



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

Instituto de Astronomía

ABUNDANCIAS DE OXÍGENO/NITRÓGENO Y PROPIEDADES
DE LA FORMACIÓN ESTELAR EN LAS REGIONES HII
DE LAS GALAXIAS ANILLADAS ARP 143 Y ARP 141

T E S I S

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRA EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

PRESENTA:
KENIA NAYRHOVY OSORIO LÓPEZ

TUTOR
DR. YALIA DIVAKARA MAYYA
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

MÉXICO, D. F. MAYO 2014



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

*A mis padres y a mis güeros,
con todo mi amor.*

*“Universo en colisión: inicio, fin, desolación;
caos eterno, la entropía en pleno.
¡Hombre!, débil intento por conservar la vida.
Semilla sin fruto, camino sin final;
ecuaciones sin respuesta a perpetuidad.*

*Muere un sol y otro nace,
lentamente se extravían las galaxias;
una a una... se alejan, se van;
buscan encontrar un límite: ¡la eternidad!*

*Cierro los ojos, una estrella más se ha apagado;
en silencio, sin estallar, ha desaparecido...
Formará ahora parte de mil galaxias y no morirá,
seguirá latiendo en cada rincón del Universo,
aunque no pueda ya brillar...”*

Agradecimientos

Agradezco con sinceridad al Dr. Divakara Mayya, por su paciencia y apoyo para que concluyera este trabajo; por sus acertadas respuestas y valiosos comentarios. A mi comité tutorial y sinodales, conformado por las doctoras Silvia Torres, Miriam Peña y Mónica Rodríguez, así como por los doctores Michael Richer y Daniel Rosa, por su interés y sugerencias para enriquecer mi trabajo. A CONACYT, por el financiamiento durante mis estudios. Al Patronato del Estudiante Sudcaliforniano, por el apoyo cuando terminó mi beca. A mis profesores, por mostrarme el camino. A la oficina del posgrado del IA, por ayudarme con el papeleo y siempre tener una sonrisa. Al INAOE, por permitirme trabajar en sus instalaciones.

A mi familia: padres y hermanos, por creer en mí y darme ánimo y cariño desde siempre. A mi esposo e hijos, por todo su amor, por ser mi faro en la oscuridad y, sobre todo, por perdonarme todas esas horas que no estuve a su lado durante la realización de este trabajo. A mis suegros, por su comprensión y apoyo. A mis amigos, por siempre tener una respuesta y una palabra de aliento; especialmente a Marce, por ser la mejor de las amigas. Y principalmente a Dios, por darme la vida y el tiempo para lograr mis metas, así como la inspiración y la fuerza para seguir adelante durante las muchas madrugadas en que sentí desfallecer.

En fin, a todos aquellos que me ayudaron y presionaron para que este proyecto llegara su fin...

Gracias, 10^n gracias ($n \rightarrow \infty$).

Kenia Nayrhovy Osorio López.

Resumen

Las interacciones galácticas son perturbaciones gravitacionales que ocurren entre dos o más galaxias cambiando su estructura; son el origen de muchas de las galaxias irregulares y peculiares que hoy se conocen. Durante la colisión, las fuerzas de marea actuando sobre las nubes de gas y polvo las desgarran, comprimen y calientan, originando ondas de choque que se propagan a través del medio interestelar, llegando a producir grandes brotes de formación estelar, los cuales cambian la metalicidad, las densidades de gas y estrellas, así como gran parte de la estructura física y química de las galaxias.

Las galaxias anilladas son un tipo de galaxias peculiares que se caracterizan por su particular forma de anillo y al menos una galaxia compañera. La colisión entre dos galaxias, por lo general una galaxia compacta elíptica y una más grande y rica en gas (probablemente espiral), causa un anillo con brotes masivos de formación estelar, claramente visibles en $H\alpha$.

En esta tesis se presenta un estudio espectroscópico y fotométrico (óptico e infrarrojo) de las galaxias anilladas Arp 143 y Arp 141. Ambas galaxias muestran nudos o regiones más densas asociadas a la formación estelar, muy brillantes en las imágenes de $H\alpha$ y que, en ambos casos, son más intensas en dirección a la compañera. El objetivo principal de este trabajo es conocer las condiciones físicas y químicas (sobre todo las abundancias de oxígeno y nitrógeno), así como la historia de formación estelar en las regiones HII de los anillos de dichas galaxias.

Usando espectros de rendija larga tomados con el espectrógrafo Boller & Chivens del OAGH, se obtuvieron las intensidades de las líneas de emisión del gas,

con las cuales se pudo calcular la extinción que sufre cada región HII en las galaxias, sus abundancias de oxígeno y nitrógeno, las densidades electrónicas, la naturaleza de la ionización y si hay o no una dependencia radial de éstas en el anillo. Se infiere además un posible origen para el nitrógeno; el cual resulta que en mayor medida se debe a la producción secundaria (sintetizado durante el ciclo CNO de estrellas de masa intermedia) y se asocia con ambientes de alta metalicidad.

Para Arp 143, los flujos espectroscópicos emitidos de H β en las regiones más brillantes se encuentran entre 5.0×10^{-15} y 3.4×10^{-14} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$, pero en regiones donde la rendija pasa por zonas más difusas está por debajo de 2×10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$. El coeficiente de extinción es de $C(\text{H}\beta) = 0.1 - 0.9$. La mayor emisión está en el núcleo, donde alcanza 6.3×10^{-13} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ y tiene también la extinción más elevada, con $C(\text{H}\beta) = 1.1 - 2.0$. En Arp 141 las intensidades de H β son $< 1.1 \times 10^{-14}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-1}$, aumentando exponencialmente con el coeficiente de extinción, que tiene un valor de $C(\text{H}\beta) = 0.1 - 1.1$, lo cual implica que entre más brillante sea una región, más extinción sufrirá.

Se usaron los métodos empíricos ONS y NS para calcular las abundancias de oxígeno y nitrógeno, debido a que por lo general la línea de [OIII] $\lambda 4363$ (que es muy sensible a la temperatura, pero débil) no se detecta en este tipo de galaxias. También se usó el método NS cuando no se cuenta con las líneas de [OII] $\lambda \lambda 3727 + 3729$ o éstas no son confiables. En ambas galaxias, las abundancias de oxígeno y nitrógeno en la mayoría de las regiones HII resulta estar por debajo de las abundancias solares ($12 + \text{Log}(\text{O}/\text{H}) = 8.69$ y $12 + \text{Log}(\text{N}/\text{H}) = 7.83$, Asplund *et al.*, 2009). Estas abundancias tienen valores de $12 + \text{Log}(\text{O}/\text{H}) = 8.3 - 8.5$ y $12 + \text{Log}(\text{N}/\text{H}) = 7.2 - 7.7$ para Arp 143 y de $12 + \text{Log}(\text{O}/\text{H}) = 8.2 - 8.4$ y $12 + \text{Log}(\text{N}/\text{H}) = 7.0 - 7.6$ para Arp 141.

Estos valores son muy parecidos a los de las galaxias normales, lo que sugiere que no ha habido cambio en la metalicidad de las galaxias y que las abundancias observadas no han cambiado drásticamente desde la colisión. Arp 143 tiene alta metalicidad en el núcleo, con $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.7$ y $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=8.3$, por ser la parte más evolucionada de la galaxia. Las abundancias de oxígeno y nitrógeno decrecen radialmente hacia el anillo y las partes externas de este. En Arp 141 la metalicidad es mayor dentro del anillo.

Es de particular importancia el hecho de que, en Arp 143 se han encontrado líneas de oxígeno neutro [OI] $\lambda 6300$ en espectros de cinco regiones de la zona más brillante de la galaxia; lo cual hace sospechar que pueda haber choques presentes. La forma de corroborar esto es mediante el uso de diagramas de diagnóstico, los cuales comparan los cocientes de líneas obtenidos con los usados en varios modelos de fotoionización y choques.

Estos modelos arrojan que, efectivamente, los choques son mecanismos de ionización muy importantes en la porción noroeste de la galaxia. Los choques encontrados tienen velocidades entre 160 y 230 km s^{-1} según el modelo de Dopita y Sutherland (1996); y de 125 hasta 185 km s^{-1} , según el modelo de Allen *et al.* (2008); y pueden ser producto de explosiones de supernovas, vientos de estrellas masivas o, quizá del paso de la onda de densidad al propagarse a través del medio interestelar. El resto de las regiones HII en Arp 143 y la totalidad de ellas en Arp 141 se encuentran fotoionizadas.

Se usaron imágenes en los filtros ópticos ($\text{H}\alpha$, B, V, R, I) e infrarrojo cercano (J, H y K) tomadas en el OAGH y OAN-SPM, respectivamente; así como imágenes de Arp 141 en las bandas J, H y K de 2MASS; para realizar la fotometría mediante aperturas y conocer los colores y ancho equivalente de las estrellas presentes en las

regiones HII, así como su luminosidad en $H\alpha$ y la extinción que sufren debido al polvo. El objetivo de esto es conocer su historia de formación estelar, la tasa de formación estelar, la edad de los brotes estelares que tuvieron lugar con el paso de la onda de densidad que se originó con la formación del anillo y la edad de éste último; así como la contribución de las estrellas del disco a la luminosidad y brillo de las regiones HII.

En el filtro $H\alpha$ puede verse claramente el gas ionizado formando el anillo que tienen ambas galaxias, así como cerca de una docena de regiones de formación estelar masiva distribuidas a lo largo de este, ya que se está viendo la formación estelar reciente y algunas regiones difusas. En principio, los filtros rojos deben trazar el disco fundamental, el cual existía desde antes de la colisión y en el que se encuentran las estrellas viejas. Sin embargo, dado que las galaxias anilladas son azules y que las observaciones en las bandas ópticas son más sensibles que en el NIR, las bandas ópticas trazan mejor el disco fundamental.

En galaxias normales, las intensidades resultantes decrecen suavemente con el radio. En las anilladas hay un aumento brusco en las intensidades de las regiones asociadas al anillo. También se encontró que los anillos son la parte más azul en ambas galaxias (más aún en Arp 143 que en Arp 141), con valores de $(B-V) = -0.14$ a 0.47 mag.

Arp 143 es más roja dentro que fuera del anillo y Arp 141 lo es más dentro y sobre el anillo que fuera de él, lo que apunta a que el disco fundamental se ha ido diluyendo hacia las orillas de las galaxias. La extinción (A_V) varía de $0.4-1.2$ mag en las regiones HII de ambas galaxias y es mayor en el núcleo de Arp 143 ($A_V=1.6$ mag), disminuyendo hacia afuera.

Las regiones HII de Arp 143 tienen luminosidades de $L_{\text{H}\alpha} \sim 2.5 \times 10^{39} - 6.0 \times 10^{40}$ erg s^{-1} y el núcleo de $L_{\text{H}\alpha} = 4.2 \times 10^{41}$ erg s^{-1} , con una luminosidad global de $L_{\text{H}\alpha} \sim 6.7 \times 10^{41}$ erg s^{-1} ; en Arp 141 las luminosidades individuales (incluyendo al núcleo) son de $L_{\text{H}\alpha} \sim 8.1 \times 10^{38} - 1.1 \times 10^{40}$ erg s^{-1} , y la global es de $L_{\text{H}\alpha} \sim 3.9 \times 10^{40}$ erg s^{-1} . Las regiones HII estudiadas son más brillantes que las regiones HII típicas e incluso más que algunas regiones HII gigantes conocidas.

En las galaxias interactuantes, los brotes estelares forman estrellas muy masivas, como las de tipo OB que, debido a su alta masa, tienen tiempos de vida muy cortos, alcanzando su máximo tiempo de vida en ~ 5 Myr; para después explotar como supernovas y desaparecer o volverse muy débiles. Los brotes estelares encontrados en Arp 143 y Arp 141 son muy jóvenes, lo cual hace suponer que los observados son brotes estelares recientes y que, en el pasado de las galaxias en estudio, debe haber formación estelar más antigua.

En el anillo de Arp 143, la formación estelar reciente empezó hace 5–7 Myr, de acuerdo con el modelo de un brote estelar, y hace 7.5 Myr de acuerdo con el modelo de dos brotes. En el anillo de Arp 141, la formación estelar data de hace 7–13 Myr, para un brote estelar, y de hace 11–14 Myr, de acuerdo con el modelo de dos brotes estelares. Algunos modelos de galaxias anilladas muestran la aparición de formación estelar simultánea en el anillo debido a la expansión de una onda de choque, consecuencia de una colisión frontal con otra galaxia.

Los anillos de Arp 143 y Arp 141 son relativamente jóvenes en comparación con los de galaxias como Cartwheel, que tiene ~ 300 Myr. Arp 141 debe estar aún en etapas tempranas de la interacción, puesto que muestra un anillo joven y la galaxia con el anillo aún está muy cercana a la compañera. Además, tiene la particularidad de tener un núcleo desplazado del centro y muy cercano a la compañera.

