas que

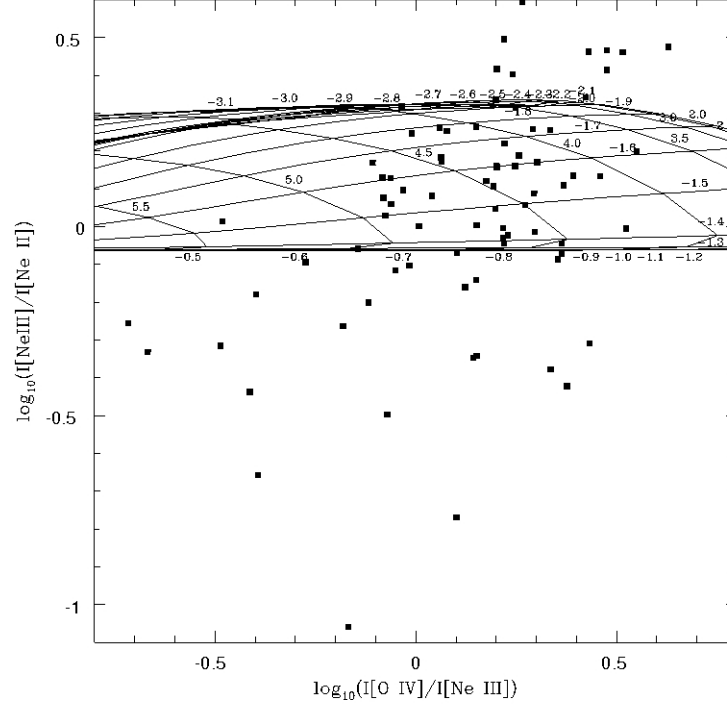


Figura 7.3: Grid en parámetro de ionización U y densidad de hidrógeno n_H del cociente $[O\ IV]/[Ne\ III] \& [Ne\ III]/[Ne\ II]$ para el modelo de dos zonas del AGN. Los puntos negros son las galaxias Seyfert observadas.

mejor reproduce el cociente observado de $[O\ IV]/[Ne\ III] \& [Ne\ III]/[Ne\ II]$ simultáneamente proviene esencialmente de la combinación de cada una de las líneas de $[O\ IV]$, $[Ne\ V]$, $[Ne\ III]$ y $[Ne\ II]$ producidas en una nube en la que la emisión del $[Ne\ II]$ es máxima (lo cual ocurre para $U = 10^{-4.5}$ y $n_H = 10^{4.9}$) con las líneas producidas en el grid de modelos de una sola zona. El grid de parámetros del modelo de dos zonas resultante de esta combinación que mejor reproduce las observaciones es mostrado en la Figura 7.3. En esta misma Figura podemos observar que $\sim 60\%$ de las observaciones caen dentro del grid, el otro $\sim 40\%$ puede ser reproducido en nubes donde la emisión es dominada por el $[O\ IV]$. Sin embargo, para modelar todas las galaxias Seyfert observadas hemos fijado una nube producida a un

cierto valor de densidad de hidrógeno n_H y parámetro de ionización U del modelo de una sola zona, y luego sumamos las emisiones de [O IV], [Ne II], [Ne III] y [Ne V] producidas en esta nube a las emisiones de estas mismas líneas producidas en otra nube, hasta completar todas las nubes del modelo simple. Con el modelo de dos zonas construido comenzamos a comparar simultáneamente los cocientes [O IV]/[Ne III], [Ne III]/[Ne II] y [Ne V]14,32 μm /24,28 μm teóricos con los observados hasta encontrar aquéllos que mejor se ajustaron a las observaciones.

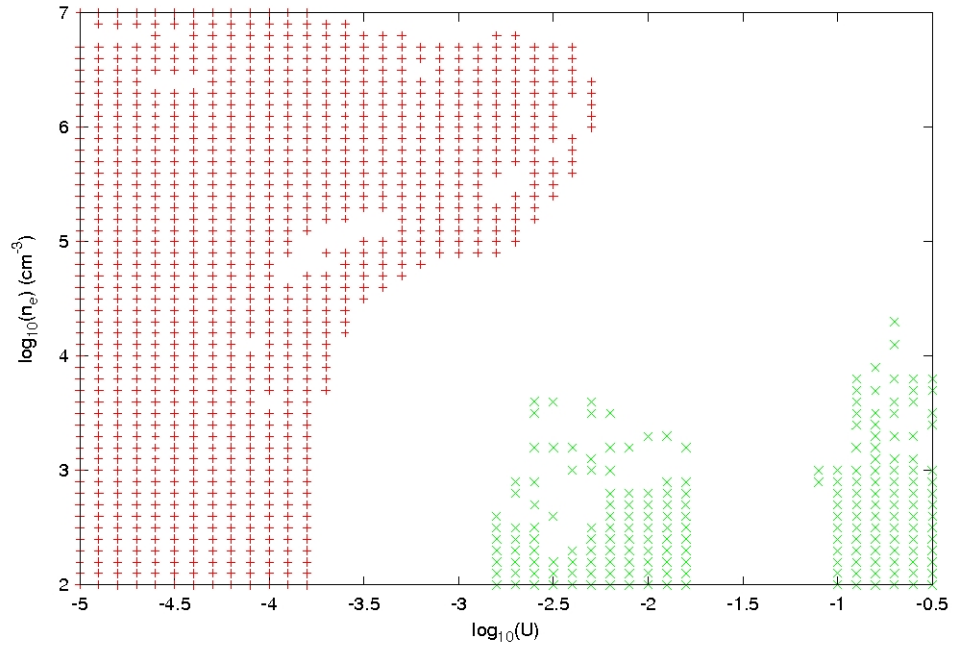


Figura 7.4: Espacio de parámetros de la región de línea estrecha de las galaxias Seyfert.

En la Figura 7.4 y en el Cuadro 8.6 podemos ver el espacio de parámetros para los cuales la región de línea estrecha de las galaxias Seyfert son reproducidas. En esta misma Figura 7.4 claramente observamos que en las regiones de línea estrecha de las galaxias observadas existen regiones de baja densidad ($\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$) y alta a mediana ionización (con un parámetro de ionización alrededor de $10^{-1.5}$) donde mayormente se produce el [O IV] y el [Ne V], y una que barre todo el rango de densidades desde 10^2 a 10^7 cm^{-3} en un correspondiente rango de mediano-bajo parámetro de ionización ($U \sim 10^{-3.5}$) donde es mejor producida la línea de [Ne II]. Estos resultados por lo tanto nos sugieren una

ionización de las nubes debida a la fuente estelar y otra al AGN.

7.3. Diagnóstico de las condiciones físicas de la muestra de galaxias starburst

Para reproducir los cocientes observados de $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ y $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ de las galaxias starburst simultáneamente fue también necesario utilizar un modelo de dos zonas. Esto es probablemente debido a que los procesos involucrados en la fotoionización de estas nubes son sumamente complicados, lo que nos lleva a proponer combinaciones de nubes. Este mismo modelo fue utilizado para reproducir tanto las galaxias starburst como las galaxias H II. En la Figura 7.5 podemos ver que el espacio de parámetros en el cual estas galaxias son reproducidas se divide en una zona de baja ionización ($\log_{10} U \approx -3,5$) y otra de alta ionización ($\log_{10} U \approx -1,5$), aunque ambas regiones se encuentran a aproximadamente a la misma densidad. Por otro lado, en [55] encontraron que el valor promedio el logaritmo del parámetro de ionización de las galaxias starburst es $-2,3$ con una densidad electrónica característica de 350 cm^{-3} . Nosotros hemos fijado esta densidad y variado el parámetro de ionización en un rango de $10^{-3,5}$ a $10^{-1,5}$. También variamos la densidad, dado que las estrellas masivas suelen expulsar elementos pesados al plasma que las rodea, lo cual sugiere que las metalicidades en estas regiones tiendan a estar alrededor de $Z = 0,02$. La variación de los cocientes en función de estos parámetros puede ser observada en la Figura 7.6, en la cual podemos ver que a altas metalicidades el cociente de $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ es comparable en el rango de parámetros de ionización a las galaxias starburst. Para nuestro modelo de fotoionización hemos usado una metalicidad de $Z = 0,02$, la cual es también sugerida en [56].

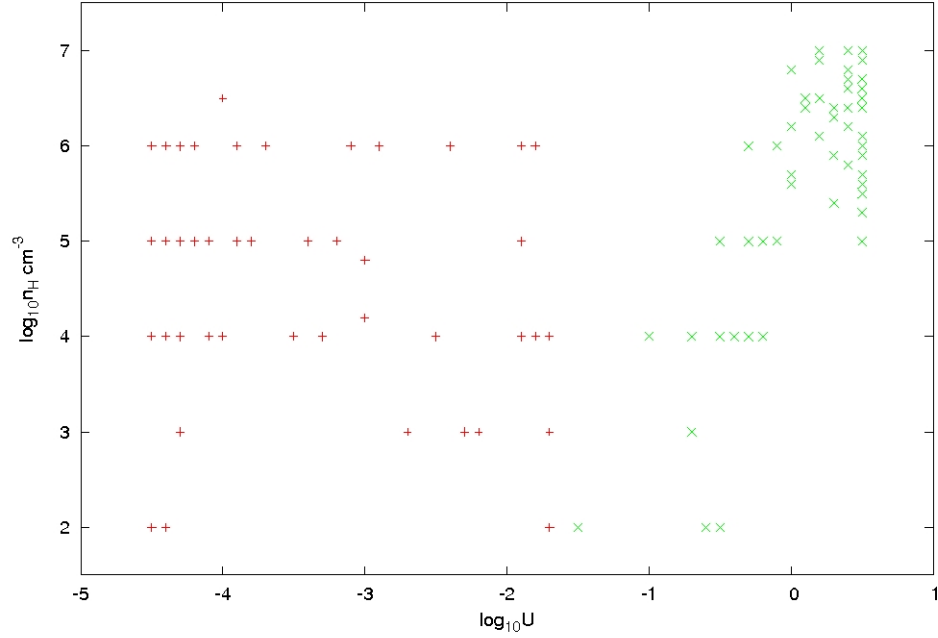


Figura 7.5: Espacio de parámetros de las galaxias starburst.

7.4. Diagramas de diagnósticos: Starburst y Seyfert

Hemos comparado nuestras mallas de modelos de fotoionización de starburst y AGN con nuestra muestra de observaciones y hemos logrado modelar todas las galaxias starburst y las galaxias Seyfert, cuyos resultados son mostrados en los Cuadros 8.7 y 8.6.