Índice general

Agradecimientos	v
Resumen.....	vii
1 <u>Introducción</u>	1
1.1 Antecedentes	2
1.2 Galaxias	3
1.2.1 Componentes galácticos	4
1.2.2 Tipos de galaxias	5
1.2.3 Interacción entre galaxias	9
1.3 Galaxias anilladas	11
1.4 Características observacionales de las galaxias anilladas	14
1.4.1 Morfología	14
1.4.2 Formación estelar.....	14
1.4.3 Gradientes de color	15
1.4.4 Contenido del gas.....	16
1.4.5 Regiones HII	16
1.5 Modelos de formación	21
1.6 Galaxias muestra	22
1.6.1 Arp 143	23
1.6.2 Arp 141	25
1.7 Motivación y estructura de la tesis	25
2 <u>Datos observacionales y selección de regiones ionizadas</u>	29
2.1 Antecedentes	30
2.2 Datos fotométricos	31

2.3 Selección de regiones ionizadas	36
2.4 Datos espectroscópicos	39
2.5 Reducción y extracción de espectros	44
3 <u>Análisis espectroscópico de regiones seleccionadas</u>	47
3.1 Espectros en 1D de las regiones HII	48
3.1.1 Flujos medidos	53
3.1.2 Errores	55
3.1.3 Extinción	58
3.1.4 Flujos emitidos	60
3.2 Propiedades químicas	62
3.2.1 Abundancias de oxígeno y nitrógeno	63
3.2.2 Método R_{23}	64
3.2.3 Métodos ONS y NS	66
3.2.4 Metalicidad	69
3.2.5 Densidad electrónica	69
3.3 Resultados espectroscópicos	69
3.3.1 Gradientes de abundancias	73
3.3.2 Origen del nitrógeno	76
3.3.3 Enriquecimiento químico local	79
4 <u>Fotometría de regiones seleccionadas</u>	83
4.1 Fotometría con aperturas	84
4.1.1 Calibración fotométrica	84
4.1.2 Efecto de “ <i>background</i> del disco” sobre color y EW	87
4.1.3 Colores y extinción	90
4.1.4 Datos observados	91
4.2 Determinación de parámetros físicos	94

4.3	Análisis de datos usando el modelo de síntesis de población	97
4.3.1	Brotos estelares	97
4.3.2	Modelos de un brote instantáneo	97
4.3.3	Análisis de edad con diagramas color-color	98
4.3.4	Modelo de dos brotes estelares	100
4.3.5	Historia de formación estelar	102
4.4	Confrontación de la historia observada con modelos de onda de densidad	104
4.5	Regiones difusas	104
5	<u>Zona noroeste del anillo de Arp 143</u>	105
5.1	Antecedentes	106
5.2	Diagramas de diagnóstico	107
5.3	Modelos de fotoionización y choques	108
5.4	Evidencia de choques	111
5.4.1	Campos magnéticos	115
5.5	Origen de los choques	116
6	<u>Conclusiones</u>	119
6.1	Conclusiones	120
6.2	Trabajo a futuro	122
	<u>Bibliografía</u>	125
	Referencias	126
	Páginas consultadas en Internet	131

Índice de tablas

Tabla 1.1. Datos generales de las galaxias Arp 143 y Arp 141.....	22
Tabla 2.1. Tiempos de exposición y fechas en que fueron tomadas las imágenes fotométricas de los distintos filtros y longitud de onda central de cada uno	31
Tabla 2.2. Datos de las diferentes temporadas de observación de Arp 143	43
Tabla 2.3. Datos de las diferentes temporadas de observación de Arp 141	43
Tabla 2.4. Número de renglones sumados por objeto	46
Tabla 3.1. Flujos medidos en las líneas de Arp 143.....	54
Tabla 3.2. Flujos medidos en las líneas de Arp 141.....	55
Tabla 3.3. Flujos medidos de otras regiones	55
Tabla 3.4. Valores de rms, mediana y número de renglones promediados para el cielo, utilizados en el cálculo de errores	57
Tabla 3.5. Curva de extinción de Seaton.....	59
Tabla 3.6. Flujos emitidos por las líneas en Arp 143, corregidas por extinción.....	61
Tabla 3.7. Flujos emitidos por las líneas en Arp 141, corregidas por extinción.....	62
Tabla 3.8. Clasificación de las regiones HII	66
Tabla 3.9. Densidades y abundancias de Arp 143.....	70
Tabla 3.10. Densidades y abundancias de Arp 141.....	70
Tabla 3.11. Elipses con el mejor ajuste al anillo de las galaxias Arp 143 y Arp 141.	72
Tabla 3.12. Distancias radiales (r/R) en las regiones HII de Arp 143 y Arp 141..	72

Tabla 4.1. Coeficientes de extinción atmosférica, de transformación de estrellas estándar y masa de aire, usados en las ecuaciones de transformación.....	85
Tabla 4.2. Colores de Arp 143 sin corregir.....	92
Tabla 4.3. Colores de Arp 143 corregidos por extinción y dilución.....	92
Tabla 4.4. Colores de Arp 141 sin corregir.....	93
Tabla 4.5. Colores de Arp 141 corregidos por extinción y dilución.....	93
Tabla 4.6. Parámetros físicos y de ionización en las regiones HII de Arp 143.....	96
Tabla 4.7. Parámetros físicos y de ionización en las regiones HII de Arp 141.....	96
Tabla 4.8. Edades en Arp 143.....	103
Tabla 4.9. Edades en Arp 141.....	103
Tabla 5.1. Parámetros de choques en regiones de Arp 143 de acuerdo con el modelo de Dopita y Sutherland (1998).....	117
Tabla 5.2. Parámetros de choques en regiones de Arp 143 de acuerdo con el modelo de Allen <i>et al.</i> (2008).....	117

Índice de figuras

Figura 1.1. Espectro electromagnético.....	2
Figura 1.2. Corrimientos al rojo y al azul de la luz emitida por una galaxia espiral.....	3
Figura 1.3. Adaptación de la clasificación morfológica revisada de las galaxias.....	6
Figura 1.4. Mosaico de galaxias interactuando.....	10
Figura 1.5. Muestra de galaxias anilladas.....	13
Figura 1.6. Diagrama de flujo simple del ciclo de formación estelar.....	15
Figura 1.7. Esquema de una región HII.....	18
Figura 1.8. Líneas de recombinación del átomo de hidrógeno.....	19
Figura 1.9. Diagramas de los niveles inferiores de energía de [OIII], [NII], [OII] y [SII]..	20
Figura 1.10. Emisión libre-libre o <i>Bremsstrahlung</i>	20
Figura 1.11. Espectro de una región HII con líneas de emisión.....	21
Figura 1.12. Imágenes de Arp 143 y Arp 141 en la banda R+H α	23
Figura 2.1. Mosaico de imágenes de Arp 143 en los distintos filtros utilizados.....	34
Figura 2.2. Mosaico de imágenes de Arp 141 en los distintos filtros utilizados.....	35
Figura 2.3. Rendijas y aperturas usadas en la galaxia anillada Arp 143 sobre H α	37
Figura 2.4. Rendijas y aperturas usadas en la galaxia anillada Arp 141 sobre H α	38
Figura 2.5. Imágenes espectrales de las rendijas que se tienen de Arp 143.....	40
Figura 2.5 (continuación) Imágenes espectrales de las rendijas que se tienen de Arp 143..	41
Figura 2.6. Imágenes espectrales de las rendijas que se tienen de Arp 141.....	42
Figura 2.7. Función de sensibilidad utilizada para las tres temporadas de observación.....	45

Figura 3.1. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 143 (1)	49
Figura 3.2. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 143 (2)	50
Figura 3.3. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 143 (3)	51
Figura 3.4. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 141.....	52
Figura 3.5. Distribución del coeficiente de extinción en Arp 143 y Arp 141.....	60
Figura 3.6. Relación entre los flujos emitidos y el coeficiente de extinción	62
Figura 3.7. Distribución de las abundancias de oxígeno y nitrógeno.....	71
Figura 3.8. Distribución radial de las abundancias de oxígeno en Arp 143.....	75
Figura 3.9. Distribución radial de las abundancias de oxígeno en Arp 141.....	75
Figura 3.10. Relación N/O derivada como función de la abundancia de oxígeno en las regiones HII de las galaxias Arp 143 y Arp 141.....	77
Figura 3.11. Relación N/O derivada en función de la abundancia de oxígeno para las regiones HII en las galaxias espirales y enanas	78
Figura 4.1. Comportamiento de los colores con el factor de dilución	90
Figura 4.2. Diagrama color-color para un brote instantáneo.....	99
Figura 4.3. Diagrama color-color para dos brotes estelares en Arp 143	101
Figura 5.1. Diagrama de diagnóstico utilizando $[OIII]/H\beta$ contra $[OI]/H\alpha$	111
Figura 5.2. Diagrama de diagnóstico utilizando $[OIII]/H\beta$ contra $[SII]/H\alpha$	112
Figura 5.3. Diagrama de diagnóstico utilizando $[OIII]/H\beta$ contra $[NII]/H\alpha$	113

Introducción

1.1. Antecedentes

El espectro electromagnético (Figura 1.1) es una distribución infinita y continua de bandas de frecuencias o longitudes de onda que representan a toda la gama de ondas electromagnéticas que componen la luz; las cuales se pueden captar o emitir, usando diversos aparatos, y van desde los rayos γ hasta las ondas de radio.

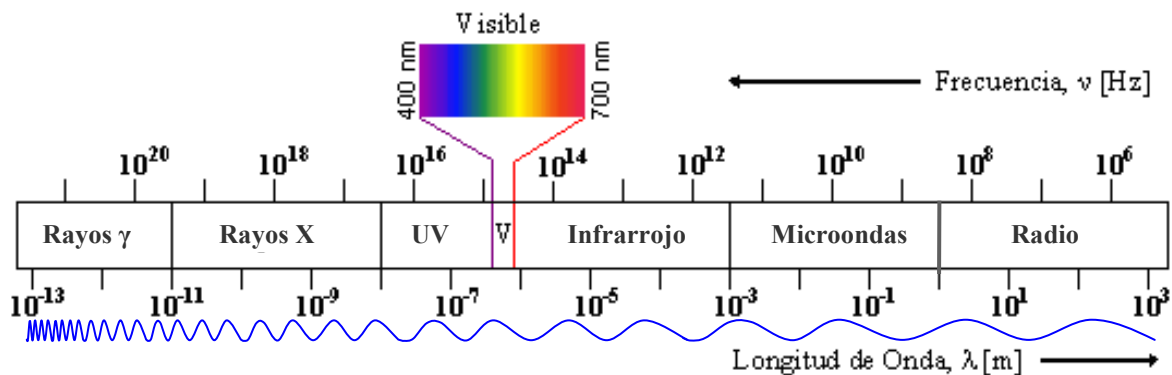


Figura 1.1. Espectro electromagnético. Muestra la longitud de onda y frecuencia en las bandas que van desde rayos γ hasta ondas de radio, destacando la ubicación de las ondas visibles para el ojo humano.

Dentro del espectro destaca la luz visible, que es el intervalo de longitud de onda entre 400-700 nm captado por el ojo humano. Todos los cuerpos que hay en el Universo están compuestos por partículas que vibran y emiten energía en un rango de longitud de onda de acuerdo a su temperatura; por lo cual es posible observarlos, ya sea en una banda o en otra.

Muchos de los objetos que existen en el Universo irradian energía en longitudes de onda diferentes del visible (por lo que a veces no es posible verlos a simple vista), como los observables en rayos γ , X o UV (muy energéticos) y los observables en radio, microondas e IR (menos energéticos). Por su lejanía y velocidad sufren un cambio aparente en la longitud de onda del objeto, debido al movimiento relativo de la fuente respecto a un observador, llamado efecto Doppler (Figura 1.2). Es decir, si una fuente que emite luz se está alejando, la longitud de las ondas emitidas es amplificada y hay un corrimiento al rojo (*redshift*); provocando que a la vista del observador el objeto se vea enrojecido. En el caso contrario, si la fuente se está acercando al observador, la luz se comprime en longitud de onda y hay un desplazamiento al azul (*blueshift*), provocando que se vea más azul de lo que es.

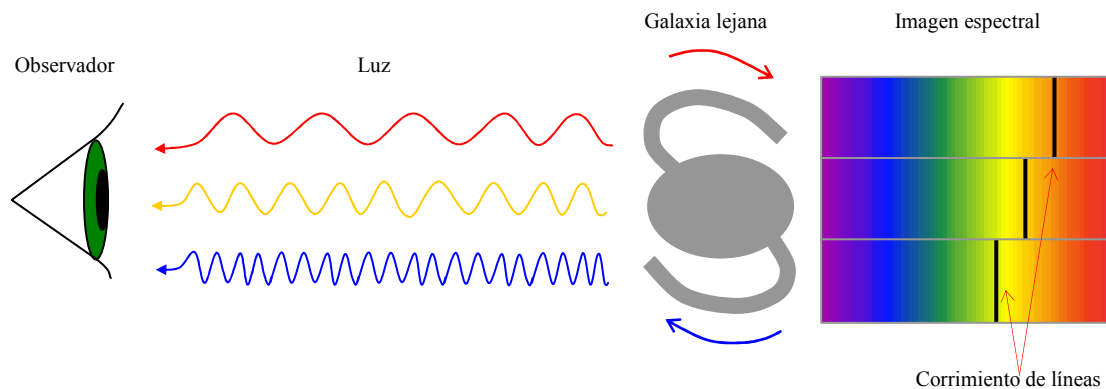


Figura 1.2. Corrimientos al rojo y al azul de la luz emitida por una galaxia espiral.

Esta diferencia en longitudes de onda sirve para calcular la distancia a la que se encuentra dicha fuente, como podría ser una galaxia que se está alejando debido a la expansión del Universo. En este caso, se calcula el *corrimiento al rojo* (z); el cual es la razón entre el incremento en longitud de onda ($\Delta\lambda$) y la longitud de onda original (λ). El producto de z por la velocidad de la luz (c) da la velocidad (v) a la que se está moviendo el objeto (cuando la velocidad es pequeña comparada con c) y, dividiendo ésta entre la *constante de Hubble* (H), arroja finalmente la distancia a la que se encuentra la galaxia.

1.2. Galaxias

La palabra *galaxia* es de origen griego y significa “blanco como la leche”, haciendo referencia a la Vía Láctea, nuestra propia galaxia. Se usa para referirse a estructuras formadas por enormes conglomerados de materia (estrellas, gas, polvo y materia oscura) y energía, que giran en torno a un centro galáctico y están ligados gravitacionalmente. Además, interactúan con otras galaxias formando grupos de galaxias. Cada noche se pueden ver en cielo unos cuantos miles de estrellas a simple vista, casi todas las cuales forman parte de la Vía Láctea; además de algunos planetas del Sistema Solar y galaxias cercanas, como Andrómeda y las Nubes de Magallanes; pero hay otros objetos más débiles (como nebulosas) o más lejanos (como galaxias) que sólo son visibles con binoculares o telescopios.

1.2.1. Componentes galácticos

Las estrellas estables son conglomerados de gas en equilibrio hidrostático; es decir, existe un equilibrio entre el gradiente vertical de presión (producida por la radiación y la convección que empujan el material hacia afuera) y la fuerza gravitatoria (que atrae la materia hacia el centro). Dentro de una estrella se produce energía por medio de reacciones termonucleares (convirtiendo hidrógeno en helio, principalmente), la cual es irradiada al exterior en forma de radiación electromagnética. Las estrellas aportan el 90% de la masa galáctica visible. Cada estrella tiene masas entre 0.08 y 120 veces la del Sol ($M_{\odot} = 1.991 \times 10^{30}$ kg) y algunas están ligadas gravitacionalmente a otra estrella o, incluso, se encuentran en cúmulos. Las estrellas pueden ser viejas, de baja masa y pobres en metales como las de población II, ubicadas en bulbos, cúmulos globulares o galaxias elípticas; o jóvenes y muy metálicas, llamadas población I, localizadas principalmente en los brazos de galaxias espirales. Las estrellas jóvenes son ricas en metales gracias a un enriquecimiento químico debido a las estrellas más masivas de generaciones anteriores, actualmente representadas únicamente por sus estrellas menos masivas.

El siguiente componente visible más abundante en una galaxia típica (espiral gigante) es el *gas* (~10% de su masa); el cual se compone principalmente de hidrógeno (~90% del gas), el cual puede estar en estado ionizado (HII, alrededor de estrellas jóvenes y masivas), neutro (HI, en toda la galaxia, incluso más extendido que las estrellas) y molecular (H_2 , en el interior de la galaxia, indicando sitios de nacimiento de estrellas). El restante 10% del gas está formado por helio con trazas de metales pesados. Cabe aclarar que la composición en porcentajes 90/10 se refiere al número de átomos, no su masa; en términos de masa la proporción sería de 73% (H), 25% (He) y 2% (metales).

También hay *polvo*, el cual está formado por partículas sólidas muy pequeñas (de carbono y silicatos, principalmente) que absorben o dispersan la energía que reciben y se concentran en las zonas de formación estelar. Este material oscurece la luz de estrellas o zonas de emisión que se encuentran detrás de él.