Sin embargo, en el Cuadro 8.7 se encuentran las galaxias H II, que aunque fueron reproducidas por este modelo no reproducen parámetros físicos aceptables. Ya que el modelo que reproduce estas galaxias proviene de la combinación de una nube de bajo parámetro de ionización con una de altísimo parámetro de ionización del orden de $10^{0.5}$. Pero observacionalmente se ha visto que las nubes de estas galaxias no llegan a estos valores [55]. En la muestra de 79 galaxias Seyfert se encuentran dos LINERs. Nuestro modelo de fotoionización de AGN pudo modelar solo una de ellos, NGC 4102, recordando que estas galaxias son una extensión a bajas luminosidades y parámetros de ionización pequeños de las galaxias Seyfert. El otro LINER, NGC 1052, pudo ser modelado mediante un modelo combinado de starburst más AGN, lo cual nos dice que probablemente la excitación debida

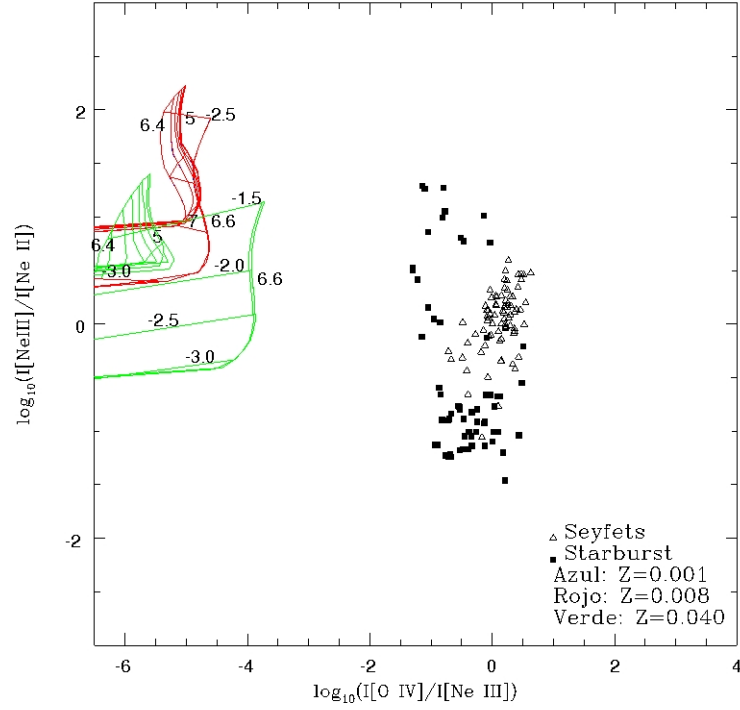


Figura 7.6: Malla de metalicidad y parámetro de ionización del modelo starburst junto con las galaxias Seyfert y starburst observadas.

a las estrellas O y WR es importante en esta galaxia. Sin embargo, debido a que solo contamos con dos LINERs y que las propiedades intrínsecas de este tipo de objeto aún están en discusión, no podemos hacer mayores conclusiones.

En el Cuadro 8.6, mostramos cómo la componente de baja ionización puede ser asociada a la excitación por la emisión de fotones provenientes de las estrellas ionizantes, mientras que la componente de alta ionización puede fácilmente ser asociada a la excitación por fotones altamente ionizantes producidos por el AGN. Usando nuestro modelo combinado de AGN más starburst fue posible reproducir simultáneamente el cociente observado en las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2. Estos resultados son mostrados en los Cuadros 8.8 y 8.9. En ellos vemos que un modelo combinado de AGN más starburst reproduce eficientemente la muestra de galaxias Seyfert. Por otro lado, en el Cuadro 8.10 podemos ver que en las galaxias Seyfert 1 el [Ne II] y el [Ne III] son mayormente producidos por la formación estelar y el [O IV] por el AGN. En las galaxias Seyfert 2 mostradas en el Cuadro 8.11 observamos

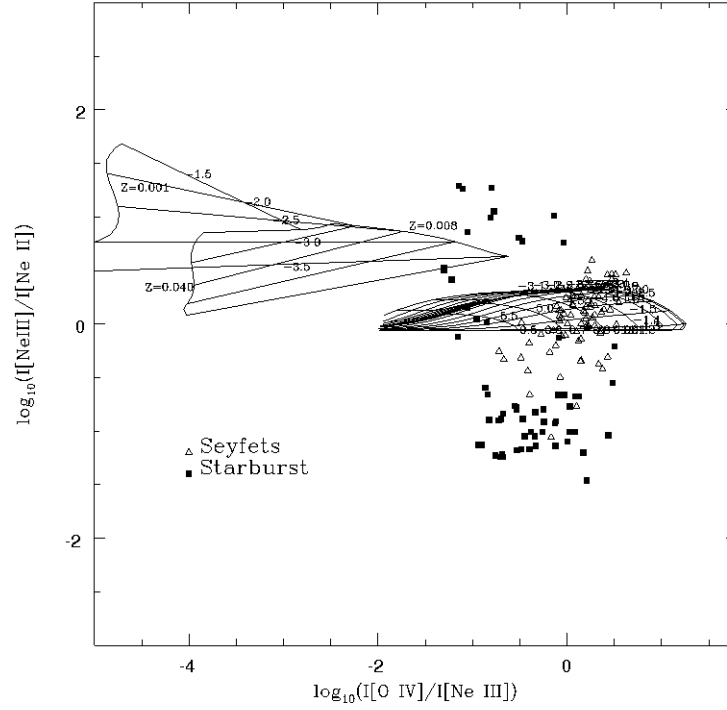


Figura 7.7: Malla del modelo de dos zonas del AGN y del starburst comparado con la muestra de galaxias Seyfert y starburst.

la misma tendencia que en las Seyfert 1. Sin embargo, hay un notable incremento en la producción de [O IV] debido a la formación estelar a la vez que hay una disminución debido a la formación estelar. Esto coincide con los resultados obtenidos en el Capítulo 6 cuando estudiamos la evolución de los cocientes de [O IV]/[Ne III] y [Ne II]/H β en función del tiempo, en los cuales observamos que para una edad de 4×10^6 años un incremento del cociente de [O IV]/[Ne III] implica una disminución del [Ne II]/H β . Este resultado sugiere que existe una fuerte correlación entre la formación estelar y las galaxias Seyfert, ya que la formación estelar en las galaxias Seyfert 1 pareciera estar siendo opacada por la fuerte emisión del AGN. Mientras que en las Seyfert 2 esta emisión es en cierta medida bloqueada por el toroide permitiéndonos observar la emisión de oxígeno debido a la formación estelar [10]. En estos mismos cuadros también podemos ver individualmente qué porcentaje de la línea de [O IV], [Ne III] y del [Ne II] es debido al AGN y qué porcentaje es debido a formación estelar.

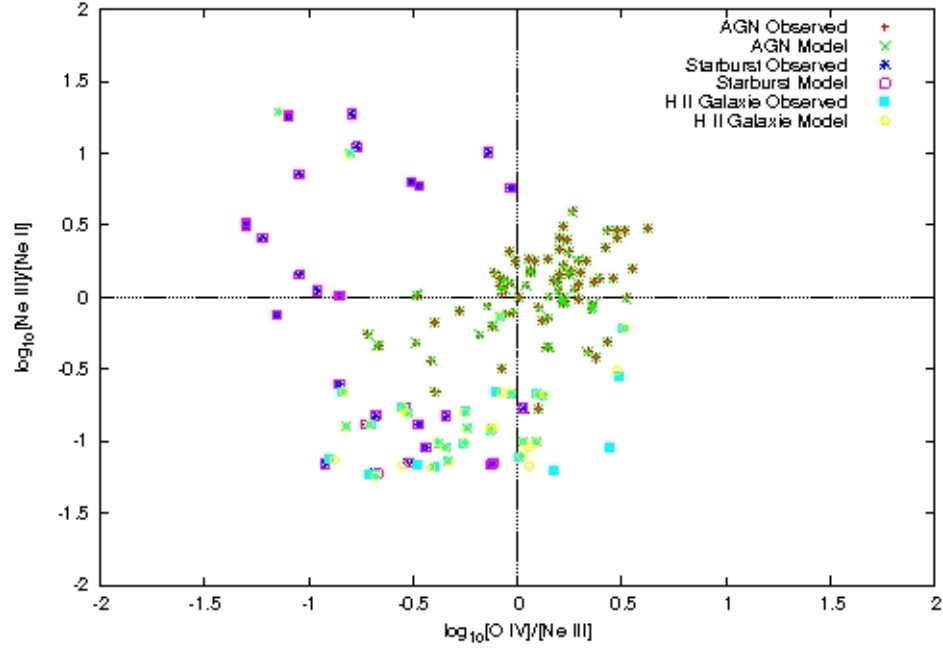


Figura 7.8: Comparación del cociente de $[O\ IV]/[Ne\ III]$ & $[Ne\ III]/[Ne\ II]$ observados con el predicho por los modelos de fotoionización de una galaxia starburst y un AGN típicos.

Una malla simplificada de nuestros modelos de dos zonas para las galaxias Seyfert y starburst es mostrado en la Figura 7.7, en la cual se presenta una malla para el modelo de la galaxias Seyfert que está compuesto por una nube fija donde la emisión del $[Ne\ II]$ es máxima sumada a una malla de modelos variados en densidad y parámetro de ionización descrita en la Sección 7.2. En esta misma gráfica colocamos una malla para el modelo de las galaxias starburst, en la cual hemos fijado una nube con una edad de 4×10^6 años, densidad de 350 cm^{-3} y parámetro de ionización $U=10^{-1.8}$, en la cual solo se varió la metalicidad Z en tres valores: 0,001; 0,008 y 0,040 con el propósito de observar cómo variarían los resultados desde un rango de baja a alta metalicidad. Esta nube fue sumada a otra calculada a la misma edad, densidad y metalicidad pero con diferentes valores del parámetro de ionización, el cual fue variado de $10^{-3.5}$ a $10^{-1.5}$. Estas mallas de modelos nos muestran gráficamente cómo están separadas las contribuciones de la formación estelar y del AGN en las galaxias observadas. Por ejemplo, en esta misma gráfica podemos ver que las galaxias WR y BCDs, las cuales tienen cocientes de $[Ne\ III]/[Ne\ II] \gtrsim 1$, son reproducidas

con combinaciones de modelos como los propuestos en este trabajo.

Las galaxias Seyfert son reproducidas combinando una componente de baja ionización que sea responsable de la emisión del [Ne II] en estas galaxias, lo cual inmediatamente sugiere la componente estelar y una componente de alta ionización debida al AGN. Por lo tanto, nuestro diagrama de clasificación de galaxias Seyfert nos ofrece un método alternativo en la clasificación de galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 en función de la formación estelar.

Las galaxias H II, las cuales presentan cocientes de $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}] < 1$ y de $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}] \sim 1$ no fueron bien reproducidas por nuestros modelos. La condición fundamental para producir [O IV] en estas galaxias es que la edad de la formación estelar sea 4×10^6 años, tiempo en el que se forman las estrellas O y WR responsables de los fotones altamente ionizantes. Fuera de esta edad no hay fotones capaces de ionizar el oxígeno. Este resultado sugiere que estas galaxias H II han sido mal clasificadas y que realmente sean galaxias Seyfert, o que tales emisiones son causadas por choques producidos por el material eyectado durante el episodio de formación estelar violenta los cuales calientan y excitan el gas [57], pero estos efectos no son considerados por ahora en nuestros modelos.

Por otro lado, fue posible modelar todas las galaxias starburst observadas utilizando un modelo starburst de dos zonas, calculado para una edad de 4 millones de años y metalicidad $Z = 0,02$ y formado por una malla en densidad de 10^2 a 10^7 y parámetro de ionización de $10^{-0,5}$ a $10^{-4,5}$, en el cual se hicieron todas las combinaciones posibles de nubes. Una comparación de la muestra de galaxias observadas con las reproducidas por nuestros modelos es mostrada en la Figura 7.8. Aquí es importante resaltar cómo el modelo de starburst no es capaz de reproducir las observaciones de las galaxias H II por debajo de la línea horizontal, la cual corresponde a un valor de $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}] = 1$. Los puntos teóricos por debajo de este valor son físicamente improbables, ya que provienen de emisiones de [O IV] absurdamente pequeñas respecto al [Ne III], lo cual produce un cociente que pareciera real.

Finalmente, utilizamos nuestros diagnósticos de los parámetros físicos para estimar la

extinción en el óptico. A partir de los modelos de AGN calculados con CLOUDY encontramos un cociente de $[\text{O III}]/[\text{O IV}] \sim 2$, y este resultado coincide con los obtenidos en [58] para un grupo de galaxias Seyfert de la muestra BAT. Un ejemplo es la galaxia Seyfert 1 NGC 3516 de la muestra BAT, cuyo cociente de $[\text{O III}]/[\text{O IV}]$ calculado con CLOUDY es 1,84. Un cálculo de la extinción de esta galaxia hecho utilizando este cociente y la curva de extinción de Cardelli [45] nos da una extinción visual de $A_v=0,5$, la cual coincide con el rango de extinciones reportados en [58] para una muestra que incluye esta galaxia.

Capítulo 8

Conclusiones

Uno de los problemas fundamentales en el estudio de los núcleos activos de galaxia es su identificación. Un censo de estos objetos que sea totalmente imparcial es bastante importante, ya que a partir de éste podemos tener la población intrínseca de AGNs en el Universo permitiéndonos estudiar su evolución en el tiempo. Para esto, las líneas de [Ne V] y [O IV] en emisión son buenos indicadores ya que no son tan afectados por la extinción en el infrarrojo ni por la formación estelar. Adicionalmente, la energía de ionización del [Ne V] es tan alta que solo un AGN puede ser capaz de producir eficientemente la emisión observada de este ion.

En el presente trabajo, utilizamos una muestra imparcial de galaxias Seyfert seleccionada por su emisión en rayos-X de 14-195 keV con el Burst Alert Telescope a bordo del *Swift* y luego observada en el infrarrojo por el espectrógrafo infrarrojo a bordo del telescopio espacial *Spitzer*. En estas galaxias es posible observar en el infrarrojo líneas de [O IV], [Ne II] y [Ne III] en emisión. Estas líneas, por ser de alta y baja ionización, nos permitieron restringir la contribución de la emisión observadas en ellas debido a la formación estelar y al AGN. Para esto, utilizamos una muestra de galaxias starburst que incluyeron galaxias WR, BCDs y H II.

Para lograr la restricción descrita en el párrafo anterior necesitábamos un modelo de starburst que pudiera maximizar la emisión del [O IV]. Sin embargo, encontramos que el

[O IV] podía ser eficientemente emitido por una distribución espectral de energía calculada con una ley de formación estelar continua o instantánea, y no solo por una ley de formación continua como la sugerida en la literatura. Esto se debe a que en cualquiera de las dos la mayor emisión del [O IV] aparece a una edad de 4×10^6 años y fuera de este tiempo no hay emisión de este ion. Además, aunque es sabido que algunos modelos de starburst han reproducido [Ne V] en emisión, nuestros modelos no predicen ninguna emisión.

Utilizando el cociente en el infrarrojo del [Ne V] $14,32 \mu\text{m}$ /[Ne V] $24,28 \mu\text{m}$ pudimos diagnosticar la densidad de hidrógeno de la zona de emisión observada en las galaxias Seyfert 1. Este resultado nos dio un valor medio alrededor del cual variar nuestros cálculos de fotoionización. Un rango de parámetro de ionización capaz de reproducir los iones de baja ionización como el [Ne II] y [Ne III] y los de alta ionización como el [O IV] y el [Ne V] lo pudimos encontrar al estudiar cómo variaba la columna iónica de estos iones en función del parámetro de ionización, y de aquí encontramos que un valor alrededor del cual calcular nuestros modelos era 10^{-2} .

Los cocientes infrarrojos observados de [Ne III]/[Ne II] en función del [O IV]/[Ne III] de las galaxias Seyfert, al ser comparados con los cocientes observados en las galaxias starburst, nos muestran que hay una relación entre la actividad de formación estelar y de AGN en las galaxias Seyfert observadas. Con el propósito de estudiar esta relación hemos investigado como primer paso las condiciones físicas presentes en la región de línea estrecha de las galaxias Seyfert, a partir de lo cual encontramos que estas regiones podían ser reproducidas mediante la combinación de una nube con baja densidad pero alta ionización y con una nube de alta densidad pero baja ionización. Este resultado es esperado dado que estamos utilizando elementos que involucran un ancho rango de energías de ionización (de 40 a 90 eV). También fueron investigadas las condiciones físicas para las cuales eran emitidas las líneas de [O IV], [Ne III] y [Ne II] en las galaxias starburst. Para este caso encontramos que un modelo de dos zonas también era necesario. A partir del modelo de fotoionización de las galaxias starburst encontramos que el modelo de dos zonas debía estar compuesto por una nube de baja ionización y una de mediana ionización pero con aproximadamente

la mismas densidades.

Una vez conocidas las condiciones físicas en todos los plasmas observados, pudimos comparar nuestros modelos teóricos con la muestra observacional inicial. De esta comparación encontramos que un porcentaje de la emisión producida por las galaxias Seyfert es debido a la actividad estelar en la galaxia anfitriona y el resto a la actividad del AGN. Este resultado es bastante importante dado que la participación de la formación estelar en la emisión del espectro observado de estas galaxias es en la actualidad un tema poco estudiado. Por otro lado estos resultados nos pueden ayudar a investigar una relación más directa entre la formación estelar de la galaxia y el disco de acreción, cuya actividad es asociada con la emisión de los fotones de mayor energía, los cuales a su vez excitan la región de línea estrecha.

Un caso especial fueron las galaxias H II ya que la emisión del [O IV] ocurre únicamente alrededor de los 4 millones de años, y la emisión de fotones capaces de ionizar este ion es más fuertes para una metalicidad alrededor de 0,02. Fuera de estos valores no hay emisión de fotones capaces de producir eficientemente el [O IV] sin afectar la emisión de [Ne II], y por lo tanto, no fue posible modelar los cocientes observados de [Ne III]/[Ne II]&[O IV]/[Ne III] en estas galaxias. Es posible que estas galaxias tengan un núcleo activo de galaxia débil el cual es responsable de los altos cocientes de [O IV]/[Ne III] observados, o que la detección del [O IV] en estas galaxias sea ruido y no detecciones reales. También existe la posibilidad que el [O IV] esté siendo emitido por fotones térmicos producidos a partir de los choques entre el material eyectado por la violenta formación estelar que a su vez calienta el plasma.

Finalmente, utilizamos el cociente de [O III]/[O IV] calculado con el modelo de AGN en CLOUDY para estimar la extinción visual en el óptico para la galaxia NGC 3516 y encontramos un resultado similar al calculado en [58].

Bibliografía

- [1] K. A. Weaver, M. Meléndez, R. F. Mushotzky, K. Kraemer, S.; Engle, E. Malumuth, J. Tueller, C. Markwardt, C. T. Berghea, R. P. Dudik, L. M. Winter, and L. Armus. Mid-infrared properties of the swift burst alert telescope active galactic nuclei sample of the local universe. I. Emission-line diagnostics. *Astrophys. J.*, 716:1151–116, 2010.
- [2] G. J. Ferland, K. T. Korista, D. A. Verner, J. W. Ferguson, J. B. Kingdon, and E. M. Verner. Cloudy 90: Numerical simulation of plasmas and their spectra. *Publ. Astron. Soc. Japan*, 110:761–778, 1998.
- [3] Donald E. Osterbrock and Gary J. Ferland. *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books, California, 2006.
- [4] C. Leitherer, D. Schaerer, J. D. Goldader, González D. R. M., C. Robert, D. F. Kune, D. F. de Mello, D. Devost, and T. M. Heckman. Starburst99: Synthesis models for galaxies with active star formation. *Astrophys. J. Suppl.*, 123:3–40, 1999.
- [5] E. Y. Khachikian and D. W. Weedman. An atlas of Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, 192:581–589, 1974.
- [6] R. Antonucci and S. Miller. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068. *Astrophys. J.*, 297:621–632, 1985.
- [7] Robert. Antonucci. Unified models for active galactic nuclei and quasars. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 31:473–521, 1993.

- [8] A. C. Fabian. X-ray iron line observations of accretion in AGN. *AIP Conf. Proc.*, 431:247–256, 1998.
- [9] S. Cole, A. Aragon-Salamanca, C. S. Frenk, J. F. Navarro, and S. E. Zepf. A recipe for galaxy formation. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 271:781–806, 1994.
- [10] H. Netzer. *Physics of Active Galactic Nuclei at all Scales*. Springer, Heidelberg, 2006.
- [11] L. Ferrarese and D. Merritt. A fundamental relation between supermassive black holes and their host galaxies. *Astrophys. J.*, 539:L9–L12, 2000.
- [12] P. Abel and S. Satyapal. [Ne V] emission in optically classified starburst. *Astrophys. J.*, 678:686–692, 2008.
- [13] M. Meléndez, S. B. Kraemer, H. R. Schmitt, D. M. Crenshaw, R. P. Deo, R. F. Mushotzky, and F. C. Bruhweiler. Constraining the active galactic nucleus contribution in a multiwavelength study of Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, 689:95–107, 2008.
- [14] H. Netzer. Accretion and star formation rates in low-redshift type II active galactic nuclei. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 399:1907–1920, 2009.
- [15] Colin Norman and Nick Scoville. The evolution of starburst galaxies to active galactic nuclei. *Astrophys. J.*, 332:124–134, 1988.
- [16] G. Risaliti, R. Maiolino, and M. Salvati. The distribution of absorbing column densities among Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, 522:157–164, 1999.
- [17] T. J. Turner, I. M. George, K. Nandra, and R. F. Mushotzky. Asca observations of type 2 Seyfert galaxies. I. Data analysis results. *Astrophys. J.*, 113:23–67, 1997.
- [18] M. Meléndez, S. B. Kraemer, B. K. Armentrout, R. P. Deo, D. M. Crenshaw, H. R. Schmitt, R. F. Mushotzky, J. Tueller, C. B. Markwardt, and L. Winter. New indicators

- for AGN power: The Correlation between [O IV] 25.89 μm and hard x-ray luminosity for nearby Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, 682:94–103, 2008.
- [19] Timothy M. Heckman. The role of starbursts in the formation of galaxies and active galactic nuclei. *Phil. Trans. R. Soc. A*, 358:1772–2077, 2000.
- [20] R. Coziol. The history of star formation of starburst galaxies. *Astron. Astrophys.*, 309:345–357, 1996.
- [21] Charles C. Steidel, Kurt L. Adelberger, Mauro Giavalisco, Mark Dickinson, and Max Pettini. Lyman-break galaxies at $z > \sim 4$ and the evolution of the ultraviolet luminosity density at high redshift. *Astrophys. J.*, 519:1–17, 1999.
- [22] D. H. Hughes, J. S. Dunlop, and S. Rawlings. High-redshift radio galaxies and quasars at submillimetre wavelengths: Assessing their evolutionary status. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 289:766–782, 1997.
- [23] Esther M. Hu, Lennox L. Cowie, and Richard G. McMahon. The density of Ly alpha emitters at very high redshift. *Astrophys. J. Lett.*, 502:99–103, 1998.
- [24] F. Mannucci, D. Thompson, S. V. W. Beckwith, and G. M. amger. Infrared emission-line galaxies associated with dampened Ly alpha and strong metal absorber redshifts. *Astrophys. J. Lett.*, 501:11–15, 1998.
- [25] P. Madau, H. C. Ferguson, M. E. Dickinson, M. Giavalisco, C. C. Steidel, and A. Fruchter. High-redshift galaxies in the hubble deep field: Colour selection and star formation history to $z \sim 4$. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 283:1388–1404, 1996.
- [26] D. Calzetti, C. J. Conselice, J. S. Gallagher, and A. L. Kinney. The structure and morphology of the ionized gas in starburst galaxies: NGC 5253/5236. *Astrophys. J.*, 118:797–816, 1999.
- [27] William D. Vacca and Peter S. Conti. Optical spectrophotometry of Wolf-Rayet galaxies. *Astrophys. J.*, 401:543–558, 1992.