Toda la materia visible (estrellas, gas y polvo) conforma sólo el 10% de la masa total de la mayoría de las galaxias, el restante 90% no es posible verlo y se desconoce su naturaleza, pero es posible conocer sus efectos gravitacionales sobre la materia visible y se le ha llamado *materia oscura*.

Se cree que hay más de cien mil millones (10^{11}) de galaxias en el universo observable, cada una de las cuales puede tener entre 10^6 y 10^{12} estrellas y tener una masa equivalente a 10^5 – 10^{13} M_{\odot} ; llegan a medir entre cien y cien mil parsecs ($1 \text{ pc} = 3.09 \times 10^{13} \text{ km}$) de diámetro y la distancia entre ellas suele ser de millones de parsecs. Aún con estas distancias, que para el hombre resultan enormes, hay galaxias que se acercan entre ellas, causando interacciones que modifican las estructuras galácticas y su evolución. Es mucho más común la colisión entre galaxias que entre estrellas, ya que la separación típica entre galaxias es entre 10 y 100 veces su diámetro, mientras que la separación entre estrellas es 10^8 veces más grande que su tamaño. El componente que se ve más afectado por una colisión entre galaxias es el gas del medio interestelar, ya que se comporta como un fluido (a diferencia de las estrellas, que lo hacen como partículas interactuantes) y, al momento del choque, es comprimido y calentado, creando regiones de formación estelar.

1.2.2. Tipos de galaxias

La primera galaxia conocida y estudiada por el hombre fue la Vía Láctea, ya que está inmerso en ella y, en 1610, Galileo Galilei descubrió que está formada por millones de pequeños puntos luminosos que, como ahora se sabe, son estrellas. Más tarde y gracias a las observaciones de Edwin Hubble, realizadas en 1925, se supo que no es la única; allá afuera hay muchísimas galaxias más, acompañando a la Vía Láctea en el Universo. Para 1936, Hubble diseñó un sistema basado en la apariencia, que clasificaba a las galaxias en tres grandes grupos: elípticas, espirales e irregulares. Dicho sistema es la secuencia de Hubble que se utiliza hasta el día de hoy, con algunas modificaciones y ampliaciones realizadas, sobre todo, por Gerard de Vaucouleurs (1959) y Allan Sandage (1961).

Recientemente, Kormendy y Bender (2012) realizaron una actualización importante a la clasificación de galaxias (Figura 1.3), en la que las galaxias S0 forman una secuencia (S0a-S0b-S0c) paralela a las galaxias espirales (Sa-Sb-Sc) y a las galaxias espirales anémicas (Aa-Ab-Ac) de van der Bergh; las cuales pueden ser normales y barradas. Esta modificación es importante porque toma en cuenta la relación de luminosidad del bulbo respecto a la luminosidad total, lo cual define la posición de las galaxias en este diagrama. Kormendy y Bender extendieron la secuencia S0 a galaxias esferoidales (Sph). En esta rama se puede observar que el tamaño del bulbo disminuye desde las galaxias S0(0) hasta desaparecer en las esferoidales, las cuales quedarían paralelas a las galaxias irregulares (Im) de la secuencia ampliada de las galaxias espirales. Sugieren que las galaxias Sph son galaxias Scd-Im “rojas y muertas” transformadas, de la misma manera que muchas galaxias S0 proceden de galaxias Sa-c. También indican que el universo local está dominado por galaxias de tipo S e Im y que únicamente cerca del 10% corresponde a galaxias E y S0.

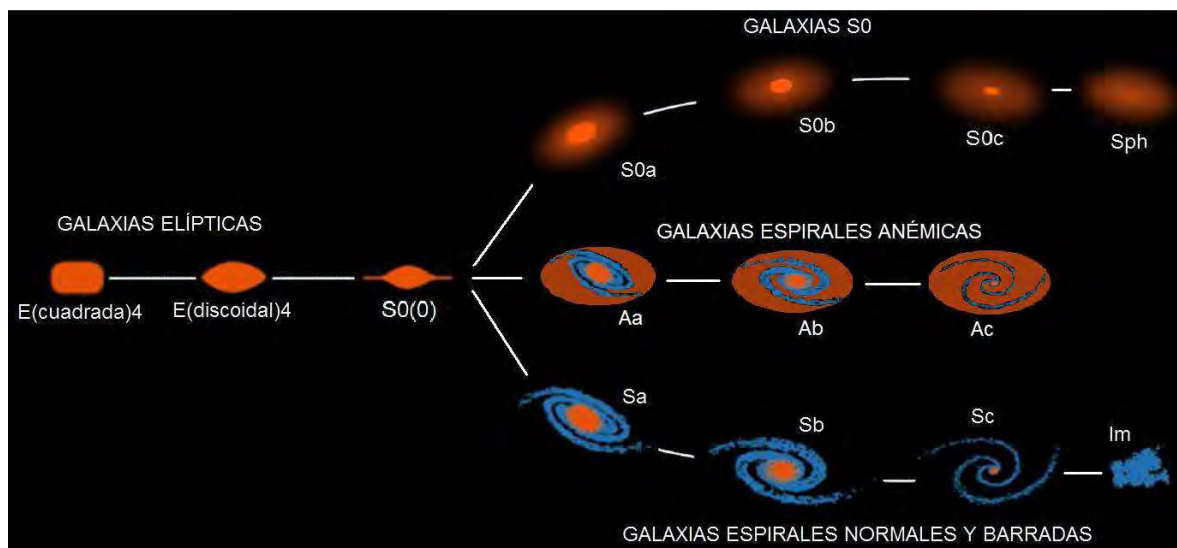


Figura 1.3. Adaptación de la clasificación morfológica revisada de las galaxias (Kormendy y Bender, 2012). Los tipos E son de Kormendy y Bender (1996). Los objetos de transición entre las galaxias S y S0 son las galaxias anémicas (A) de van den Bergh. Relaciones de brillo Bulbo/Total disminuyen hacia la derecha; galaxias Sc y S0c tienen pequeños o ningún pseudo bulbo. Las galaxias Sph e Im no tienen bulbo.

Las galaxias *elípticas* son pobres en gas y ricas en estrellas; están dominadas por estrellas viejas (población II), lo que les da su característico color rojo o amarillo; aunque también contienen a las estrellas más enriquecidas químicamente; pueden tener un hoyo negro central supermasivo y deben su nombre a que tienen forma esferoidal (sólo constan

del bulbo). Se designan con la letra E y un número (de 0 a 7) que indica qué tan ovalada se ve la elipse en el plano del cielo y van desde una esfera (E0) hasta las muy achatadas (E7). Pueden ser cuadradas o discoidales, dependiendo de su menor o mayor luminosidad en el centro. En general, son galaxias muy grandes y, al parecer, producto de colisiones galácticas, lo cual consumiría el gas al haber brotes estelares masivos durante la colisión y provocaría una tasa de formación estelar muy baja al evolucionar. Las estrellas que la forman se mueven en todas direcciones. Estas galaxias no pueden tener barra.

Se creía que las galaxias *lenticulares* (S0) eran la transición entre las galaxias elípticas y espirales. Actualmente se les considera una secuencia aparte, paralela a las galaxias espirales y vinculada tanto con las elípticas, como con las esferoidales (Kormendary y Bender, 2012). El tamaño del bulbo central disminuye hacia los tipos tardíos (S0a→S0c). Están formadas por un bulbo brillante y un disco; además, pueden tener otros componentes como barra o anillo, excepto brazos. Contienen estrellas viejas y muy poco o nada de gas. De acuerdo con Kormendy y Bender, las galaxias S0 proceden de galaxias espirales que se encuentran en cúmulos y que se han transformado al ir perdiendo su gas, probablemente por interacciones con otras galaxias o por rozamientos con el gas que llena el cúmulo. Las galaxias *esferoidales* marcan el final de la secuencia lenticular; en éstas la luminosidad es más baja y el bulbo es inexistente; algunas pueden tener su origen en galaxias irregulares que han consumido o perdido todo su gas, lo cual se refleja en la composición química de sus estrellas.

Las galaxias *espirales* son discos ricos en gas y polvo que contienen menos estrellas que las galaxias elípticas; tienen un bulbo central que generalmente contiene un hoyo negro supermasivo y estrellas más viejas (población II). Del bulbo salen la barra (si la hay) y el disco, donde se encuentran los brazos espirales ricos en gas y polvo, los cuales tienen una formación estelar constante (población I). Rodeando al disco se encuentra un halo esferoidal simétrico, poco denso y compuesto por cúmulos globulares de estrellas de población II. Para nombrar a este tipo de galaxias se usan las letras mayúsculas S (espiral) y SB (espiral barrada); además de una minúscula (a, b, c) que corresponde a las variaciones

en la apertura de los brazos, menos abiertos en los tipos tempranos ‘a’ que en los tardíos ‘c’. El tamaño del bulbo central también varía, decreciendo hacia las de tipo Sc y SBc.

Cuando disminuye la formación estelar, los brazos espirales se vuelven más débiles y empieza a dominar el disco de estrellas más viejas, transformando a las galaxias espirales en *espirales anémicas* (van der Bergh, 1998); las cuales tienen un bajo contenido de hidrógeno y son una secuencia intermedia entre las galaxias espirales ricas en gas y las lenticulares pobres en gas. La proporción bulbo/disco va disminuyendo hacia los tipos tardíos (Aa→Ac).

Antiguamente, las galaxias *irregulares* eran aquellas que no tenían una simetría aparente y no presentaban ninguna forma definida en las clasificaciones anteriores. Según la clasificación de Kormendy y Bender (2012) pertenecen a la secuencia de las espirales, aunque serían menos luminosas que las de tipo Sc. Carecen de bulbo y contienen grandes cantidades de gas, polvo y estrellas jóvenes, por lo que son muy azules. Suelen ser el producto de perturbaciones gravitacionales entre galaxias cercanas, lo que provoca fuertes brotes estelares. Pueden ser extendidas o compactas. Las que muestran un disco y estructura espiral deformada (parecidas a la Gran Nube de Magallanes) se conocen como Irr-I, Im o IBm en caso de que tenga barra; mientras que, las que muestran estructura caótica y formación estelar masiva, se denotan como Irr-II o I0.

Las galaxias también pueden ser enanas (se agrega una ‘d’ antes de la clasificación), súper gigantes (se antepone una ‘c’), galaxias de bajo brillo superficial (LSB), galaxias con núcleos activos (AGN’s) y galaxias interactuantes, colisionantes y con brotes estelares, que son en las que se profundizará.

Las galaxias *peculiares* son resultado de interacciones entre galaxias elípticas o espirales y no pertenecen a ninguna de las clasificaciones antes mencionadas, pero pueden mostrar algunas de sus características, además de forma, tamaño o composición inusual. También tienen una forma mucho más definida que las galaxias irregulares: pueden mostrar anillos, uniones entre galaxias, acumulaciones inusuales de gas o polvo, alto o bajo brillo

superficial, incluso chorros de material expulsado desde el núcleo (núcleo activo). Fueron clasificadas por Halton Arp en 1966, cuando publicó su catálogo de galaxias peculiares, el cual contiene una muestra de 338 galaxias.

Para nombrarlas se agrega una 'p' o 'pec' a su clasificación principal. Si la galaxia no tiene anillo interno, se agrega una (s) a su clasificación; si cuenta con un anillo mal definido, se agrega (rs); si tiene anillo interno, se agrega (r); en cambio, si el anillo es externo y rodea a la galaxia, se antepone una 'R' a su clasificación y, en caso de que sea falso (producto de brazos espirales muy juntos), se usa 'R¹'. Incluyen al 5-10% de las galaxias conocidas.

1.2.3. Interacción entre galaxias

Las colisiones o interacciones galácticas son perturbaciones gravitacionales que ocurren entre dos o más galaxias, modificando su estructura. Fueron más frecuentes en el pasado del Universo que hoy en día y son el origen de muchas de las galaxias elípticas, irregulares y peculiares que hoy se conocen. Tienen gran importancia en la evolución galáctica y en la formación estelar. Durante la colisión, las fuerzas de marea actuando sobre las nubes de gas y polvo las desgarran, comprimen y calientan, originando ondas de choque que se propagan a través del medio interestelar, llegando a producir grandes brotes estelares. Estos brotes estelares *inesperados*, que no hubiesen existido sin la colisión galáctica, cambian las densidades de gas y estrellas, gran parte de la estructura de las galaxias y la metalicidad de las generaciones subsecuentes de estrellas. En las imágenes de galaxias, los brotes estelares se observan como nudos muy azules, ya que están poblados por enjambres de estrellas azules recién formadas.

Las interacciones pueden ser tan débiles como simples acercamientos, que únicamente logran arrancar un poco de gas de una de las galaxias mientras éstas continúan su curso, o tan fuertes que logran destrozar a una o ambas galaxias, formando una mayor y cambiando drásticamente su morfología. Cuando una de las galaxias es mucho más pequeña es casi

seguro que será destrozada y engullida por la galaxia más grande, perturbando apenas su gas y pasando a formar parte de ella. En cambio, si debido a una mayor cantidad de movimiento (producto de la masa por la velocidad de un cuerpo) una galaxia logra pasar a través de otra, la perturbación será mínima y, aunque el gas se vea afectado, las galaxias conservarán su forma, lo cual no se observa comúnmente. A pesar de que las galaxias se mueven a cientos de kilómetros por segundo, debido a las grandes distancias entre ellas, suelen pasar cientos de millones de años antes de que la interacción lleve a una nueva configuración estable. En la Figura 1.4 se muestran ejemplos de galaxias interactuando; puede verse como colisionan, se desgarran o fusionan, dejando chorros de material esparcido por el espacio, el cual adopta la forma de colas o puentes como vestigio del acercamiento entre ellas. Las caprichosas formas que adoptan dan una idea de la magnitud de la colisión.



Figura 1.4. Mosaico de galaxias interactuando, conformado a partir de imágenes captadas por el Telescopio Espacial Hubble (HST, por sus siglas en inglés).

1.3. Galaxias anilladas

Las galaxias *anilladas* pertenecen a las galaxias peculiares y son llamadas así debido a la predominante forma de anillo que tienen en el mismo plano. Son ricas en gas y estrellas jóvenes (azules) muy masivas. Se teoriza que se forman como resultado de la colisión entre dos galaxias, generalmente una galaxia espiral con un disco rico en gas que está rotando y una galaxia elíptica más pequeña. Después del choque, en el cual una de ellas puede o no atravesar a la otra, el sistema derivará en una galaxia de anillo con brotes masivos de formación estelar y una galaxia compañera. Para Romano, Mayya y Vorobyov (2008), una galaxia anillada bien definida es aquella que traza un anillo completo, tanto en las imágenes de H α como en las de continuo, y la estructura observada no puede ser interpretada como parte de un brazo espiral o un arco.