- [28] Schaerer D. and Stasińska G. On the origin of [O IV] emission in Wolf-Rayet galaxies. *Astron. Astrophys.*, 345:L17–L21, 1999.
- [29] E. Telles and R. Terlevich. The VRI colours of H II galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 286:183–208, 1997.
- [30] R. García-Benito, A. Díaz, G. F. Hägele, E. Pérez-Montero, J. López, J. M. Vílchez, E. Pérez, E. Terlevich, R. Terlevich, and D. Rosa-González. Integral field spectroscopy of H II region complexes: The outer disc of NGC6946. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 408:2234–2255, 2010.
- [31] Leonard Searle and Wallace L. W. Sargent. Inferences from the composition of two dwarf blue galaxies. *Astrophys. J.*, 173:25–33, 1972.
- [32] Liese van Zee, Evan D. Skillman, and John J. Salzer. Neutral gas distributions and kinematics of five blue compact dwarf galaxies. *Astron. J.*, 116:1186–1204, 1998.
- [33] G. R. Meurer, K. C. Freeman, and M. A. Dopita. NGC 1705 - The missing link between blue compact dwarf and dwarf elliptical galaxies? *Astrophys. Sp. Sci.*, 156:141–151, 1989.
- [34] R. Maiolino, M. Ruiz, G. H. Rieke, and P. Papadopoulos. Molecular gas, morphology, and Seyfert galaxy activity. *Astrophys. J.*, 485:552–569, 1997.
- [35] Jr. Kennicutt, Robert C. Star formation in galaxies along the Hubble sequence. *Ann. Rev. Astro. Astrophys.*, 36:189–232, 1998.
- [36] A. J. Barger and L. L. Cowie. The number density of intermediate- and high-luminosity active galactic nuclei at $z \sim 2 - 3$. *Astrophys. J.*, 635:115–122, 2005.
- [37] I. M. George, R. Mushotzky, T. J. Turner, T. Yaqoob, A. Ptak, K. Nandra, and H. Netzer. The X-ray spectral variability of the Seyfert galaxy NGC 3227. *Astrophys. J.*, 509:146–162, 1998.

- [38] D. Lutz, R. Maiolino, H. W. W. Spoon, and A. F. M. Moorwood. The relation between AGN hard X-ray emission and mid-infrared continuum from iso spectra: Scatter and unification aspects. *Astron. Astrophys.*, 418:465–473, 2004.
- [39] C. B. Markwardt, L. Barbier, S. Barthelmy, D. Burrows, J. Cummings, A. Falcone, E. Fenimore, N. Gehrels, D. Hullinger, J. Kennea, H. Krimm, R. Mushotzky, D. Palmer, A. Parsons, T. Sakamoto, R. Sambruna, G. Sato, G. Skinner, and J. Tueller. Absorbed AGN detected by the first Swift/BAT hard X-ray survey. *Bull. Am. Math. Soc.*, 37:1222, 2005.
- [40] A. D. Goulding and D. M. Alexander. A large population of optically unidentified AGNs in dust-obscured starburst galaxies. *Publ. Astron. Soc. Pacific.*, 408:59–61, 2009.
- [41] J. Bernard-Salas, W. Spoon, V. Charmandaris, V. Lebouteiller, D. Farrah, D. Devost, B. R. Brandl, Yanling Wu, L. Armus, L. Hao, G. C. Sloan, D. Weedman, and J. R. Houck. A spitzer high-resolution mid-infrared spectral atlas of starburst galaxies. *Astrophys. J. Suppl.*, 184:230–247, 2009.
- [42] L. Hao, S. Jogee, F. D. Barazza, I. Marinova, and J. Shen. Bars in starbursts and AGNs - A quantitative reexamination. *Publ. Astron. Soc. Pacific.*, 419:402–409, 2009.
- [43] Jr. Lyman Spitzer and Jeremiah P. Ostriker, editors. *Dreams, Stars, and Electrons*. Princeton University Press, 1989.
- [44] G. J. Ferland. *Hazy 2 a brief introduction to Cloudy 96 computational methods*. Department of Physics and Astronomy. University of Kentucky, Lexington, 1996.
- [45] J. A. Cardelli, Clayton G. C., and John S. Mathis. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *Astrophys. J.*, 345:245–256, 1989.

- [46] S. B. Kraemer, I. M. George, D. M. Crenshaw, and J. R. Gabel. On the relationship between the optical emission-line and X-ray luminosities in Seyfert 1 galaxies. *Astrophys. J.*, 607:794–799, 2004.
- [47] N. Grevesse and E. Anders. Solar-system abundances of the elements -A new table. *AIP Conf. Proc.*, 183:1–8, 1989.
- [48] N. Grevesse and A. Noels. Atomic data and the spectrum of the solar photosphere. *Phys. Scr. T*, T47:133 – 138, 1993.
- [49] A. Baldwin, J. Ferland, G. Martin, R. Corbin, A. Cota, M. Peterson, and A. Slettebak. Physical conditions in the Orion Nebula and an assessment of its helium abundance. *Astrophys. J.*, 374:580–609, 1991.
- [50] R. P. Dudik, J. C. Weingartner, S. Satyapal, Jacqueline Fischer, C. C. Dudley, and B. O’Halloran. Mid-infrared fine-structure line ratios in active galactic nuclei observed with the spitzer IRS: Evidence for extinction by the torus. *Astrophys. J.*, 664:71–87, 2007.
- [51] M. E. Galavis, C. Mendoza, and C. J. Zeippen. Atomic data from the iron project. XXII. Radiative rates for forbidden transitions within the ground configuration of ions in the carbon and oxygen isoelectronic sequences. *Astron. Astrophys.*, 123:159–171, 1997.
- [52] National Institute of Standards and Technology.
- [53] Bautista M. and Kallman T. R. The xstar atomic database. *Astrophys. J.*, 134:139–149, 2001.
- [54] A. Baskin and A . Laor. What controls the [oiii] $\lambda 5007$ line strength in active galactic nuclei? *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 358:1043–1054, 2005.
- [55] J. R. Rigby and G. H. Rieke. Missing massive stars in starbursts: Stellar temperature diagnostics and the initial mass function. *Astrophys. J.*, 606:237–257, 2004.

- [56] P. Abel, C. Dudley, J. Fischer, S. Satyapal, and M. Van Hoof. Dust-bounded ultraluminous infrared galaxies: Model predictions for infrared spectroscopic surveys. *Astrophys. J.*, 701:1147–1160, 2009.
- [57] M. Meléndez. En preparación.
- [58] S. B. Kraemer, H. R. Schmitt, D. M. Crenshaw, M. Meléndez, T. J. Turner, M. Guainazzi, and R. Mushotzky. Multi-wavelength probes of obscuration toward the narrow-line region in Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, 727:130, 2011.

A. Apéndice de cuadros

Cuadro 8.1: Flujo de las líneas de la muestra BAT sin corregir por enrojecimiento.

Nombre	Tipo	[Ne II]12,81 μm	[Ne III]15,56 μm $10^{-14}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$	[O IV]25,89 μm
2MASX J05580206-3820043	1	$3,2 \pm 0,89$	$4,72 \pm 0,14$	$3,69 \pm 0,45$
3C120	1	$9,19 \pm 0,66$	$27,43 \pm 0,92$	$116,68 \pm 1,22$
Ark 120	1	$3,47 \pm 0,91$	$4,33 \pm 0,79$	$4,03 \pm 0,38$
Cen A	2	193	147,65	131,24
ESO 005-G004 ^a	,,,	$16,64 \pm 1,19$	$5,29 \pm 0,34$	$4,49 \pm 0,19$
ESO 033- G002	2	$2,67 \pm 0,18$	$8,34 \pm 0,56$	$13,85 \pm 0,73$
ESO 103-G035	2	$30,92 \pm 2,07$	$41,62 \pm 1,78$	$34,4 \pm 0,75$
ESO 140-G043	1	$11,41 \pm 0,26$	$13,93 \pm 0,32$	$27,46 \pm 0,35$
ESO 323-G077	1,2	$40,16 \pm 1,41$	$18,07 \pm 1,07$	$25,11 \pm 0,62$
ESO 362-G018	1,5	$9,94 \pm 0,23$	$7,16 \pm 0,18$	$10,11 \pm 0,37$
ESO 417- G006	2	$1,77 \pm 0,14$	$2,54 \pm 0,07$	$4,04 \pm 0,18$
F9	1	$2,91 \pm 0,68$	$5,31 \pm 0,37$	$6,08 \pm 0,26$
F49	2	$39,55 \pm 2,93$	$47,12 \pm 2,43$	$39,22 \pm 2,37$
IC 486	1	$6,86 \pm 0,05$	$6,79 \pm 0,21$	$11,19 \pm 0,29$
IC 1816	1	$18,36 \pm 1,51$	$19,64 \pm 1,17$	$16,52 \pm 1,81$
IC 4329A	1,2	$30,19 \pm 2,76$	$65,3 \pm 0,95$	$103,58 \pm 3,24$
IC 5063	2	$28,22 \pm 3,34$	$73,67 \pm 4,61$	$117,21 \pm 11,13$
MCG-01-13-025	1,2	$2,87 \pm 0,18$	$1,9 \pm 0,05$	$0,76 \pm 0,18$
MCG-05-23-016	2	$18,13 \pm 0,42$	$16,96 \pm 0,93$	$27,95 \pm 7,61$
MCG-01-24-012	2	$6,74 \pm 0,41$	$6,07 \pm 0,36$	$10,07 \pm 0,77$
MCG-02-58-22	1,5	$5,29 \pm 0,39$	$9,71 \pm 0,16$	$13,74 \pm 1,74$
MCG-03-34-064	1,8	$57,83 \pm 7,29$	$120,13 \pm 6,88$	$110,83 \pm 9,35$
MCG-06-30-015	1,2	$4,2 \pm 0,12$	$6,62 \pm 0,33$	$23,49 \pm 0,81$
MRK 3	2	100	179	214
MRK 6	1,5	$28 \pm 0,23$	$49,34 \pm 0,32$	$48,24 \pm 0,27$
MRK 18 ^a	,,,	$17,04 \pm 0,71$	$8,24 \pm 0,24$	$2,69 \pm 0,147$
MRK 79	1,2	$11,29 \pm 3,71$	$20,43 \pm 0,5$	$39,99 \pm 2,68$
MRK 335	1,2	$2,1 \pm 0,31$	$2,7 \pm 0,15$	$6,31 \pm 0,17$
MRK 348	2	$15,34 \pm 0,74$	$20,6 \pm 0,79$	$17,87 \pm 0,23$
MRK 352	1	$0,54 \pm 0,08$	$0,34 \pm 0,02$	$0,26 \pm 0,04$
MRK 509	1,2	$11,98 \pm 1,06$	$17,32 \pm 3,29$	$27,54 \pm 0,42$
MRK 590	1,2	$5,26 \pm 0,46$	$5,42 \pm 0,12$	$1,79 \pm 0,26$
MRK 766	1,5	$24,27 \pm 0,94$	$23,52 \pm 1,41$	$46,47 \pm 0,84$
MRK 817	1,5	$4,57 \pm 0,88$	$5,51 \pm 0,77$	$6,06 \pm 0,23$
MRK 841	1,5	$3,18 \pm 0,18$	$12,46 \pm 0,73$	$22,91 \pm 1,08$
NGC 454	2	$4,7 \pm 0,4$	$6,4 \pm 0,17$	$15,8 \pm 0,85$
NGC 513	2	$10,38 \pm 1,78$	$4,71 \pm 0,32$	$6,69 \pm 0,41$
NGC 788	2	$6,59 \pm 0,11$	$13,6 \pm 0,5$	$24,14 \pm 0,36$
NGC 931	1,5	$5,5 \pm 0,59$	$15,94 \pm 0,52$	$42,9 \pm 0,63$

Cuadro 8.2: Continuación Tabla 8.1.