Burbidge y Burbidge, en 1959, sugirieron que las galaxias anilladas pueden ser el resultado de una colisión cercana entre una galaxia elíptica y una espiral. Freeman y de Vaucouleurs (1974) mencionan que el anillo puede ser producto de la colisión entre una galaxia espiral y una nube intergaláctica de HI. Estudiando muestras de galaxias anilladas, Theys y Spiegel (1976, 1977) notaron que el anillo se forma a partir del paso de una galaxia intrusa cerca del centro de una galaxia con disco. Con simulaciones numéricas, Lynds y Toomre (1976) demostraron que las galaxias anilladas se forman como resultado de una colisión axial (en el plano) entre una galaxia intrusa y una galaxia con un disco rico en gas.

Las galaxias que dan origen a las galaxias anilladas pueden acercarse tanto entre sí, que las fuerzas de marea desgarrarán a la de menor masa, cambiando su morfología. En caso de que exista contacto directo, la galaxia elíptica sufrirá poco cambio, pero afectará de tal manera al gas de la galaxia espiral (ya que las estrellas no chocan entre ellas), que generará una onda de densidad con expansión radial que comprimirá el gas y dará origen a un brote masivo de formación estelar (Lynds y Toomre, 1976) y a su vez de supernovas, enriqueciendo así el medio interestelar. Esta onda de densidad se expandirá como si se arrojase una piedra al agua, y la formación estelar se propagará en una escala de tiempo de decenas o cientos de millones de años.

Según las simulaciones de Romano, Mayya y Vorobyov (2008), las características observadas en las muestras de galaxias anilladas apuntan a colisiones relativamente recientes (< 80 Myr). En este tiempo, las estrellas que se van formando evolucionan a la vez que se forman nuevas estrellas hacia el borde del nuevo anillo, creando un gradiente de color a partir de la zona de impacto, que puede o no ser el núcleo de la nueva galaxia anillada. Es en dicho anillo, casi exclusivamente, donde se encuentran las zonas con formación estelar masiva; es decir, los nudos o regiones HII. Por lo general, la parte interna del anillo contiene gas y material estelar poco luminoso. Aún cuando no haya contacto directo entre las galaxias, el acercamiento entre ellas provocará fuerzas de marea y turbulencias que van a crecer y pueden afectar la composición física de una región o de la galaxia entera, influyendo incluso en la composición química de las futuras generaciones de estrellas; por lo que se pueden encontrar choques producidos por vientos de las estrellas recién formadas (de tipo O, B y Wolf-Rayet) o explosiones de supernovas.

Romano, en su tesis doctoral (2006), así como en Romano, Mayya y Vorobyov (2008) realizaron un estudio sobre galaxias anilladas (entre la muestra se encuentran Arp143 y Arp141), conformando el catálogo de 15 objetos con observaciones en el óptico e infrarrojo cercano que se muestran en la Figura 1.5. Ellos encontraron que en H α se observa claramente el anillo, el cual está formado por nudos muy brillantes donde se lleva a cabo la formación estelar masiva; además, reportan que hay un gradiente de color, en el que la galaxia es más roja en el centro y azul en las partes externas (anillo). En las bandas del continuo del infrarrojo cercano (NIR), puede trazarse la localización de las ondas de densidad estelar. El disco estelar fuera del anillo arroja valiosa información sobre la naturaleza del disco antes de la colisión. También mencionan que, de acuerdo a los colores y la masa calculada de las galaxias, las progenitoras pudieron ser espirales Sc, Sd e Irregulares.

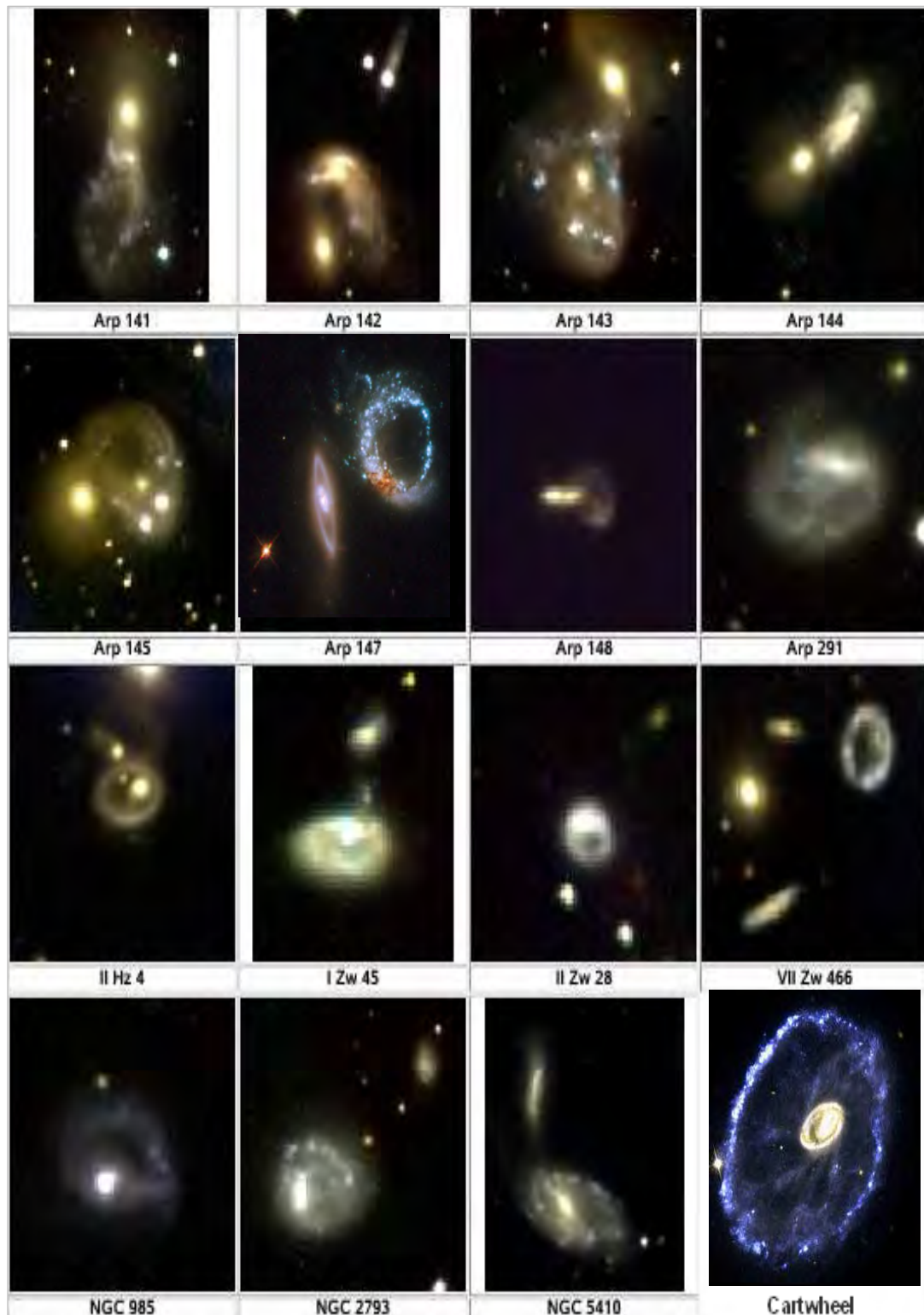


Figura 1.5. Muestra de galaxias anilladas, presentada por Romano, Mayya y Vorobyov (2008). Las imágenes de Arp 147 y de la galaxia Cartwheel (ESO350-40) pertenecen al Hubble Heritage. Se aprecian marcadas diferencias en los anillos y en las configuraciones adoptadas por los sistemas interactuantes.

1.4. Características observacionales de las galaxias anilladas

1.4.1. Morfología

Theys y Spiegel (1976) propusieron una clasificación morfológica observacional para las galaxias anilladas. Las galaxias de *anillo vacío* (RE) que aparecen bien definidas, con un anillo casi elíptico y sin un núcleo central, formadas por colisión como Arp 147 y VII Zw 466. Las galaxias que contienen un *núcleo* desplazado del centro del anillo (RN), que pudieron formarse por un mecanismo distinto de la colisión entre galaxias, como el Objeto de Hoag y Cartwheel. Y las galaxias con un gran *nudo* en el anillo (RK); es decir, que siguen teniendo formación estelar intensa, como NGC 2793. Algunas galaxias pueden conservar más de un anillo, como Arp 147.

1.4.2. Formación estelar

Debido a perturbaciones en el disco, al movimiento rotatorio de las galaxias, a la mayor densidad de estrellas en los brazos o a la interacción entre galaxias, se forman ondas que comprimen enormes nubes de gas y polvo en el medio interestelar, dando lugar a la formación de estrellas (las cuales tendrán masas, temperaturas, colores y edades similares) e iniciando el ciclo de formación estelar galáctica. Las estrellas, sobre todo las más jóvenes y masivas, ionizan el medio interestelar; cuando mueren, el estallido de las supernovas (SN) vuelve a comprimir el gas, lo cual continúa el ciclo de formación estelar (Figura 1.6), además de enriquecer el medio con metales producidos dentro de ellas.

En las galaxias anilladas la formación estelar se debe, principalmente, a la onda de densidad que recorre el disco en forma radial a partir de la zona de impacto entre las dos galaxias. Las nubes de gas se comprimen y surgen grandes nudos con violentos brotes de formación estelar, los cuales siguen a la onda en expansión hasta el borde mismo del nuevo anillo de la galaxia; por lo tanto, en el anillo se observan estrellas O y B, principalmente.

Higdon (1995) encontró una tasa de formación estelar bastante elevada en Arp 143. Por el contrario, en el interior del anillo casi no se encuentra formación estelar reciente, pero sí emisión en el infrarrojo (IR), como rastro de los brotes estelares que tuvieron lugar allí mientras el anillo se expandía.

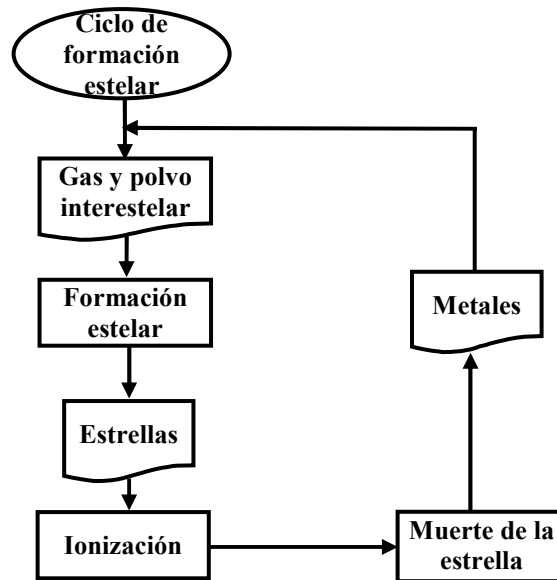


Figura 1.6. Diagrama de flujo simple del ciclo de formación estelar.

1.4.3. Gradientes de color

Los brotes de formación estelar generados en el borde de la onda de densidad en expansión, producen un gradiente de color monotónico (en un solo sentido) hacia las regiones de evolución estelar, detrás del anillo (Appleton y Struck-Marcell, 1996); es decir, la galaxia es azul hacia los bordes externos del anillo, donde hay más estrellas jóvenes y, el gradiente de color tiende hacia el rojo en el centro galáctico, donde se encuentran mayor cantidad de estrellas viejas. El gradiente de color sirve para estimar cómo ha evolucionado la galaxia. Algunas veces es posible observar parte del *disco fundamental* más allá del anillo azul donde está la formación estelar reciente; dicho disco sería más rojo que el anillo, ya que estaría compuesto principalmente por estrellas más viejas que las del anillo, pertenecientes al disco de la galaxia progenitora, tal como era antes de la colisión.

De acuerdo con Appleton y Struck-Marcell (1996), los nudos típicos en las galaxias anilladas tienen luminosidades ópticas similares o mayores que la Gran Nube de Magallanes (LMC); la cual se toma como referencia por tratarse de una de las galaxias mejor conocida y cercana a la Vía Láctea; ésta es irregular y posee una gran variedad de objetos. Los colores, los espectros y la gran luminosidad de las regiones HII en el anillo, sugieren un gran número de estrellas OB naciendo a grandes tasas de formación estelar. Las galaxias anilladas también tienen una alta luminosidad en el IR cercano y alta temperatura de color en el IR lejano, comparadas con las temperaturas *normales* de las galaxias.

1.4.4. Contenido del gas

Se han encontrado evidencias observacionales (Higdon *et al.* 1995; Higdon y Higdon, 2010) de que, al igual que en otros tipos de galaxias, el gas presente en las galaxias anilladas está compuesto por hidrógeno neutro (HI), ~95% del cual se concentra en el anillo y muestra la interacción entre las galaxias; hidrógeno ionizado (HII), que dejar ver el medio ionizado por las estrellas; hidrógeno molecular (H_2), el cual es trazado por la molécula de ^{12}CO y se localiza en regiones que han formado estrellas; y algunos elementos como nitrógeno y oxígeno, así como también rastros de elementos pesados, que en astronomía se denominan metales.

1.4.5. Regiones HII

Las galaxias están formadas por estrellas, gas, polvo y materia oscura. En este trabajo se analizarán los tres primeros componentes, que resultan ser los más abundantes de la materia bariónica y forman las llamadas regiones HII. Estas regiones tienen su origen en las enormes nubes moleculares de hidrógeno (H_2), las cuales sufren colisiones entre ellas debido, entre otros factores, a ondas de choque producidas por supernovas (SN) y la formación de grandes estructuras como anillos, lo que provoca que las nubes se colapsen

sobre sí mismas y se fragmenten en pequeños trozos; dando estos origen a gran cantidad de estrellas muy masivas y jóvenes que, a su vez, calentarán el gas que las rodea y lo expandirán, dando así origen a las regiones HII.

Dichas regiones son nebulosas de emisión donde ocurre la formación estelar y cuentan al menos con una estrella joven (tipos O y B, azules) bastante caliente ($T > 10^4$ K) y el medio que la rodea. Este medio está compuesto mayormente por hidrógeno (90%) y el resto por helio con trazas de elementos pesados. Las regiones HII tienen densidades de 10^6 cm^{-3} (regiones compactas, $< 1 \text{ pc}$) hasta algunas pocas partículas por cm^3 (regiones gigantes, $> 100 \text{ pc}$).

Idealmente, la estrella ioniza el medio circundante con grandes cantidades de fotones UV de energía mayor a 13.6 eV (fotoionización), generando una zona de HII a su alrededor, como la de la Figura 1.7. En esta zona los fotones son reemitidos pero con menor energía, haciendo que la ionización decaiga rápidamente por dilución geométrica con el cuadrado de la distancia a la estrella, creando así un borde definido en la región. Más allá, el gas continúa neutro; lo que forma una región HI. Otro proceso de ionización son los choques, los cuales se producen cuando hay una perturbación en el medio interestelar, la cual se propaga arrastrando el material a su paso, calentando el gas y elevando su temperatura, ionizándolo e incrementando su velocidad más allá de la velocidad del sonido, lo cual lo vuelve visible a los instrumentos.

La forma y el tamaño de la región HII dependen de la cantidad de energía que es radiada por la estrella, así como de la densidad y la manera en que se encuentre distribuido el gas alrededor de dicha estrella (Estalella y Anglada, 1999); en la forma también influye el número de estrellas cercanas. Suponiendo un medio homogéneo compuesto por hidrógeno, como el de la Figura 1.7, la región que una estrella puede ionizar recibe el nombre de *esfera de Strömgren* y, su radio, el *radio de Strömgren* (R_s), da el tamaño típico de la región HII (Ecuación 4.20, Capítulo 4).

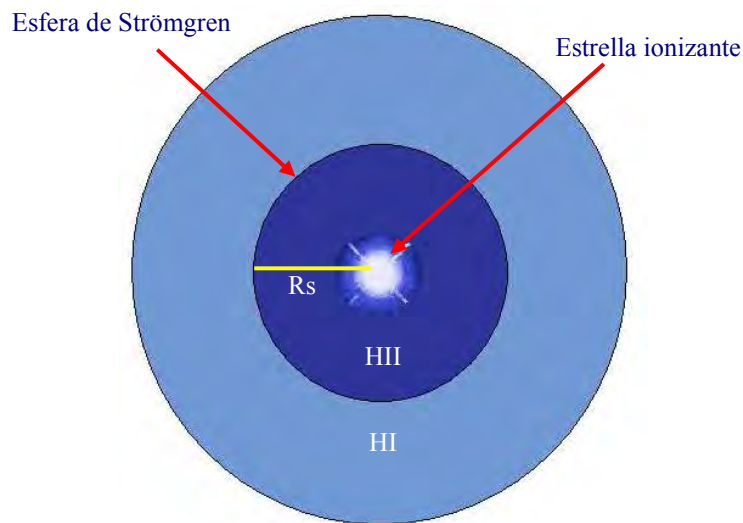


Figura 1.7. Esquema de una región HII.

La morfología de una región HII puede verse modificada debido a los fuertes vientos de estrellas muy masivas, los cuales empujan y dispersan el gas, dejando sola a la estrella o a un cúmulo estelar. Las explosiones de supernovas tienen el mismo efecto sobre el medio interestelar. Las regiones HII pueden encontrarse en los brazos de galaxias espirales y atravesando galaxias irregulares, así como en galaxias compactas enanas azules. No se ven en galaxias elípticas debido a que éstas se forman por colisiones galácticas, lo cual provoca que el medio interestelar choque, produciendo enormes brotes de formación estelar y agotando el gas. Su estudio es importante porque ayuda a entender la evolución química y la historia de formación estelar que ha tenido una galaxia; además, como son visibles a grandes distancias en el Universo, ayudan en la determinación de distancias a otras galaxias, ya que presentan una relación entre el diámetro de la región y su luminosidad.

Las regiones HII pueden ser observadas en gran parte del espectro electromagnético. En el óptico, la emisión de líneas espectrales de una región HII está dominada por dos procesos radiativos: recombinación y excitación colisional.

Las líneas de recombinación más intensas se deben a elementos ligeros y abundantes como hidrógeno y helio ionizados; en los cuales, debido a su diferencia de cargas, un electrón es capturado por un ión cargado positivamente (átomo que ha perdido electrones)

para producir un nuevo átomo neutro. Posteriormente, este electrón sufre un decaimiento en cascada por los niveles cuánticos, desde las órbitas superiores (estado excitado o de mayor energía) hacia otras inferiores y más cercanas al núcleo (estado fundamental o de menor energía), lo cual implica la pérdida de energía y la emisión de fotones de longitudes de onda características en cada elemento. Esto produce las líneas espectrales de recombinación. Las transiciones entre niveles de energía se agrupan en series; a niveles bajos son bien conocidas, como las de Lyman en el ultravioleta (Ly- α 1215.67, Ly- β 1025.72, Ly- γ 972.54, Ly- δ 949.74), Balmer en el óptico (H α 6563.82, H β 4861.36, H γ 4340.50, H δ 4101.77) y Paschen en el infrarrojo (Pa- α 18751.01, Pa- β 12818.08, Pa- γ 10938.09, Pa- δ 10049.37) para el caso del átomo de hidrógeno (Figura 1.8).

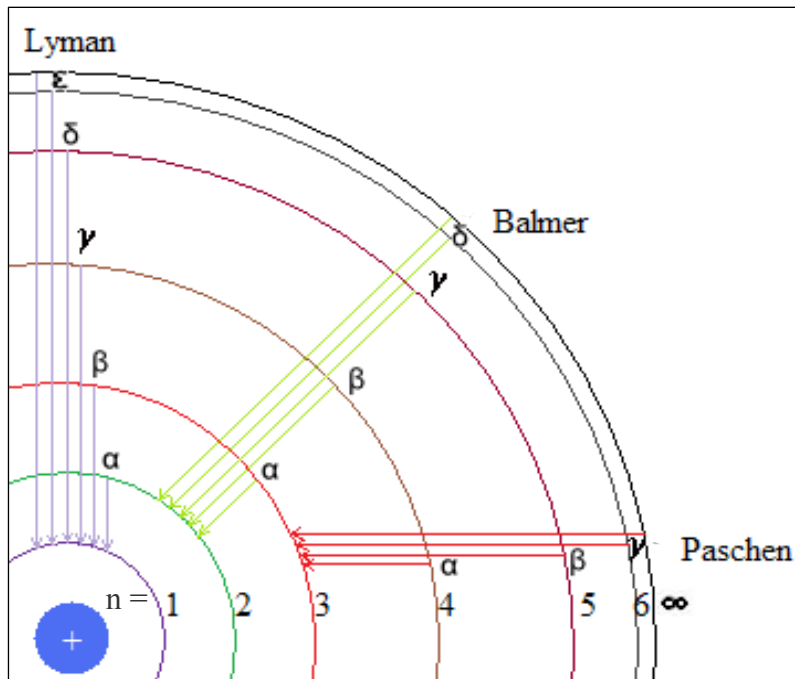


Figura 1.8. Líneas de recombinación del átomo de hidrógeno.

La excitación colisional se da a densidades muy bajas en elementos más pesados que el hidrógeno o el helio, como oxígeno, nitrógeno y azufre; en este caso es un átomo el que choca con un electrón libre, provocando que los electrones del mismo pasen a un nivel de mayor energía, seguido de una emisión espontánea. Las líneas colisionales pueden ser permitidas o prohibidas; las permitidas tienen una mayor probabilidad de ocurrir que las prohibidas, las cuales se observan en gases de densidad extremadamente baja (Figura 1.9).

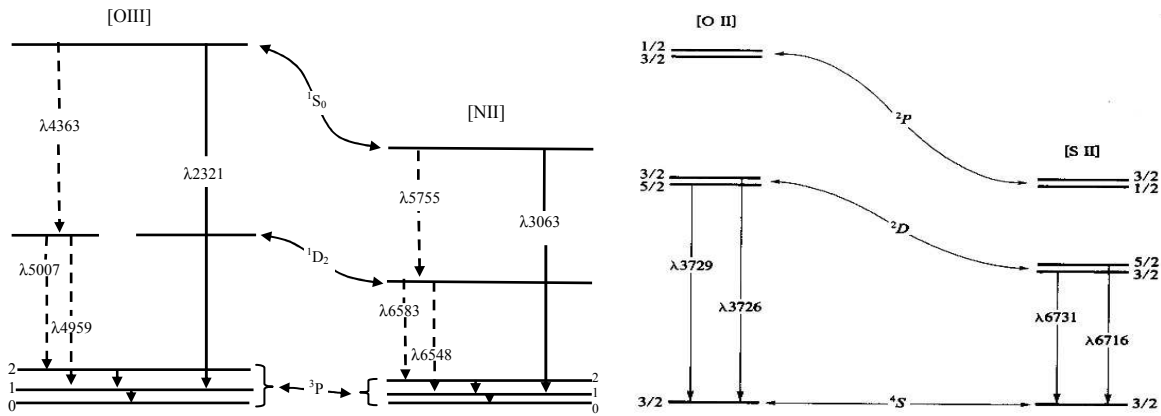


Figura 1.9. Diagramas de los niveles inferiores de energía de [OIII], [NII], [OII] y [SII]; muestran las líneas prohibidas producto de excitación colisional. Tomados de Osterbrock (1989), Págs. 64, 132.

Además, hay partículas cargadas que no están ligadas entre sí y que al interactuar emiten radiación en el continuo, la cual es de suma importancia en las observaciones hechas en Radioastronomía y se conoce como emisión libre-libre o *Bremsstrahlung* (radiación de frenado). Esta radiación es producida por la desaceleración de una partícula cargada (electrón, e^-) al ser desviada por otra (protón, p^+); lo cual involucra la liberación de energía cinética en forma de un fotón ($h\nu$) de energía igual a la diferencia entre las energías inicial (E_1) y final (E_2) del electrón, como se muestra en la Figura 1.10.

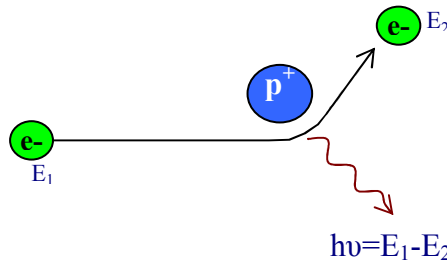


Figura 1.10. Emisión libre-libre o *Bremsstrahlung*.

Las estrellas poseen un continuo más notorio que las líneas espectrales, ya que emiten radiación en todas las longitudes de onda, dependiendo de su temperatura (como un cuerpo negro), con algunas líneas en absorción provocadas por los elementos presentes en su atmósfera. Las regiones HII, en cambio, tienen un espectro dominado por líneas de emisión producidas por el gas caliente que las compone; su continuo estelar es bastante débil, de manera que no hay una radiación de fondo que sea absorbida por el gas. En el visible (400-

700 nm), el espectro de una región HII (Figura 1.11) está dominado por líneas de recombinación de helio e hidrógeno, que aparecen particularmente fuertes; así como líneas prohibidas excitadas colisionalmente de elementos más pesados como nitrógeno, oxígeno y azufre.

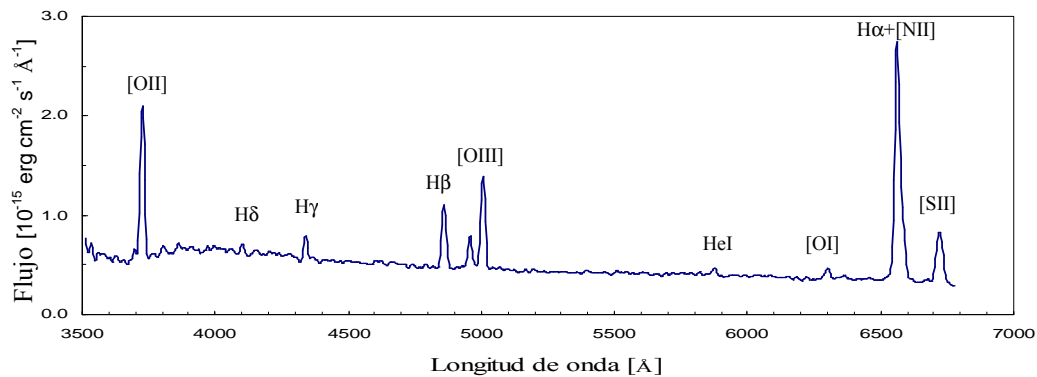


Figura 1.11. Espectro de una región HII con líneas de emisión.

El estudio de las líneas de recombinación (especialmente $H\alpha$ y $H\beta$) junto con las líneas prohibidas [NII], [OI], [OII], [OIII] y [SII], da idea de las propiedades químicas y físicas de las regiones HII en el caso de baja metalicidad (Pilyugin *et al.*, 2004). Esto es factible gracias a que la intensidad de una línea en determinada longitud de onda tiene relación con la abundancia del elemento que la produce, así como las condiciones físicas de temperatura y densidad del gas. Estas regiones tienen un característico color rojo, debido a la fuerte emisión en la línea de $H\alpha$. La cantidad de elementos pesados decrece conforme aumenta la distancia al centro galáctico.

1.5. Modelos de formación

Las galaxias anilladas son del tipo de galaxias colisionales en las que el disco de al menos una de las participantes sigue estando suficientemente intacto después de la colisión, como para permitir su estructura y propiedades de formación estelar. En muchos casos, la perturbación gravitacional producida por la galaxia pequeña es ligera, con baja amplitud en las ondas que se desplazan a través del disco. En otros casos, el efecto de la galaxia

compañera es más importante y hay fuertes efectos no lineales sobre el disco de la galaxia de mayor tamaño.

Los modelos indican que, fuera del centro galáctico, un impacto moderado puede producir un anillo fuertemente asimétrico, dando lugar a estructuras y formas caprichosas (Appleton y Struck-Marcell, 1996) como las que aparecen en la Figura 1.5. Los modelos y simulaciones estudian la estructura del anillo en relación a la masa de ambas galaxias, el ángulo de choque y la cantidad de gas presente. La galaxia más estudiada y que, por su estructura, más se presta para ser usada en modelos hidrodinámicos, es Cartwheel (Romano, 2006).

1.6. Galaxias muestra

Se tienen las galaxias anilladas Arp 143 y Arp 141, pertenecientes al catálogo de galaxias peculiares de Arp, que en sus imágenes de óptico y $H\alpha$, muestran claramente una estructura anillada y la interacción con una galaxia compañera elíptica. Ambas galaxias muestran nudos o regiones más densas asociadas a la formación estelar, muy brillantes en las imágenes de $H\alpha$ y que, en ambos casos, son más intensas en dirección a la compañera. En la Tabla 1.1 se muestran datos generales de ambas galaxias, según Romano (2006) y Romano *et al.* (2008). En la Figura 1.12 se muestran imágenes de estas galaxias en la banda R (gris) y contornos de $H\alpha$ (amarillo).

Tabla 1.1. Datos generales de las galaxias Arp 143 y Arp 141.

Galaxia	Arp 143	Arp 141
Otros nombres	NGC2444/5, UGC4016/7, VV117	UGC3730, VV123
α (2000)	$7^h 46.87^m$	$7^h 14.35^m$
δ (2000)	$+39^\circ 00.60'$	$+73^\circ 28.52'$
v (km s ⁻¹)	4017	2874
Distancia (Mpc)	53.56	38.32
Diámetro (")	84.5	75.9
B_T (mag)	13.6	14.5
M_B (mag)	-20.2	-18.7
Redshift	0.0133	0.0091
$H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.		