Nombre	Tipo	[Ne II]	[Ne III]	[O IV]
		$10^{-14} \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$		
NGC 973 ^a	,,,	$8,03 \pm 0,09$	$8,92 \pm 0,38$	$14,11 \pm 2,64$
NGC 1052	LINER	$22,22 \pm 0,94$	$12,31 \pm 0,48$	$2,37 \pm 0,1$
NGC 1194	1,9	$3,27 \pm 0,34$	$8,27 \pm 0,41$	$14,39 \pm 0,1$
NGC 1365	1,8	$161,67 \pm 17,48$	$61,06 \pm 0,9$	$145,38 \pm 8,89$
NGC 2110	2	$60,19 \pm 5,34$	$47,4 \pm 0,71$	$45,71 \pm 3,41$
NGC 2992	2	$53,65 \pm 3,66$	$61,06 \pm 1,98$	$114,22 \pm 6,44$
NGC 3079	2	104	22,88	9,26
NGC 3081	2	$12,62 \pm 1,16$	$36,46 \pm 1,25$	$119,73 \pm 8,42$
NGC 3227	1,5	$65,05 \pm 6,91$	$74,62 \pm 2$	$64,91 \pm 2,31$
NGC 3281	2	$19,94 \pm 2,16$	$58,35 \pm 2,48$	$174,65 \pm 13,25$
NGC 3516	1,5	$8,07 \pm 0,25$	$17,72 \pm 0,33$	$46,92 \pm 0,35$
NGC 3783	1	$19,82 \pm 0,79$	$26,18 \pm 0,57$	$39,25 \pm 0,07$
NGC 4051	1,5	$19,96 \pm 0,92$	$16,35 \pm 0,44$	$36,95 \pm 2,05$
NGC 4102	LINER	$349,81 \pm 39,88$	$30,44 \pm 1,12$	$20,66 \pm 7,69$
NGC 4138	1,9	$3,23 \pm 0,52$	$2,82 \pm 0,37$	$2,03 \pm 0,18$
NGC 4151	1,5	134	204,35	236,51
NGC 4235	1	$3,69 \pm 0,65$	$3,7 \pm 0,54$	$3,77 \pm 0,77$
NGC 4388	2	$79,74 \pm 4,76$	$108,18 \pm 1,56$	$311,42 \pm 25,79$
NGC 4395	1,8	$4,74 \pm 0,25$	$7,02 \pm 0,58$	$8,16 \pm 0,26$
NGC 4507	2	$33,73 \pm 2,63$	$28,63 \pm 2,36$	$36,33 \pm 4,14$
NGC 4593	1	$8,31 \pm 0,3$	$7,89 \pm 0,59$	$13,39 \pm 2$
NGC 4686 ^a	,,,	$2,13 \pm 0,16$	$1,71 \pm 0,13$	$0,91 \pm 0,3$
NGC 526A	1,5	$6,22 \pm 1,61$	$9,59 \pm 1,1$	$17,34 \pm 0,84$
NGC 5506	1,9	$91,75 \pm 3,31$	$152,13 \pm 9,13$	$252,82 \pm 2,29$
NGC 5548	1,5	$8,93 \pm 0,7$	$8,99 \pm 0,97$	$12,75 \pm 0,8$
NGC 5728	2	$30,44 \pm 1,81$	$54,76 \pm 0,51$	$118,4 \pm 7,61$
NGC 5995	2	$13,32 \pm 1,91$	$9,19 \pm 0,59$	$12,2 \pm 0,8$
NGC 6240	2	$193,1 \pm 3,7$	$70,4 \pm 2,4$	$27,2 \pm 0,7$
NGC 6860	1	$5,88 \pm 0,11$	$7,5 \pm 0,53$	$11,7 \pm 0,39$
NGC 7172	2	$32,03 \pm 2,44$	$15,71 \pm 0,69$	$42,6 \pm 3,44$
NGC 7213	1,5	$27,47 \pm 1,33$	$12,77 \pm 0,66$	$2,75 \pm 0,59$
NGC 7314	1,9	$8,97 \pm 0,74$	$23,28 \pm 0,41$	$69,62 \pm 7,82$
NGC 7469	1,2	200	34	43
NGC 7582	2	$250,94 \pm 3,53$	$104,99 \pm 4,37$	$227,65 \pm 10,88$
NGC 7603	1,5	$9,32 \pm 0,72$	$5,07 \pm 0,49$	$3,34 \pm 0,18$
NGC 7682	2	$5,46 \pm 0,25$	$8,07 \pm 0,15$	$16,21 \pm 0,66$
UGC 03601	1,5	$5,26 \pm 0,53$	$7,6 \pm 0,13$	$13,45 \pm 0,65$
UGC 06728	1,2	$1,4 \pm 0,36$	$1,38 \pm 0,05$	$4,61 \pm 0,81$
UGC 12282 ^a	,,,	$2,08 \pm 0,28$	$1,76 \pm 0,05$	$4,07 \pm 0,37$
UGC 12741 ^a	,,,	$1,72 \pm 0,07$	$1,55 \pm 0,05$	$3,58 \pm 0,38$

^aLa identificación no es clara,

Cuadro 8.3: Flujo de las líneas de la muestra de galaxias starburst (SB), H II y SB+AGN sin corregir por enrojecimiento.

Nombre	Tipo	[Ne II] 12,81 μm	[Ne III] 15,56 μm $10^{-14}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$	[O IV] 25,89 μm
NGC253	SB	2832,33 \pm 1818,36	204,64 \pm 19,62	154,74 \pm 41,70
NGC520	SB	44,62 \pm 0,56	7,53 \pm 0,02	8,10 \pm 0,07
NGC1222	SB	80,57 \pm 1,05	89,41 \pm 1,56	9,92 \pm 0,05
NGC1614	SB	249,00 \pm 17,43	63,32 \pm 1,01	8,68 \pm 0,07
NGC2146	SB	625,00 \pm 95,94	91,16 \pm 0,87	19,33 \pm 0,87
NGC3256	SB	514,19 \pm 48,03	64,42 \pm 0,55	12,23 \pm 0,37
NGC3310	SB	27,57 \pm 0,17	28,35 \pm 0,13	4,03 \pm 0,03
NGC4088	SB	37,03 \pm 0,43	2,45 \pm 0,00	0,73 \pm 0,00
Mrk52	SB	29,38 \pm 0,16	3,82 \pm 0,01	1,31 \pm 0,00
NGC4676	SB	27,78 \pm 0,27	4,68 \pm 0,01	1,37 \pm 0,00
NGC7252	SB	41,68 \pm 0,81	3,72 \pm 0,01	1,33 \pm 0,00
NGC7714	SB	102,55 \pm 2,03	77,42 \pm 0,71	5,51 \pm 0,05
IC 342	H II	669,38 \pm 5,01	39,21 \pm 0,73	6,83 \pm
IIZW40	H II	6,04 \pm 1,12	117,34 \pm 2,34	8,49 \pm 2,28
M82	H II	506,22 \pm 45,04	80,98 \pm 1,99	45,67 \pm 6,61
NGC 0253	H II	3099,10 \pm 126,60	207,89 \pm 9,05	83,66 \pm
NGC 0613	H II	130,73 \pm 1,55	15,96 \pm 0,50	9,09 \pm 1,53
NGC 0628	H II	2,31 \pm 0,36	0,08 \pm	0,13 \pm
NGC 0891	H II	8,57 \pm 0,78	0,84 \pm 0,07	1,03 \pm
NGC 1448	H II	8,17 \pm 0,72	5,02 \pm 0,12	16,02 \pm 0,49
NGC 1559	H II	14,88 \pm 0,24	2,34 \pm 0,18	0,69 \pm
NGC 1569	H II	19,06 \pm 1,28	188,15 \pm 2,69	29,32 \pm 0,16
NGC 1792	H II	23,32 \pm 0,32	2,10 \pm 0,17	0,96 \pm 0,06
NGC 1808	H II	177,36 \pm 16,36	17,26 \pm 0,68	9,54 \pm
NGC 2903	H II	181,62 \pm 13,59	13,52 \pm 0,18	1,70 \pm
NGC 3175	H II	34,08 \pm 0,46	2,46 \pm 0,22	1,15 \pm 0,07
NGC 3184	H II	5,70 \pm 0,15	0,67 \pm 0,08	0,50 \pm 0,09
NGC 3198	H II	4,75 \pm 0,11	0,30 \pm 0,08	0,45 \pm 0,10
NGC 3351	H II	18,87 \pm 1,09	1,71 \pm 0,08	4,71 \pm 3,19
NGC 3511	H II	6,37 \pm 0,18	1,39 \pm 0,11	1,11 \pm
NGC 3556	H II	26,43 \pm 1,79	3,44 \pm 0,11	0,69 \pm
NGC 3726	H II	5,47 \pm 0,13	0,43 \pm 0,06	0,44 \pm
NGC 3938	H II	1,43 \pm 0,14	0,31 \pm 0,09	0,29 \pm
NGC3949	H II	5,28 \pm 0,29	1,11 \pm 0,15	1,48 \pm 0,67
NGC 4085	H II	23,03 \pm 0,31	2,92 \pm 0,21	0,44 \pm
NGC 4088	H II	43,67 \pm 1,61	2,54 \pm 0,13	0,53 \pm
NGC 4157	H II	11,63 \pm 0,18	1,44 \pm 0,12	1,10 \pm 0,32
NGC 4536	H II	35,46 \pm 0,39	6,11 \pm 0,06	1,72 \pm 0,25
NGC 4559	H II	1,89 \pm 0,13	0,53 \pm 0,08	1,62 \pm

Cuadro 8.4: Continuación Tabla 8.3.

Nombre	Tipo	[Ne II]12,81 μm	[Ne III]15,56 μm 10 ⁻¹⁴ erg cm ⁻² s ⁻¹	[O IV]25,89 μm
NGC 4631	H II	45,92 \pm 0,71	10,15 \pm 0,13	1,47 \pm
NGC 4818	H II	195,95 \pm 14,93	13,37 \pm 0,73	4,39 \pm
NGC 4945	H II	698,41 \pm 60,43	68,07 \pm 2,27	28,35 \pm 1,39
NGC 5128	H II	202,71 \pm 3,97	149,98 \pm 5,04	123,63 \pm 2,72
NGC 5236	H II	503,33 \pm 19,88	29,30 \pm 0,77	5,75 \pm 1,08
NGC 5907	H II	6,07 \pm 0,22	1,28 \pm 0,16	1,57 \pm 0,51
NGC 6946	H II	38,45 \pm 0,66	3,77 \pm 0,10	\pm 0,68
NGC660	SB+AGN	353,01 \pm 7,55	36,96 \pm 0,49	18,8 \pm 2,57
NGC1097	SB+AGN	37,24 \pm 9,27	6,33 \pm 0,18	4,41 \pm 1,21
NGC1365	SB+AGN	139,5 \pm 3,27	59,53 \pm 0,92	141,57 \pm 2,06
NGC2623	SB+AGN	55,55 \pm 0,66	15,08 \pm 0,24	9,62 \pm 0,72
NGC3079	SB+AGN	98,96 \pm 2,03	23,17 \pm 0,46	8,45 \pm 0,84
NGC3628	SB+AGN	125,63 \pm 2,37	10,05 \pm 0,29	2,37 \pm
NGC4194	SB+AGN	165,47 \pm 3,9	53,99 \pm 0,78	27,45 \pm 1,63
NGC4945	SB+AGN	583,84 \pm 12,5	68,98 \pm 14,25	47,85 \pm 6,95
Mrk266	SB+AGN	57,04 \pm 1,64	27,95 \pm 0,76	52,94 \pm 5,66

Cuadro 8.5: Flujo de las líneas de la muestra de galaxias BCD sin corregir por enrojecimiento.