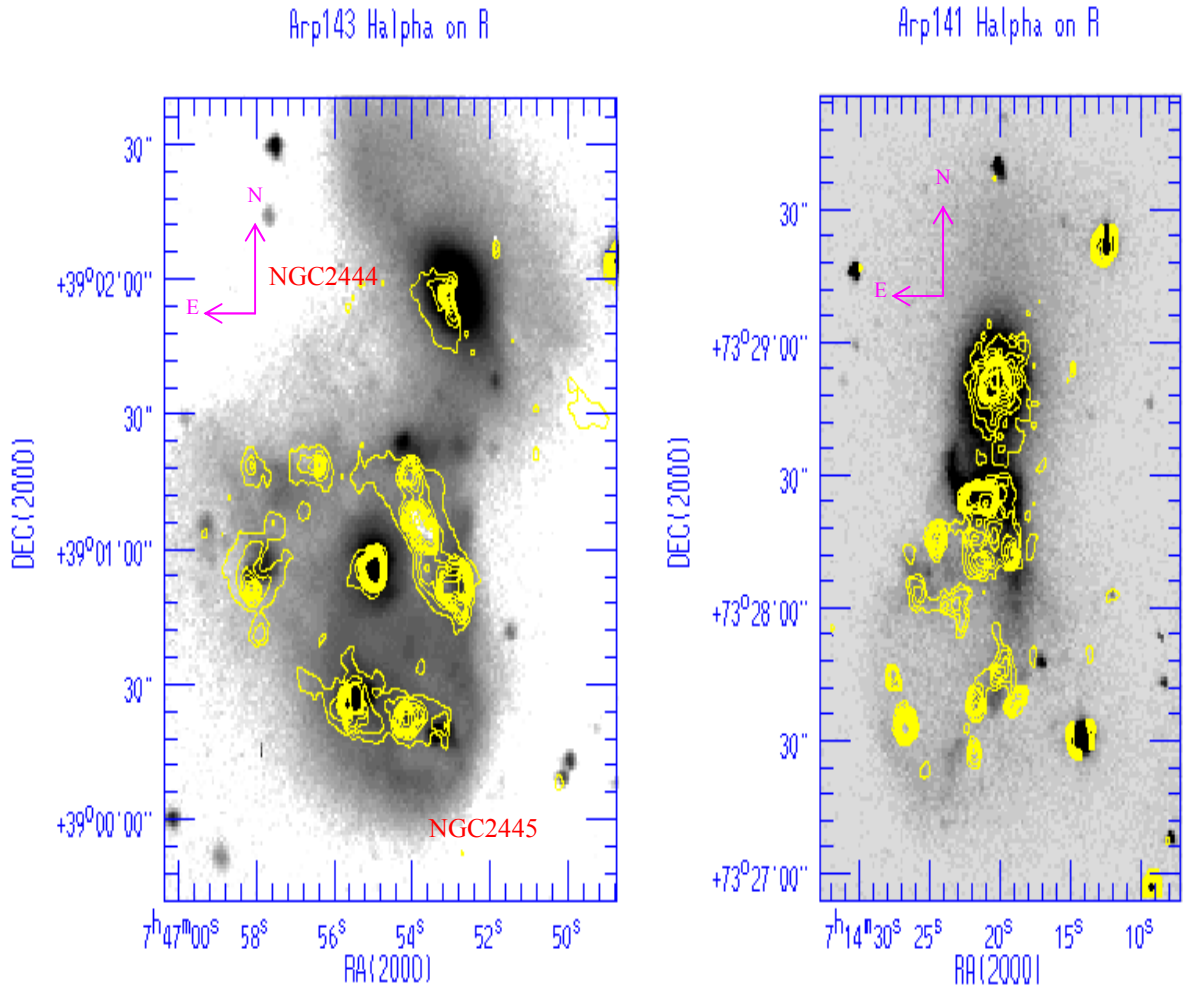


Figura 1.12. Imágenes de Arp 143 y Arp 141 en la banda R, con contornos de H α superpuestos usando los datos de este trabajo.

1.6.1. Arp 143

Arp 143 es un sistema de dos galaxias interactuantes ubicado en la constelación del Lince, donde la galaxia NGC 2444 colisionó con la galaxia NGC 2445; derivando en el cambio de morfologías para ambas galaxias; quedando, según la base de datos extragalácticas NED¹, como galaxias peculiares interactuantes: una lenticular (NGC 2444, *S0 pec*) y la otra irregular con un disco deformado (NGC 2445, *Im pec*).

¹ NASA/IPAC Extragalactic Database, en inglés; operada por el Laboratorio de Propulsión a Chorro (JPL) en el campus del Instituto de Tecnología de California (Caltech), bajo contrato con la Administración Nacional de Aeronáutica y del Espacio (NASA) de los Estados Unidos de América.

A esta clasificación habría que agregarle una (*r*), ya que la colisión generó un anillo (donde se localizan las regiones con formación estelar reciente) claramente visible y medianamente elíptico; el cual es mucho más brillante en la parte noroeste, desde donde se ve una pluma de material estelar emanando, que lo une a la galaxia compañera y se muestra como evidencia de la interacción. Existe además un núcleo ligeramente desplazado del centro (*RN*). Tomando esto en cuenta, NGC 2445 quedaría clasificada como *Im pec (r-RN)*.

En la porción noroeste de NGC 2445 se observa un corte abrupto en el anillo, el cual se repite en todas las bandas observadas; no así en un estudio de hidrógeno neutro realizado por Appleton *et al.* (1992). En dicho estudio, los contornos en el mapa de densidad superficial de HI, obtenidos con el VLA, muestran una componente discoidal mucho más extendida y simétrica que la observada en las imágenes del visible e IR. Este achatamiento podría deberse a un alabeo (deformación) en el disco de NGC 2445, producido por los flujos de material durante la interacción galáctica; o bien, que ya existía desde antes de la colisión en la galaxia elíptica, ya que los alabeos son frecuentes en este tipo de galaxias.

El núcleo está casi en el centro del anillo, ligeramente desplazado hacia la galaxia compañera; aunque se encuentra mucho más desplazado del centro del disco fundamental, el cual se extiende más allá del anillo y se vuelve más intenso en la zona suroeste de la galaxia. La galaxia compañera se encuentra a lo largo del eje menor del anillo y tiene un halo de material estelar casi del mismo tamaño que la galaxia con el anillo, el cual se extiende hacia el noreste.

En algunas regiones se han encontrado líneas de [OI] $\lambda 6300$, por lo que es posible que, además de la fotoionización, haya alguna otra componente importante de ionización, como pueden ser los choques o fuentes no térmicos (remanentes de supernovas, púlsares, etc.).

1.6.2. Arp 141

Arp 141 es también un sistema de galaxias en interacción; se encuentra en la constelación de la Jirafa (Camelopardalis) y está formado por la galaxia VV 123b, que chocó contra la galaxia VV 123a. En la actualidad se clasifican como galaxias de tipo *S0 pec* e *Im pec(r)*, respectivamente.

Arp 141 es de la subclase RE (anillo vacío), ya que en el centro del anillo sólo pueden observarse algunas regiones de emisión extendida no muy brillantes. Esta galaxia cuenta con un núcleo bastante desplazado del centro (totalmente fuera del anillo y muy cercano a la galaxia compañera), que tiene una forma de remolino muy brillante, rodeado de regiones HII. El anillo es bastante elíptico y está poblado por regiones HII. Hay una elongación óptica e IR difusa hacia el sur, causada posiblemente por la colisión; así como el disco fundamental más allá del anillo (hacia el oeste), con forma casi circular.

La galaxia compañera es una elíptica bastante masiva que se encuentra en la parte norte (a lo largo del eje mayor del anillo, lo cual es un caso único en las galaxias anilladas conocidas), muy cercana aún a Arp 141 y con la cual aún se encuentra unida. La compañera tiene además un gran halo de material estelar casi del mismo tamaño que Arp 141, que se extiende sobre todo hacia el norte. Arp 141 fue descubierta por Burbidge y Burbidge (1959), surgiendo con ello la idea de la interacción entre galaxias.

1.7. Motivación y estructura de la tesis

Para este trabajo se analizarán los espectros de las regiones HII (nudos) de Arp 143 y Arp 141, localizadas en los anillos de dichas galaxias, con el fin de conocer las condiciones físicas y químicas que éstas poseen, así como su historia de formación estelar; para lo cual se analizarán fotométricamente imágenes ópticas e infrarrojas. Se han elegido estas galaxias debido a la gran cantidad de regiones HII que presentan en las imágenes de $H\alpha+[NII]$ y a que, al momento de iniciar este trabajo, no se había realizado ningún estudio

espectroscópico de ellas. Además de conocer mejor estos dos objetos, se busca profundizar en el conocimiento que se tiene de las galaxias anilladas y los procesos que se llevan a cabo dentro de ellas; así como inferir cómo llegaron a sus actuales configuraciones.

En el Capítulo 2 se da a conocer el origen de las imágenes, datos fotométricos y espectroscópicos de las observaciones, se hace la selección de regiones ionizadas que se van a estudiar, así como la reducción y extracción de los espectros de donde se obtendrán los datos para trabajar en los capítulos posteriores.

En el Capítulo 3 se analizan los espectros extraídos (en una dimensión) para medir los flujos de las líneas en emisión de cada región HII, así como calcular sus errores y corregirlos por extinción. De igual manera, se realizan los cálculos para la densidad electrónica y metalicidad, se encuentran las abundancias de oxígeno y nitrógeno, infiriendo además un posible origen para éste último. Para el cálculo de las abundancias químicas se usan métodos empíricos debido a que la línea [OIII] $\lambda 4363$, que es muy sensible a la temperatura pero débil, no está detectada, ya que las observaciones no son lo suficientemente profundas.

En el Capítulo 4 se realiza la fotometría sobre las imágenes, seleccionando las regiones HII en estudio mediante aperturas. Con los datos obtenidos se hacen las correcciones por dilución y extinción para obtener su magnitud, color, luminosidad en $H\alpha$ y ancho equivalente. De igual manera se encuentran las características de estas regiones: sus parámetros físicos, de ionización y de formación estelar. También se muestra la comparación con modelos para conocer la historia de formación estelar de las galaxias estudiadas. Se obtienen las edades de los brotes estelares y se infiere la edad de los anillos, con la finalidad de saber si ambos fenómenos están relacionados y fueron producidos por la onda de densidad originada durante la colisión entre las galaxias.

En el Capítulo 5, mediante los resultados espectroscópicos y usando diagramas de diagnóstico, se busca el mecanismo que ioniza a las regiones HII estudiadas. Las imágenes espectrales sugieren la presencia de choques en Arp143, por lo que se ahondará en este

punto, comparando los cocientes de líneas obtenidos con los usados en varios modelos de fotoionización y choques.

En el Capítulo 6 se encuentran las conclusiones a las que se llegó en base al estudio realizado a las galaxias Arp 143 y Arp 141. Para terminar, se describe a grandes rasgos el trabajo a futuro, lo que podrían ser los pasos a seguir en la investigación de Arp 143 y Arp 141, además de otras galaxias anilladas.

**Datos observacionales y
selección de regiones ionizadas**

2.1. Antecedentes

Las observaciones fotométricas y espectroscópicas con que se cuenta para este trabajo fueron realizadas durante tres temporadas: 1–7 de diciembre de 1999, 30 de enero al 5 de febrero de 2000 y 22–26 de enero de 2001, todas ellas fotométricas. Se tomaron en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH) en Cananea, Sonora, y en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) en San Pedro Mártir, B.C. Las observaciones fueron realizadas por los Dres. Divakara Mayya y Roberto Romano. En Romano *et al.* (2008) está publicado un análisis morfológico de las galaxias Arp 143 y Arp 141 (completas), usando estas imágenes, incluyendo perfiles de intensidad y colores. Cabe mencionar que en dicho artículo también se dan detalles de la calibración fotométrica de estas imágenes, la cual se discute en la Sección 4.1.1 de este trabajo.

En el filtro H α (Figuras 2.1 y 2.2) puede verse claramente la forma de anillo que tienen ambas galaxias, así como los pequeños nudos o cúmulos más compactos de gas (regiones HII) distribuidos a lo largo de éste, ya que se está viendo la formación estelar reciente. Debido a ello, las imágenes en H α se usan para la identificación y localización de las regiones HII que se van a estudiar. Por su parte, las imágenes en bandas anchas trazan el disco fundamental, el cual existía desde antes de la colisión y en el que se encuentran las estrellas viejas. Se usan estas imágenes ya calibradas para obtener la fotometría de las regiones HII seleccionadas. La siguiente sección da detalles de estas imágenes.

Los espectros fueron tomados usando una rendija larga de 2" de ancho, cuyo detalle está descrito en la Sección 2.4. Las imágenes espectrales aparecen en las Figuras 2.5 y 2.6. En las imágenes espectrales se distinguen fácilmente las líneas en emisión. Algunas líneas como H α + [NII] λ 6584 son muy brillantes (pueden verse a la derecha del espectro) y sirven de guía para identificar las regiones HII que se van a estudiar. En el centro de las imágenes se aprecia una línea de cielo que no pudo ser corregida completamente. Algunas veces el continuo es muy difuso y no se ve bien, pero sí existe. Puede ser que en las imágenes del óptico haya regiones 'vacías', pero que, en el espectro sí se alcance a ver algo de emisión.

2.2. Datos fotométricos

Las imágenes fotométricas (Figuras 2.1 y 2.2) fueron obtenidas en los filtros ópticos H α y BVRI, de la Cámara Directa en el telescopio de 2.1 m del OAGH, y en el infrarrojo cercano (JHK), tomadas con la cámara CAMILA/NICMOS3 en el Telescopio de 2.12 m del OAN (Cruz-González *et al.* 1994; Romano, 2006; Romano, Mayya y Vorobyov, 2008). Los filtros H α tienen un ancho de 100 Å. La escala de placa es de 0.85 "/px. Por completez, se usaron imágenes en los filtros J, H y K de Arp 141, provenientes de 2MASS²; debido a que por limitaciones de la montura del telescopio del OAN no se pueden obtener datos en estas bandas para dicha galaxia. Se tienen imágenes a color generadas al combinar observaciones ópticas y del infrarrojo cercano. En la Tabla 2.1 se muestran los tiempos de exposición para cada filtro.

Tabla 2.1. Tiempos de exposición y fechas en que fueron tomadas las imágenes fotométricas de los distintos filtros y longitud de onda central de cada uno.

Galaxia	Fecha	B (s)	V (s)	R (s)	I (s)	H α (s)	λ (H α) (nm)	Fecha	J (s)	H (s)	K (s)
Arp 143	Feb-00	900	600	900	1200	3600	662	Dic-99	1080	900	1500
Arp 141	Feb-00	900	600	300	600	3600	662	2MASS			

Analizando la primera imagen de la Figura 2.1, la cual se compone de óptico e infrarrojo cercano, puede apreciarse la galaxia Arp 143 completa, además de la compañera. Se ve claramente el núcleo, el anillo donde se localizan las regiones HII y gran cantidad de material estelar dentro (rodeando al núcleo) y más allá de este, así como en la unión entre las dos galaxias. También es notable que, mientras la mayor parte del borde galáctico es difusa, la porción noroeste es más nítida, apareciendo como un corte abrupto; este es un detalle apreciable en todos los filtros.

² *Two Micron All Sky Survey*, en inglés. Proyecto conjunto entre la Universidad de Massachussets y el Centro de Análisis y Procesamiento Infrarrojo del Instituto de Tecnología de California, fundado por la NASA y la Fundación Nacional de Ciencia de los Estados Unidos de América.

En $H\alpha$ se observa el núcleo galáctico y cerca de una decena de regiones HII pertenecientes al anillo. En el filtro B son muy brillantes los nudos con formación estelar reciente, pero también es reconocible el anillo y el material estelar dentro y fuera de este, perteneciente al disco fundamental; así como el núcleo de la galaxia compañera y, aunque muy débilmente, el material estelar que conecta ambas galaxias. La imagen en el filtro V es muy similar a la anterior, sólo que es un poco más brillante tanto en los nudos como en el material estelar, el cual se aprecia mejor sobre todo rodeando a la galaxia compañera.

En R se sigue viendo el anillo con sus nudos, los núcleos galácticos y el material estelar, el cual se aprecia mejor y aumenta hacia la parte sur del anillo. En I se hace un poco más definido el borde del disco fundamental, mientras que los nudos más pequeños se debilitan y los más grandes, junto con los núcleos, se vuelven más brillantes.

En el filtro J hay un aumento en el brillo de los núcleos y el disco se vuelve más tenue. En H se observa muy poco definido el disco, únicamente se logra ver con mayor claridad el borde oeste de la galaxia y las regiones HII más brillantes. En K se pueden ver, aunque débilmente, el disco, algunos nudos del anillo y los núcleos galácticos.

Beirão *et al.* (2009) encontraron que hay *brazos* conectando el núcleo de Arp 143 con algunas de las regiones HII, en imágenes del infrarrojo medio; aunque según la Figura 2.1, estos brazos son visibles en todos los filtros mostrados, excepto en $H\alpha$. Dichos brazos están relacionados con la naturaleza colisional del anillo. En la literatura solamente está reportada otra galaxia con características similares, la galaxia Cartwheel (Struck *et al.* 1996). De acuerdo a las observaciones de Beirão *et al.* (2009), NGC 2444 se vuelve débil hacia longitudes de onda más grandes que el NIR; lo cual da idea de que debió perder mucho del gas que contenía en el pasado, siendo dominada por una población de estrellas viejas e inactivas.

En la Figura 2.2, la imagen compuesta de Arp 141 (óptico + NIR) muestra la galaxia completa, además de la compañera. Se observa claramente el anillo donde se localizan las regiones HII y, aunque hay muy poco material dentro (por ser de anillo vacío) y fuera de

este, puede apreciarse parte del disco fundamental más allá del anillo. En la porción norte de la galaxia se ve una zona densa con forma de remolino, en la cual se presume se encuentra el núcleo desplazado; también se aprecia una débil unión entre las dos galaxias y material estelar rodeando a la compañera.

En H α se observan más de una docena de regiones HII pertenecientes al anillo y lo que se cree es el núcleo galáctico. En el filtro B es donde mejor se observa el anillo con los nudos de formación estelar reciente, el núcleo desplazado (ubicado en el nudo con forma de remolino y más brillante que el resto), material estelar muy tenue (perteneciente al disco fundamental) más allá del anillo y rodeando al núcleo de la galaxia compañera. La imagen del filtro V es débil, aunque se observa mejor el disco fundamental que los nudos del anillo, los cuales apenas se perciben. En este filtro aún es clara la forma de remolino y el núcleo brillante en ella, así como la unión entre las dos galaxias.

En R hay poco cambio respecto a la imagen en V, excepto porque aparece un poco más definida. En I la imagen se vuelve más difusa que en V y R, pero se aprecia mejor el disco fundamental. Las imágenes de los filtros J, H y K fueron tomadas de 2MASS y tienen menor resolución y profundidad, por lo que únicamente se observa el núcleo galáctico y la galaxia compañera; además, hay pocas referencias de esta galaxia en la literatura.

En principio, los filtros rojos deben trazar el disco fundamental, el cual existía desde antes de la colisión y en el que se encuentran las estrellas viejas; sin embargo, dado que las galaxias anilladas son azules y que las observaciones en las bandas ópticas son más sensibles que en el NIR, las bandas ópticas trazan mejor el disco fundamental (Romano, 2006). Todo esto implica que Arp 143 y Arp 141 son galaxias anilladas muy jóvenes y bien definidas, que poseen gran cantidad de gas y enormes nudos de formación estelar reciente alrededor del anillo y aún se encuentran conectadas con una compañera pobre en gas y en estrellas jóvenes.

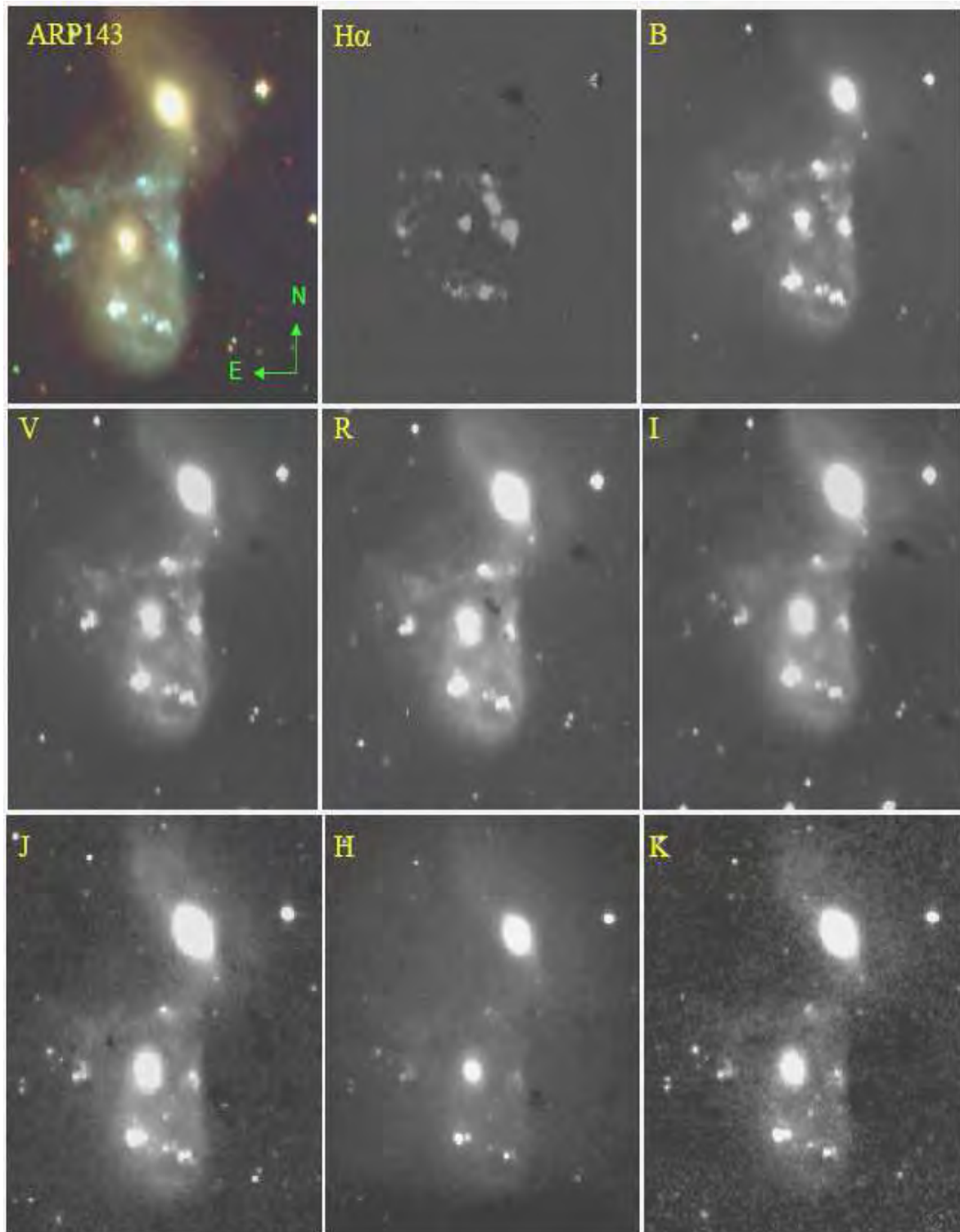


Figura 2.1. Mosaico de imágenes de Arp 143 en los distintos filtros utilizados ($H\alpha$, B, V, R, I, J, H y K). También incluye una composición de imágenes a color (esquina superior izquierda), generada a partir de imágenes en el óptico y el cercano IR (Romano, Mayya y Vorobyov, 2008), que indica la orientación de la galaxia.

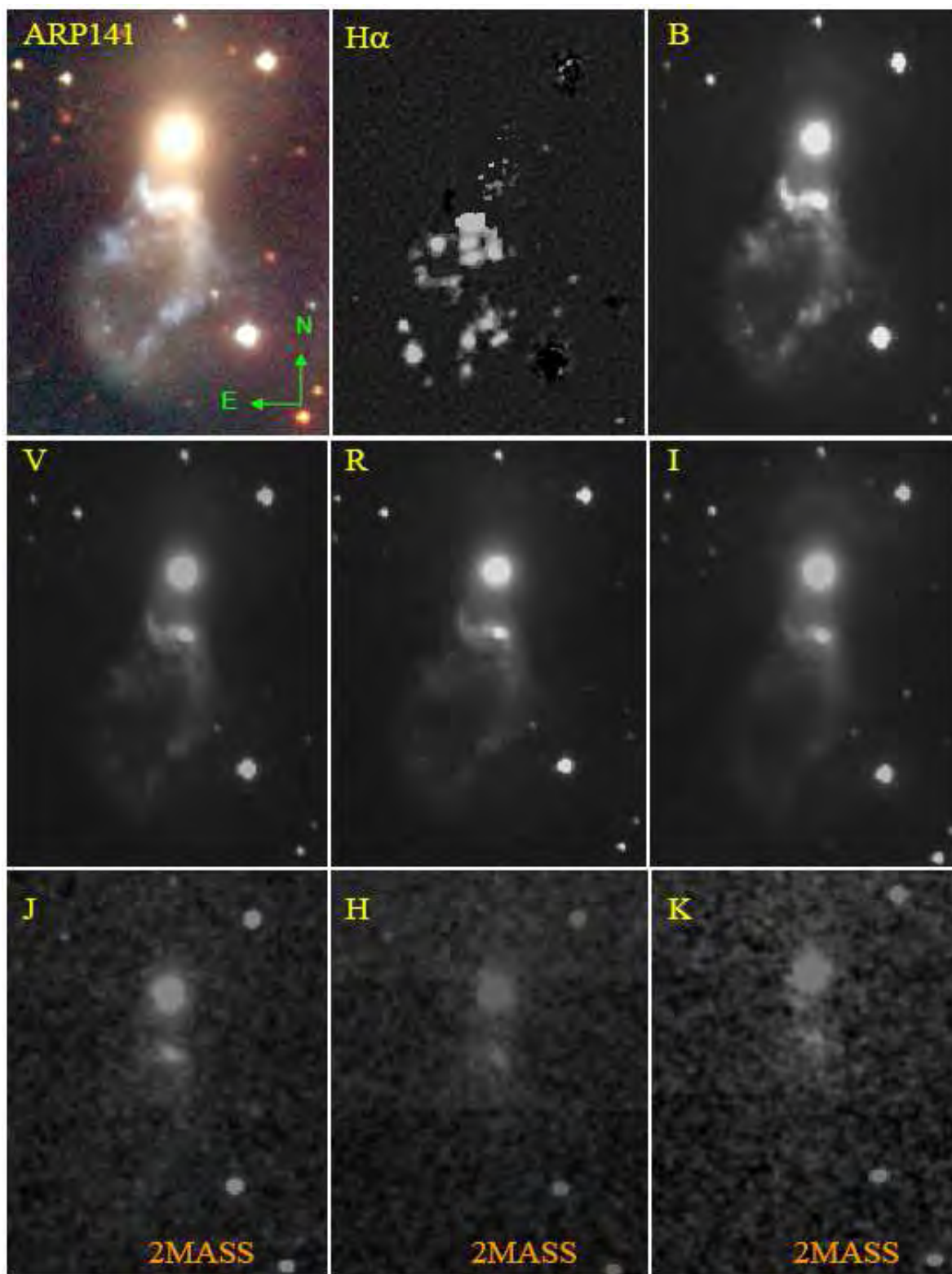


Figura 2.2. Mosaico de imágenes de Arp 141 en los distintos filtros utilizados (H α , B, V, R, I, J, H y K). También incluye una composición de imágenes a color (esquina superior izquierda), generada a partir de imágenes en el óptico y el cercano IR (Romano, Mayya y Vorobyov, 2008), que indica la orientación de la galaxia. Las imágenes en los filtros J, H y K provienen de 2MASS.

2.3. Selección de regiones ionizadas

En las imágenes de H α que aparecen en las Figuras 2.3 y 2.4 se determinan las regiones HII que se usarán en el estudio. Posteriormente, se trazan aperturas polinomiales mediante la rutina POLYMARK de IRAF³. Dichas aperturas se utilizarán, de igual manera, con el resto de las imágenes de los distintos filtros. Para este estudio, a cada región se le ha asignado un identificador: una letra (R-región, D-difuso, N-núcleo y G-galaxia compañera) y un número, iniciando en el extremo norte y en sentido de las manecillas del reloj.

En Arp 143 se localizaron los siguientes componentes: un núcleo (N) muy brillante y cercano al centro, una galaxia compañera (G1) al norte, once regiones HII (R1–R11) brillantes y bien definidas ubicadas sobre el anillo, y siete regiones HII difusas (D1–D7) distribuidas sobre y dentro del anillo. Las rendijas espectroscópicas utilizadas pasan por zonas importantes del núcleo y las regiones R1–R4, R6, D2 y abarcando muy poco de R5, R7, R9, R11, D1 y D3; quedando D4–D7, R8 y R10 fuera de ellas. En cambio, se trazaron aperturas fotométricas para todas las regiones encontradas. Sobre las regiones R5 y R7 aparecen estrellas cercanas que no pertenecen a la galaxia. Al realizar la fotometría y espectrografía de estas regiones se trató de evitar (en lo posible) a las estrellas, pero aún así sus mediciones pueden estar contaminadas, enrojeciéndolas y haciéndolas parecer más viejas de lo que son.

En Arp 141 se localizaron los siguientes componentes: trece regiones HII (R1–R13) brillantes y bien definidas, cinco regiones HII difusas (D1–D5) y lo que parece un núcleo muy desplazado del centro (en el extremo oeste de R1, muy cerca de la galaxia compañera). Los nudos se encuentran distribuidos dentro y fuera del anillo. Las rendijas espectroscópicas utilizadas pasan por zonas importantes de las regiones R1+N, R5–R7, R9, D1 y abarcando muy poco de R2–R4, R8 y D3; quedando R10–R13, D2, D4 y D5 totalmente fuera de ellas. Sin embargo, se trazaron aperturas fotométricas para todas las regiones señaladas.

³ *Image Reduction and Analysis Facility*, en inglés. Distribuido por los Observatorios Nacionales de Astronomía Óptica, operados por la Asociación de Universidades para la Investigación en Astronomía, bajo acuerdo de cooperación con la Fundación Nacional de Ciencia de los Estados Unidos de América.