Nombre	Tipo	[Ne II]12,81 μm	[Ne III]15,56 μm 10 ⁻¹³ erg cm ⁻² s ⁻¹	[O IV]25,89 μm
Harol1	BCD	3,114 \pm 0,027	9,801 \pm 0,058	0,456 \pm 0,116
NGC1140	BCD	1,138 \pm 0,025	3,770 \pm 0,032	0,192 \pm 0,037
NGC1569	BCD	1,576 \pm 0,030	17,538 \pm 0,095	2,917 \pm 0,223
IIZw40	BCD	0,622 \pm 0,024	11,299 \pm 0,085	0,899 \pm 0,112
UGC4274	BCD	0,898 \pm 0,028	1,281 \pm 0,030	0,119 \pm 0,032
IZw18	BCD	0,008 \pm 0,002	0,046 \pm 0,005	0,043 \pm 0,008
Mrk1450	BCD	0,134 \pm 0,007	0,963 \pm 0,008	0,084 \pm 0,011
SBS0335-052E	BCD	0,014	0,142 \pm 0,005	0,103 \pm 0,018
VII Zw403	BCD	0,015	0,089 \pm 0,006	0,030
UM461	BCD	0,015 \pm 0,005	0,281 \pm 0,008	0,050
ToL65	BCD	0,014	0,089 \pm 0,005	0,030
Mrk1499	BCD	0,194 \pm 0,009	0,500 \pm 0,006	0,030

Cuadro 8.6: Cocientes observados y reproducidos por el modelo de dos zonas del AGN.

Objeto	\log_{10}				$\frac{[NeIII]}{[NeII]}$		$\frac{[OIV]}{[NeIII]}$		$[NeV] \frac{14,32\mu m}{24,28\mu m}$	
	U	n_H	U	n_H	OBS	TEO	OBS	TEO	OBS	TEO
2MASX J05580206-3820043	-2,8	$5,7^R$	-0,5	$2,0^R$	1,480	1,440	0,782	0,573	0,497	0,785
3C120	-2,3	$6,1^R$	-0,7	$2,0^R$	2,980	2,970	4,250	4,430	0,623	0,794
	-2,3	$6,1^R$	-0,7	$2,1^R$	2,980	2,970	4,250	4,410	0,623	0,797
Ark 120	-3,6	$5,5^M$	-0,7	$3,1^R$	1,250	1,260	0,931	0,931	0,915	0,930
ESO 005-G004	-4,9	$6,1^M$	-0,6	$3,3^R$	0,318	0,309	0,849	0,868	1,020	0,995
ESO 033- G002	-3,7	$5,6^M$	-2,3	$3,1^R$	3,120	3,110	1,660	1,650	1,040	1,050
ESO 103-G035	-5,0	$5,1^M$	-2,5	$3,6^M$	1,350	1,320	0,826	0,804	1,540	1,560
ESO 140-G043	-4,1	$5,1^M$	-0,9	$3,2^R$	1,220	1,240	1,970	1,940	0,985	1,000
	-3,0	$5,6^R$	-0,8	$3,2^R$	1,220	1,260	1,970	1,990	0,985	0,986
ESO 323-G077	-5,0	$2,6^M$	-0,7	$2,9^R$	0,450	0,445	1,390	1,400	0,879	0,875
	-5,0	$2,7^M$	-0,7	$2,9^R$	0,450	0,448	1,390	1,380	0,879	0,875
ESO 362-G018	-4,3	$5,6^M$	-0,8	$3,4^R$	0,720	0,715	1,410	1,470	1,140	1,100
ESO 417- G006	-4,9	$5,7^M$	-2,5	$2,0^M$	1,430	1,440	1,590	1,590	0,894	0,885
F9	-4,6	$5,4^M$	-2,6	$2,9^M$	1,830	1,820	1,140	1,130	0,971	0,973
F49	-2,7	$6,0^R$	-0,7	$4,1^R$	1,190	1,210	0,832	0,857	2,000	2,050
IC 486	-4,3	$5,2^M$	-0,9	$3,5^R$	0,990	0,942	1,650	1,680	1,160	1,210
	-3,4	$5,7^M$	-0,8	$3,5^R$	0,990	0,942	1,650	1,620	1,160	1,180
IC 1816	-3,0	$5,8^R$	-0,7	$3,8^R$	1,070	1,020	0,841	0,851	1,430	1,470
IC 4329A	-4,6	$4,0^M$	-2,1	$3,2^R$	2,160	2,160	1,590	1,590	1,100	1,100
MCG-05-23-016	-3,0	$5,9^R$	-0,7	$3,3^R$	0,936	0,918	1,650	1,610	0,988	1,020
MCG-01-24-012	-4,3	$5,3^M$	-0,9	$3,6^R$	0,901	0,880	1,660	1,620	1,260	1,300
MCG-02-58-22	-4,6	$6,1^M$	-2,6	$2,7^M$	1,840	1,830	1,410	1,420	0,918	0,909
MCG-03-34-064	-4,3	$6,0^M$	-2,5	$3,6^M$	2,080	2,050	0,923	0,920	1,550	1,560
MCG-06-30-015	-4,8	$6,1^M$	-1,9	$2,8^R$	1,580	1,560	3,550	3,560	0,914	0,920
MRK 6	-4,7	$6,3^M$	-2,8	$2,6^M$	1,760	1,770	0,978	0,984	0,900	0,891
MRK 79	-4,0	$4,6^M$	-0,9	$2,0^R$	1,810	1,810	1,960	2,000	0,731	0,797
MRK 335	-5,0	$5,5^M$	-2,2	$2,4^R$	1,290	1,310	2,340	2,340	0,845	0,849
MRK 348	-5,0	$5,9^M$	-2,6	$3,5^M$	1,340	1,350	0,868	0,853	1,450	1,430
MRK 352	-3,3	$6,0^R$	-0,5	$2,0^R$	0,630	0,622	0,765	0,717	0,696	0,783
MRK 509	-4,3	$2,6^M$	-0,9	$3,2^R$	1,450	1,470	1,590	1,590	1,000	1,000
	-4,3	$2,7^M$	-0,9	$3,2^R$	1,450	1,470	1,590	1,580	1,000	1,000
MRK 590	-3,1	$5,7^R$	-0,7	$4,3^R$	1,030	1,020	0,330	0,331	2,620	2,630
MRK 766	-3,1	$5,8^R$	-0,8	$3,5^R$	0,969	0,921	1,980	2,010	1,210	1,180
MRK 817	-2,6	$6,1^R$	-0,5	$2,0^R$	1,210	1,300	1,100	1,160	0,683	0,786
MRK 841	-3,5	$5,5^M$	-2,0	$3,3^R$	3,920	3,920	1,840	1,850	1,170	1,170
NGC 454e	-2,7	$5,9^R$	-0,7	$2,0^R$	1,360	1,350	2,470	2,550	0,673	0,792
NGC 513	-4,9	$5,4^M$	-0,8	$3,4^R$	0,454	0,449	1,420	1,420	1,100	1,100
NGC 788	-3,2	$5,2^M$	-0,8	$2,0^R$	2,060	2,050	1,770	1,610	0,616	0,794
	-3,1	$5,2^M$	-0,8	$2,0^R$	2,060	2,050	1,770	1,640	0,616	0,794

Continuación

Objeto	log ₁₀				$\frac{[NeIII]}{[NeII]}$		$\frac{[OIV]}{[NeIII]}$		$[NeV] \frac{14,32\mu m}{24,28\mu m}$	
	U	n _H	U	n _H	OBS	TEO	OBS	TEO	OBS	TEO
NGC 931	-2,5	5,5 ^R	-0,8	2,0 ^R	2,900	2,960	2,690	2,760	0,733	0,798
	-2,5	5,5 ^R	-0,8	2,1 ^R	2,900	2,960	2,690	2,740	0,733	0,801
NGC 973	-3,1	5,6 ^R	-0,7	2,0 ^R	1,110	1,140	1,580	1,450	0,645	0,791
	-3,0	5,7 ^R	-0,7	2,0 ^R	1,110	1,140	1,580	1,700	0,645	0,791
NGC 1194	-3,7	6,6 ^R	-2,4	3,2 ^M	2,530	2,520	1,740	1,750	1,130	1,120
NGC 1365	-4,6	6,1 ^M	-0,7	2,0 ^R	0,378	0,383	2,380	2,150	0,580	0,791
	-4,5	6,2 ^M	-0,7	2,0 ^R	0,378	0,371	2,380	2,460	0,580	0,791
NGC 2110	-3,1	6,0 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,788	0,745	0,964	0,771	0,682	0,783
	-3,1	6,1 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,788	0,673	0,964	0,902	0,682	0,783
NGC 2992	-3,9	5,4 ^M	-0,9	3,5 ^R	1,140	1,160	1,870	1,900	1,170	1,210
NGC 3081	-2,3	6,3 ^R	-0,6	2,0 ^R	2,890	2,560	3,280	3,600	0,353	0,790
NGC 3227	-2,9	5,8 ^R	-0,7	3,8 ^R	1,150	1,140	0,870	0,888	1,470	1,470
NGC 3281	-3,4	6,2 ^R	-1,9	3,3 ^R	2,930	2,930	2,990	3,000	1,130	1,160
NGC 3516	-4,4	5,3 ^M	-2,0	2,0 ^R	2,200	2,200	2,650	2,640	0,758	0,816
NGC 3783	-3,7	5,4 ^M	-0,9	3,7 ^R	1,320	1,330	1,500	1,530	1,410	1,420
NGC 4051	-2,7	6,5 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,819	0,773	2,260	2,280	0,628	0,784
NGC 4102	-5,0	6,7 ^M	-0,5	3,8 ^R	0,087	0,178	0,679	0,663	1,290	1,380
(LINER)	-4,9	6,7 ^M	-0,5	3,8 ^R	0,087	0,187	0,679	0,662	1,290	1,380
NGC 4138	-3,0	5,9 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,873	0,917	0,720	0,690	0,651	0,784
NGC 4235	-2,9	6,1 ^R	-0,5	2,0 ^R	1,000	0,834	1,020	0,988	0,630	0,784
NGC	-2,8	6,0 ^R	-0,5	2,0 ^R	1,000	1,050	1,020	0,883	0,630	0,784
NGC 4388	-3,8	5,3 ^M	-0,9	2,0 ^R	1,360	1,370	2,880	2,950	0,707	0,797
NGC 4395	-3,8	5,2 ^M	-0,8	3,2 ^R	1,480	1,500	1,160	1,170	0,987	0,986
NGC 4507	-2,8	6,2 ^R	-0,6	3,6 ^R	0,849	0,859	1,270	1,260	1,170	1,200
NGC 4686	-3,0	5,7 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,803	1,130	0,532	0,523	0,415	0,784
NGC	-3,0	6,0 ^R	-0,5	2,0 ^R	^R 0,803	0,825	0,532	0,803	0,415	0,784
NGC 526	-4,9	6,2 ^M	-2,4	3,0 ^M	1,540	1,530	1,810	1,780	1,020	1,010
NGC	-4,9	6,3 ^M	-2,4	3,0 ^M	1,540	1,570	1,810	1,820	1,020	1,010
NGC 5506	-4,1	4,5 ^M	-0,9	3,0 ^R	1,660	1,650	1,660	1,660	0,921	0,925
NGC 5548	-2,9	5,9 ^R	-0,7	3,5 ^R	1,010	1,030	1,420	1,430	1,130	1,150
NGC 5728	-4,9	2,4 ^M	-2,3	2,2 ^M	1,800	1,790	2,160	2,160	0,837	0,831
NGC 5995	-3,3	5,9 ^R	-0,8	3,9 ^R	0,690	0,694	1,330	1,350	1,650	1,690
NGC 6240	-5,0	5,6 ^M	-0,6	3,7 ^R	0,365	0,370	0,386	0,396	1,310	1,300
NGC 6860	-3,2	5,5 ^M	-0,8	3,3 ^R	1,280	1,280	1,560	1,570	1,040	1,040
NGC 7172	-4,6	5,8 ^M	-0,8	2,3 ^R	0,491	0,482	2,710	2,710	0,798	0,807
NGC 7314	-3,8	4,3 ^M	-1,0	2,0 ^R	2,600	2,620	2,990	3,000	0,768	0,800
NGC	-3,8	4,3 ^M	-1,0	2,1 ^R	2,600	2,620	2,990	2,980	0,768	0,804
NGC 7582	-3,1	6,6 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,418	0,423	2,170	2,230	0,639	0,783
NGC 7603	-4,9	2,9 ^M	-0,7	3,6 ^R	0,544	0,559	0,659	0,667	1,240	1,230
NGC 7682	-2,5	6,4 ^R	-0,5	2,0 ^R	1,480	1,240	2,010	2,130	0,537	0,785
UGC 03601	-4,9	5,6 ^M	-2,2	3,2 ^R	1,450	1,420	1,770	1,770	1,120	1,110

Continuación

Objeto	log ₁₀				$\frac{[NeIII]}{[NeII]}$		$\frac{[OIV]}{[NeIII]}$		$[NeV] \frac{14,32\mu m}{24,28\mu m}$	
	U	n _H	U	n _H	OBS	TEO	OBS	TEO	OBS	TEO
UGC 06728	-2,5	6,6 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,986	1,080	3,340	3,160	0,358	0,785
	-2,4	6,6 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,986	1,440	3,340	3,370	0,358	0,785
UGC 12282	-2,7	6,4 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,846	0,836	2,310	1,880	0,347	0,784
	-2,7	6,5 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,846	0,773	2,310	2,280	0,347	0,784
UGC 12741	-2,6	6,5 ^R	-0,5	2,0 ^R	0,901	0,924	2,310	2,430	0,600	0,784
Cen A	-3,9	5,8 ^M	-0,6	2,0 ^R	0,765	0,759	0,889	0,876	0,774	0,787
MRK 3	-4,9	2,6 ^M	-2,6	2,9 ^M	1,790	1,790	1,200	1,180	0,956	0,973
	-4,9	2,7 ^M	-2,6	2,9 ^M	1,790	1,790	1,200	1,180	0,956	0,973
	-4,6	5,7 ^M	-2,6	2,9 ^M	1,790	1,790	1,200	1,210	0,956	0,973
NGC 3079	-5,0	5,9 ^M	-0,5	2,0 ^R	0,220	0,318	0,405	0,545	0,667	0,783
	-5,0	6,0 ^M	-0,5	2,0 ^R	0,220	0,301	0,405	0,599	0,667	0,783
NGC 4151	-5,0	3,8 ^M	-2,5	3,2 ^M	1,520	1,530	1,160	1,160	1,150	1,130
	-5,0	3,9 ^M	-2,5	3,2 ^M	1,520	1,520	1,160	1,150	1,150	1,130
	-5,0	4,0 ^M	-2,5	3,2 ^M	1,520	1,510	1,160	1,150	1,150	1,130
NGC 7469	-5,0	6,6 ^M	-0,5	2,2 ^R	0,170	0,195	1,260	1,260	0,789	0,790

Cuadro 8.7: Cocientes observados de las galaxias starburst, reproducidos por el modelo de dos zonas SB.

Objeto	\log_{10}				[Ne III]/[Ne II]		[O IV]/Ne III	
	U	n_H	U	n_H	OBS	TEO	OBS	TEO
Harol1	-2,5	4,0	-0,2	5,0	3,150	3,150	0,050	0,050
IZw18	-4,4	6,0	-0,5	2,0	5,750	5,790	0,930	0,929
IIZw40	-2,4	6,0	-1,0	4,0	18,200	18,200	0,080	0,080
	-1,9	6,0	-0,3	6,0	18,200	18,100	0,080	0,080
	-1,8	4,0	-0,4	4,0	19,400	19,400	0,072	0,072
	-1,8	6,0	-0,3	6,0	19,400	19,400	0,072	0,072
	-1,7	2,0	0,0	5,7	19,400	19,400	0,072	0,072
	-1,7	3,0	0,3	5,9	19,400	19,400	0,072	0,072
	-4,5	4,0	0,5	6,9	0,060	0,060	0,210	0,215
IC342	-4,5	4,0	0,5	6,9	0,060	0,060	0,210	0,215
MrK52	-4,3	5,0	0,3	6,3	0,130	0,130	0,340	0,336
M82	-3,9	6,0	0,4	6,8	0,160	0,159	0,564	0,559
Mrk1450	-2,3	3,0	-0,3	4,0	7,190	7,180	0,090	0,090
Mrk1499	-2,7	3,0	-0,1	5,0	2,590	2,590	0,060	0,060
NGC1140	-3,0	4,2	-1,5	2,0	3,310	3,310	0,050	0,050
NGC1569	-3,1	6,0	-0,7	4,0	11,100	11,100	0,170	0,170
	-2,2	3,0	-0,7	3,0	11,100	11,100	0,170	0,170
NGC 253	-4,4	5,0	0,5	6,5	0,070	0,069	0,760	0,750
	-4,2	6,0	0,5	7,0	0,070	0,071	0,760	0,769
NGC 520	-4,3	4,0	0,5	5,7	0,170	0,170	1,080	1,070
NGC 1222	-4,5	2,0	-0,5	4,0	1,110	1,110	0,110	0,110
	-4,4	4,0	-0,5	4,0	1,110	1,110	0,110	0,110
NGC 1614	-3,7	6,0	0,0	6,8	0,250	0,249	0,140	0,140
NGC 2146	-4,1	4,0	0,3	6,4	0,150	0,151	0,210	0,210
NGC 3256	-4,3	5,0	0,1	6,5	0,130	0,130	0,190	0,189
	-3,9	6,0	0,2	7,0	0,130	0,130	0,190	0,189
NGC 3310	-4	4,0	-0,3	5,0	1,030	1,030	0,140	0,141
	-3,8	5,0	-0,2	5,0	1,030	1,030	0,140	0,141
	-3,4	5,0	-0,1	5,0	1,030	1,030	0,140	0,141
	-3,2	5,0	0,0	5,6	1,030	1,030	0,140	0,139
	-3,0	4,8	0,3	5,9	1,030	1,030	0,140	0,141
NGC 4088	-4,4	5,0	0,5	6,7	0,070	0,070	0,300	0,304
NGC 7252	-4,5	4,0	0,4	6,4	0,090	0,091	0,360	0,364
NGC 7714	-3,5	4,0	-0,2	5,0	0,760	0,761	0,070	0,070
NGC 4676	-4,4	5,0	0,2	6,1	0,170	0,170	0,290	0,290
NGC 4818	-4,5	4,0	0,4	7,0	0,070	0,070	0,120	0,119
NGC 3556	-4,1	5,0	0,4	6,2	0,150	0,151	0,460	0,455
NGC 0613	-3,9	5,0	0,5	6,5	0,122	0,122	0,570	0,573
NGC 1448	-4,3	6,0	0,5	5,0	0,614	0,608	3,190	3,290

Continuación

Objeto	log ₁₀				[Ne III]/[Ne II]		[O IV]/Ne III	
	U	n _H	U	n _H	OBS	TEO	OBS	TEO
NGC 1569	-1,9	4,0	0,3	5,4	9,870	9,880	0,156	0,156
NGC 1792	-4,2	5,0	0,5	6,5	0,090	0,090	0,457	0,450
NGC 3175	-4,5	5,0	0,4	6,6	0,072	0,072	0,467	0,468
NGC 3184	-4,2	5,0	0,5	6,1	0,118	0,121	0,746	0,742
NGC 3198	-4,5	6,0	0,5	7,0	0,063	0,067	1,500	1,140
NGC 3351	-4,3	6,0	0,5	6,7	0,091	0,090	2,750	1,140
NGC 3949	-4,3	3,0	0,5	5,5	0,210	0,210	1,330	1,340
NGC 4157	-4,4	2,0	0,5	6,0	0,124	0,124	0,764	0,765
NGC 4536	-4,0	6,5	0,2	6,9	0,172	0,170	0,282	0,286
NGC 4945	-4,3	4,0	0,5	6,4	0,098	0,098	0,416	0,414
NGC 5128	-3,3	4,0	0,5	5,3	0,740	0,737	0,824	0,822
NGC 5236	-4,4	5,0	0,5	7,0	0,058	0,058	0,196	0,210
NGC 5907	-4,1	5,0	0,5	5,6	0,211	0,211	1,230	1,260
NGC 6946	-4,4	5,0	0,5	6,1	0,098	0,099	1,060	1,070
NGC 0253	-4,5	4,0	0,5	6,6	0,067	0,066	0,402	0,386
NGC 0628								
NGC 0891	-4,3	6,0	0,5	6,7	0,098	0,099	1,230	1,230
NGC 1559	-4,5	5,0	0,2	6,1	0,157	0,157	0,295	0,294
NGC 1808	-4,3	6,0	0,4	6,7	0,097	0,098	0,553	0,562
NGC 2903	-4,3	5,0	0,2	7,0	0,074	0,074	0,126	0,132
NGC 3511	-4,4	5,0	0,4	5,8	0,218	0,218	0,799	0,837
NGC 3556	-4,4	5,0	0,1	6,4	0,130	0,130	0,201	0,195
NGC 3726	-4,4	6,0	0,5	6,5	0,079	0,079	1,020	1,050
NGC 3938	-3,8	5,0	0,5	5,9	0,217	0,217	0,935	0,930
NGC 4085	-4,3	4,0	0,2	6,5	0,127	0,127	0,151	0,151
NGC 4088	-4,4	5,0	0,5	7,0	0,058	0,058	0,209	0,210
NGC 4559	-4,5	5,0	0,5	5,0	0,280	0,310	3,060	3,010
NGC 4631	-4,4	6,0	-0,1	6,0	0,221	0,221	0,145	0,147
	-4,1	5,0	0,0	6,2	0,221	0,221	0,145	0,147
NGC 4818	-4,5	4,0	0,5	6,7	0,068	0,068	0,328	0,283
SBS0335-052E	-3,1	6,0	-0,6	2,0	10,100	10,200	0,730	0,732
SBS0335-052E	-2,9	6,0	-0,6	2,0	10,100	10,200	0,730	0,732
ToL65	-4,3	6,0	-0,2	4,0	6,360	6,360	0,310	0,313
UGC4274	-4,3	5,0	-0,5	5,0	1,430	1,430	0,090	0,090
UM461	-1,7	4,0	0,3	5,4	18,700	18,800	0,160	0,160
VIIZw403	-1,9	5,0	0,5	5,6	5,930	5,930	0,340	0,340

Cuadro 8.8: Cociente $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ & $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ de las galaxias Seyfert 1 reproducido por el modelo combinado de AGN más starburst.

Objeto	$\frac{[\text{Ne III}]}{[\text{Ne II}]}$		$\frac{[\text{O IV}]}{[\text{Ne III}]}$		Starburst		AGN	
							\log_{10}	
	OBS	TEO	OBS	TEO	U	n_H	U	n_H
2MASX J05580206-3820043	1,480	1,470	0,782	0,784	-2,5	6,3	-1,5	6,4
3C120	2,980	2,990	4,250	4,250	-2,4	4,4	-1,0	3,7
IC 4329A	2,160	2,160	1,590	1,590	-2,4	5,1	-0,6	2,1
ESO 140-G043	1,220	1,220	1,970	1,970	-0,2	2,6	-4,7	6,9
ESO 323-G077	0,450	0,449	1,390	1,390	-3,5	2,0	-1,4	5,6
IC 486	0,990	0,991	1,650	1,650	-0,2	2,5	-4,8	6,3
MRK 18	0,484	0,484	0,326	0,327	-3,5	4,7	-1,6	6,2
MRK 18	0,484	0,484	0,326	0,327	-3,4	3,8	-0,5	4,2
MRK 18	0,484	0,483	0,326	0,326	-3,0	5,7	-0,9	5,7
MRK 79	1,810	1,810	1,960	1,960	-2,7	4,0	-0,7	2,1
MRK 335	1,290	1,290	2,340	2,340	-2,9	2,6	-0,7	2,0
MRK 352	0,630	0,632	0,765	0,767	-3,8	4,4	-1,6	5,6
MRK 509	1,450	1,450	1,590	1,590	-2,3	6,8	-1,2	6,3
MRK 590	1,030	1,030	0,330	0,331	-0,2	4,1	-4,8	5,1
MRK 817	1,210	1,200	1,100	1,100	-0,4	2,0	-4,6	6,6
MRK 841	3,920	3,920	1,840	1,840	-4,1	5,6	-2,3	3,4
NGC 931	2,900	2,900	2,690	2,690	-4,5	5,1	-2,3	2,7
NGC 931	2,900	2,900	2,690	2,690	-4,1	3,1	-2,3	2,6
NGC 3227	1,150	1,150	0,870	0,869	-3,5	3,1	-1,6	5,3
NGC 3516	2,200	2,200	2,650	2,640	-2,6	4,0	-0,9	3,7
NGC 3783	1,320	1,320	1,500	1,500	-0,1	2,5	-4,5	5,4
NGC 4235	1,000	1,000	1,020	1,020	-0,3	2,8	-4,8	5,9
NGC 4235	1,000	1,000	1,020	1,020	-0,2	2,9	-4,9	5,0
NGC 4235	1,000	1,000	1,020	1,020	-0,2	3,2	-4,8	5,6
NGC 526A	1,540	1,540	1,810	1,810	-3,1	2,3	-1,5	5,0
NGC 6860	1,280	1,280	1,560	1,560	-2,9	2,2	-0,8	3,9
NGC 7213	0,465	0,464	0,215	0,214	-3,3	5,6	-1,7	6,6
NGC 7603	0,544	0,544	0,659	0,660	-3,7	4,9	-1,6	5,8
UGC 03601	1,450	1,440	1,770	1,760	-3,8	5,2	-1,6	4,9
NGC 7469	0,170	0,169	1,260	1,260	-4,3	4,4	-1,5	6,0
ESO 362-G018	0,720	0,723	1,410	1,410	-3,2	3,4	-0,6	3,2
ESO 362-G018	0,720	0,723	1,410	1,410	-3,2	3,5	-0,6	3,2
ESO 362-G018	0,720	0,718	1,410	1,420	-3,2	3,6	-0,6	3,2
NGC 4593	0,950	0,954	1,700	1,700	-2,7	5,5	-1,0	4,9
F9	1,830	1,830	1,140	1,140	-3,3	5,7	-1,6	5,3
NGC 4151	1,520	1,530	1,160	1,160	-2,3	7,0	-1,4	6,9

Cuadro 8.9: Cociente $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ & $[\text{O IV}]/[\text{Ne III}]$ de las galaxias Seyfert 2 reproducido por el modelo combinado de AGN más starburst.

Objeto	$\frac{[\text{NeIII}]}{[\text{NeII}]}$		$\frac{[\text{OIV}]}{[\text{NeIII}]}$		Starburst		AGN	
							\log_{10}	
	OBS	TEO	OBS	TEO	U	n_H	U	n_H
NGC 1194	2,530	2,530	1,740	1,740	-0,1	2,3	-3,1	5,6
NGC 1365	0,378	0,377	2,380	2,380	-3,2	5,5	-1,1	5,2
NGC 2110	0,788	0,788	0,964	0,965	-2,6	6,7	-0,5	4,9
NGC 2992	1,140	1,140	1,870	1,870	-3,1	6,1	-1,5	5,7
NGC 3081	2,890	2,890	3,280	3,280	-4,5	2,3	-2,1	2,7
NGC 3081	2,890	2,890	3,280	3,280	-4,4	3,2	-2,1	2,7
NGC 3081	2,890	2,890	3,280	3,280	-4,4	4,4	-2,1	2,7
NGC 3281	2,930	2,930	2,990	2,990	-2,3	4,9	-0,8	3,2
NGC 4138	0,873	0,872	0,720	0,721	-4,5	2,0	-1,7	5,3
NGC 4395	1,480	1,480	1,160	1,160	-0,1	2,8	-4,6	4,3
NGC 5506	1,660	1,660	1,660	1,660	-2,7	4,4	-0,8	3,8
NGC 7172	0,491	0,491	2,710	2,710	-3,4	2,2	-0,7	3,5
NGC 7582	0,418	0,421	2,170	2,170	-4,0	6,0	-1,5	5,8
NGC 7682	1,480	1,480	2,010	2,010	-2,3	6,4	-0,7	4,7
NGC 3079	0,220	0,219	0,405	0,405	-4,0	6,1	-1,7	6,8
ESO 417- G006	1,430	1,430	1,590	1,590	-0,2	3,0	-3,7	6,4
ESO 033- G002	3,120	3,120	1,660	1,660	-0,1	3,6	-3,4	7,0
ESO 103-G035	1,350	1,350	0,826	0,828	-0,3	2,9	-4,8	2,2
MCG-03-34-064	2,080	2,080	0,923	0,924	-0,2	2,4	-4,4	2,8
MRK 348	1,340	1,340	0,868	0,867	-0,4	2,3	-4,4	6,0
F49	1,190	1,190	0,832	0,831	-3,3	6,2	-1,6	6,0
NGC 6240	0,365	0,364	0,386	0,388	-4,0	4,9	-1,7	6,1

Cuadro 8.10: Porcentajes de la emisión de las líneas de [O IV], [Ne II] y [Ne III] debidas al AGN y a la formación estelar de las galaxias Seyfert 1.

Objeto	Tipo	%[O IV]		%[Ne II]		%[Ne III]	
		SB	AGN	SB	AGN	SB	AGN
2MASX J05580206-3820043	1	0,07	99,93	99,90	0,10	69,18	30,82
3C120	1	0,10	99,90	100,00	0,00	99,73	0,27
IC 4329A	1	0,10	99,90	100,00	0,00	99,99	0,01
ESO 140-G043	1	100,00	0,00	0,12	99,88	86,47	13,53
ESO 323-G077	1	0,10	99,90	100,00	0,00	90,11	9,89
IC 486	1	100,00	0,00	0,08	99,92	71,28	28,72
MRK 18	1	0,03	99,97	99,94	0,06	67,40	32,60
MRK 18		0,31	99,69	100,00	0,00	99,99	0,01
MRK 18		0,14	99,86	100,00	0,00	99,85	0,15
MRK 79	1	0,32	99,68	100,00	0,00	99,98	0,02
MRK 335	1	0,60	99,40	100,00	0,00	99,97	0,03
MRK 352	1	0,00	100,00	99,86	0,14	32,21	67,79
MRK 509	1	0,06	99,94	100,00	0,00	97,26	2,74
MRK 590	1	100,00	0,00	0,05	99,95	45,21	54,79
MRK 817	1	100,00	0,00	0,18	99,82	80,39	19,61
MRK 841	1	0,00	100,00	70,93	29,07	1,26	98,74
NGC 931	1	0,00	100,00	80,72	19,28	1,37	98,63
NGC 931		0,00	100,00	81,86	18,14	3,74	96,26
NGC 3227	1	0,05	99,95	99,79	0,21	35,44	64,56
NGC 3516	1	0,26	99,74	100,00	0,00	99,88	0,12
NGC 3783	1	100,00	0,00	0,06	99,94	48,45	51,55
NGC 4235	1	100,00	0,00	0,09	99,91	61,99	38,01
NGC 4235	1	100,00	0,00	0,05	99,95	48,49	51,51
NGC 4235		100,00	0,00	0,06	99,94	54,82	45,18
NGC 526A	1	0,26	99,74	99,90	0,10	56,50	43,50
NGC 6860	1	0,95	99,05	100,00	0,00	99,94	0,06
NGC 7213	1	0,09	99,91	100,00	0,00	99,95	0,05
NGC 7603	1	0,00	100,00	99,89	0,11	37,66	62,34
UGC 03601	1	0,00	100,00	99,70	0,30	10,05	89,95
NGC 7469	1	0,00	100,00	99,98	0,02	50,00	50,00
ESO 362-G018	1	0,27	99,73	100,00	0,00	99,99	0,01
ESO 362-G018		0,24	99,76	100,00	0,00	99,99	0,01
ESO 362-G018		0,22	99,78	100,00	0,00	99,99	0,01
NGC 4593	1	0,05	99,95	100,00	0,00	99,44	0,56
F9	1	0,00	100,00	99,57	0,43	14,93	85,07
NGC 4151	1	0,07	99,93	99,99	0,01	91,26	8,74
Promedios		22,34	77,66	75,91	24,09	68,17	31,83

Cuadro 8.11: Porcentajes de la emisión de las líneas de [O IV], [Ne II] y [Ne III] debidas al AGN y a la formación estelar de las galaxias Seyfert 2.

Objeto	Tipo	%[O IV]		%[Ne II]		%[Ne III]	
		SB	AGN	SB	AGN	SB	AGN
NGC 1194	2	99,59	0,41	0,12	99,88	55,00	45,00
NGC 1365	2	0,01	99,99	100,00	0,00	98,40	1,60
NGC 2110	2	0,08	99,92	100,00	0,00	99,95	0,05
NGC 2992	2	0,00	100,00	99,84	0,16	29,63	70,37
NGC 3081	2	0,00	100,00	91,05	8,95	2,11	97,89
NGC 3081		0,00	100,00	91,04	8,96	2,49	97,51
NGC 3081		0,00	100,00	91,05	8,95	2,27	97,73
NGC 3281	2	0,07	99,93	100,00	0,00	99,94	0,06
NGC 4138	2	0,00	100,00	99,66	0,34	7,57	92,43
NGC 4395	2	100,00	0,00	0,05	99,95	40,16	59,84
NGC 5506	2	0,20	99,80	100,00	0,00	99,94	0,06
NGC 7172	2	0,09	99,91	100,00	0,00	99,95	0,05
NGC 7582	2	0,00	100,00	99,93	0,07	16,07	83,93
NGC 7682	2	0,05	99,95	100,00	0,00	99,82	0,18
NGC 3079	2	0,00	100,00	99,91	0,09	29,70	70,30
ESO 417- G006	2	100,00	0,00	0,12	99,88	77,89	22,11
ESO 033- G002	2	99,99	0,01	0,25	99,75	92,34	7,66
ESO 103-G035	2	100,00	0,00	0,10	99,90	52,17	47,83
MCG-03-34-064	2	100,00	0,00	0,09	99,91	39,34	60,66
MRK 348	2	100,00	0,00	0,16	99,84	64,72	35,28
F49	2	0,00	100,00	99,66	0,34	18,47	81,53
NGC 6240	2	0,00	100,00	99,87	0,13	32,64	67,36
Promedios		31,82	68,18	66,95	33,05	52,75	47,25