Por otra parte, no se trazaron aperturas fotométricas de Arp 141 en los filtros J, H y K, debido a que en las imágenes de 2MASS no aparece el anillo, por lo que las regiones HII no son visibles. Este trabajo se enfocará en Arp 143, del cual se tiene información más completa y detallada, aunque sin dejar de lado lo que pueda obtenerse de la espectrografía y fotometría de Arp 141.

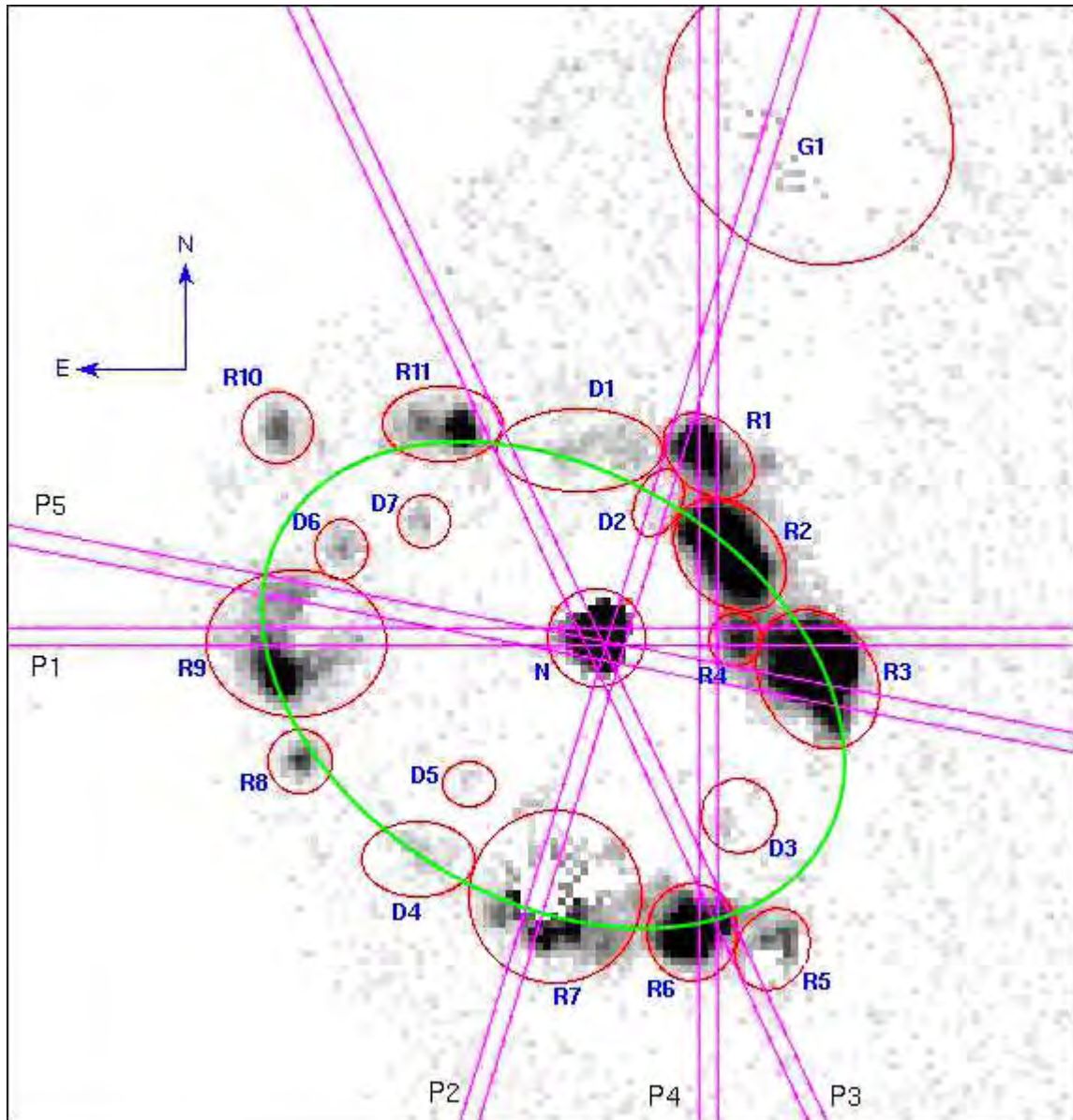


Figura 2.3. Rendijas y aperturas usadas en la galaxia anillada Arp 143, sobre la imagen de H α ; se incluyen los identificadores dados a las regiones (R1–R11, D1–D7, N, G1) y las rendijas (P1–P5), así como una elipse que ilustra la ubicación del anillo.

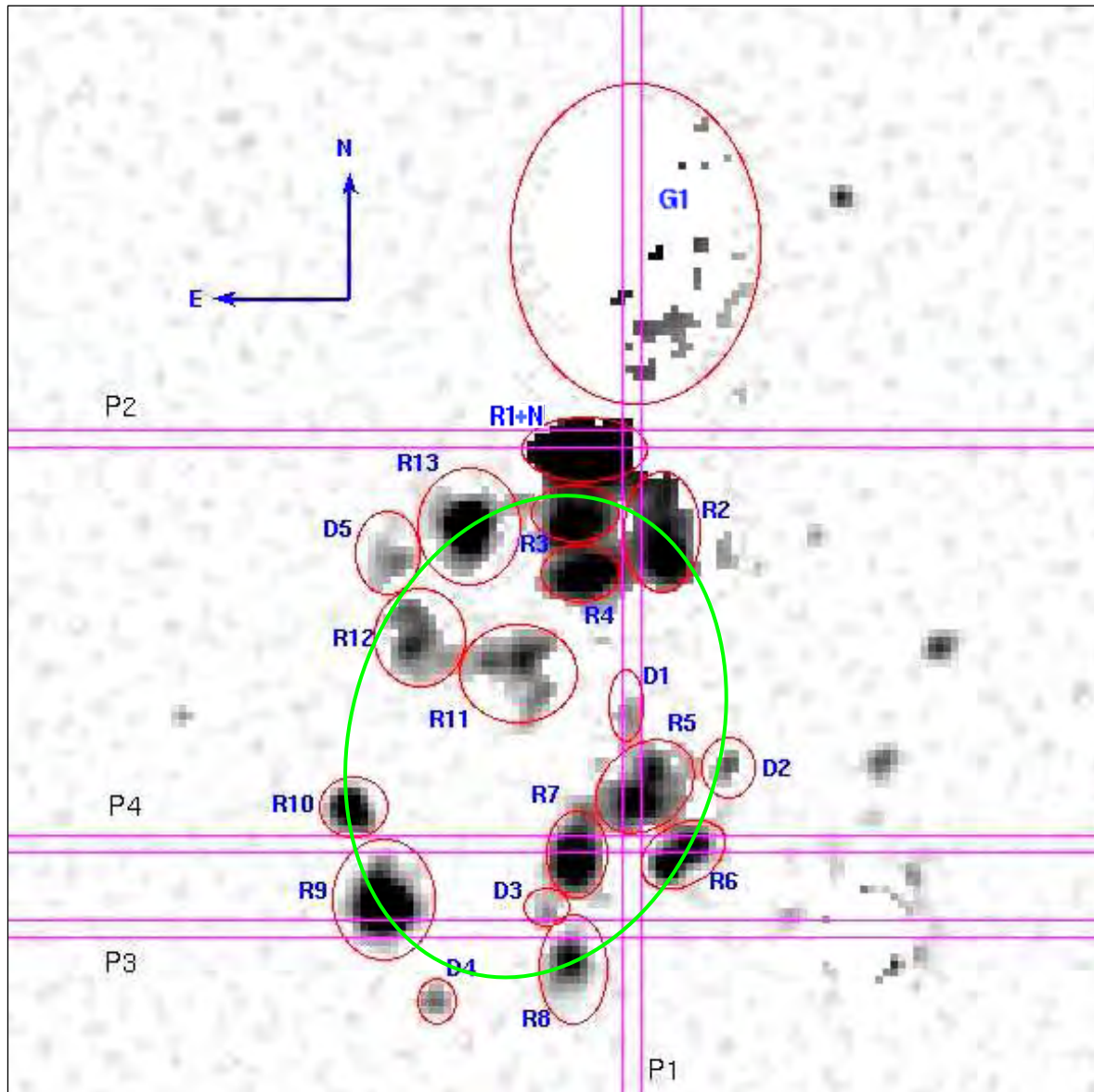


Figura 2.4. Rendijas y aperturas usadas en la galaxia anillada Arp 141, sobre la imagen de H α ; se incluyen los identificadores dados a las regiones (R1+N, R2–R13, D1–D5, G1) y las rendijas (P1–P4), así como una elipse que ilustra la ubicación del anillo.

2.4. Datos espectroscópicos

Los espectros de rendija larga (Figuras 2.5 y 2.6) se tomaron con el espectrógrafo Boller & Chivens del OAGH y abarcan desde 3500 hasta 7000 Å (aproximadamente), con una resolución de 10 Å y un muestreo de 3.2 Å/píxel; todos con un tiempo de exposición de 1800 s y un *seeing*⁴ de ~2". También se cuenta con una lámpara de helio y argón (HeAr) para calibrar los espectros en longitud de onda.

En las Figuras 2.3 y 2.4 se muestran las imágenes en H α sobre las cuales se han ilustrado las posiciones de las rendijas espectroscópicas. Las rendijas están denotadas con la letra P y un número dependiendo de su orden cronológico. Se toma cada rendija (rectángulo alargado) y se expande a lo ancho (en longitud de onda), aquí se puede ver el continuo y se aprecian las distintas regiones HII. En las Tablas 2.2 y 2.3 se enlistan las características de las imágenes espectroscópicas obtenidas para Arp 143 y Arp 141, las cuales aparecen en las Figuras 2.5 y 2.6.

En las imágenes espectrales de Arp 143 el núcleo tiene un continuo muy brillante. En R7 también se ve muy fuerte el continuo, pero se debe a que antes de la galaxia hay una estrella cercana que queda sobre esta región. En todos los casos es fácilmente visible la línea H α + [NII], ya que es la más brillante; aunque, también se pueden ver H β y la línea de [OIII] λ 5007, así como las de [SII] $\lambda\lambda$ 6716+31. Las rendijas P4 y P5 tienen las líneas más brillantes, entre las que se encuentran incluso H γ , [OIII] λ 4959 y [OI] λ 6300.

En Arp141 se observa un continuo muy brillante en un extremo oeste de R1, el cual pertenece al núcleo, esto se ve más claramente en la rendija P2. En general, las líneas son débiles, aunque alcanzan a verse las líneas de H α + [NII] y, en algunos casos, las de H β , [OIII] λ 5007 y [SII] $\lambda\lambda$ 6716+6731.

⁴ El *seeing* es la distorsión debida a las variaciones de densidad y temperatura en las capas de aire o turbulencia atmosférica, que deforman la luz emitida por un objeto astronómico al observarse desde la Tierra.

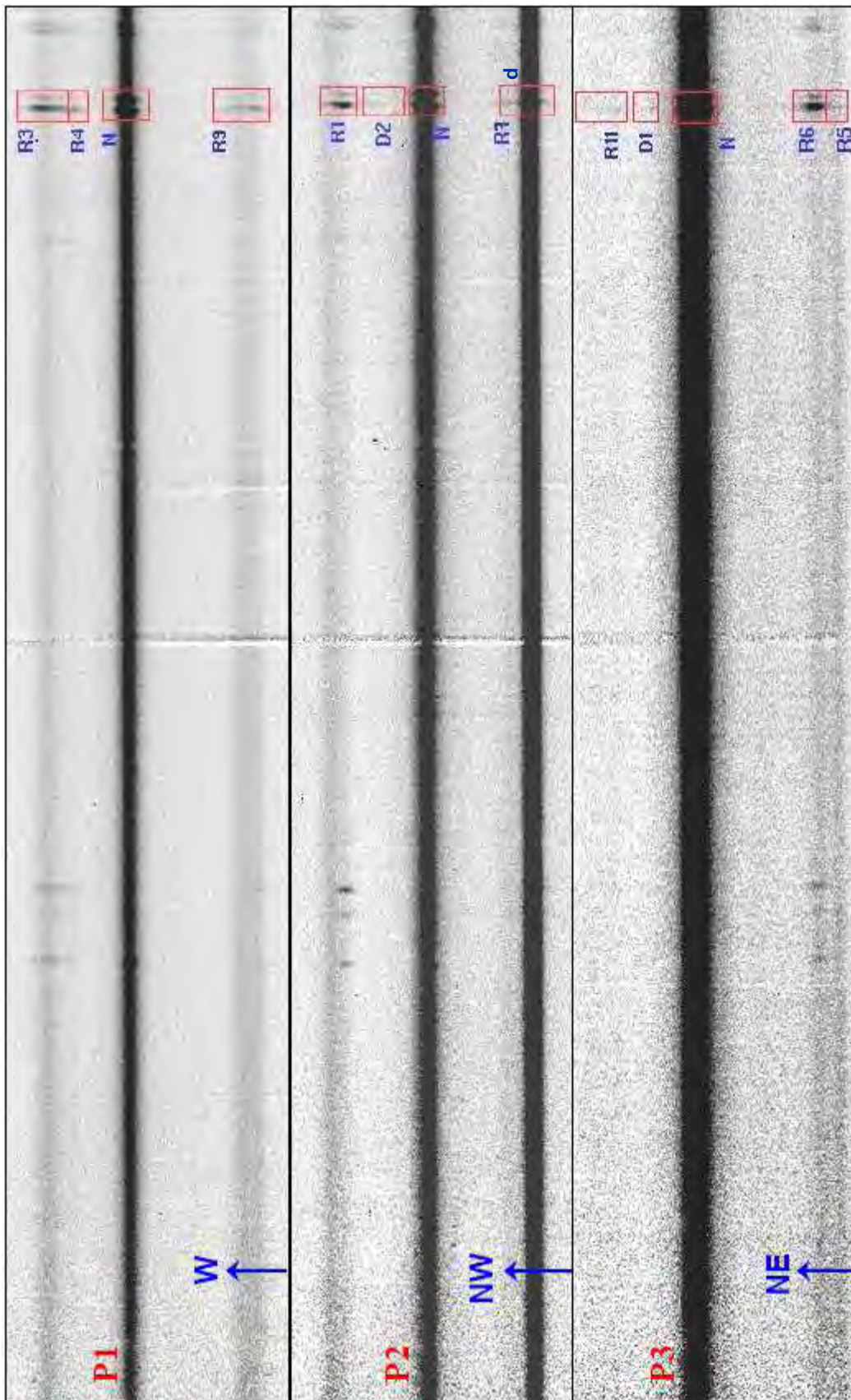


Figura 2.5. Imágenes espectrales de las rendijas que se tienen de Arp 143, en ellas se marca la orientación, la ubicación de la línea $H\alpha+[NII]$ (recuadro), el identificador de la región (R1, R2...) y la posición de la rendija (P1-P4).

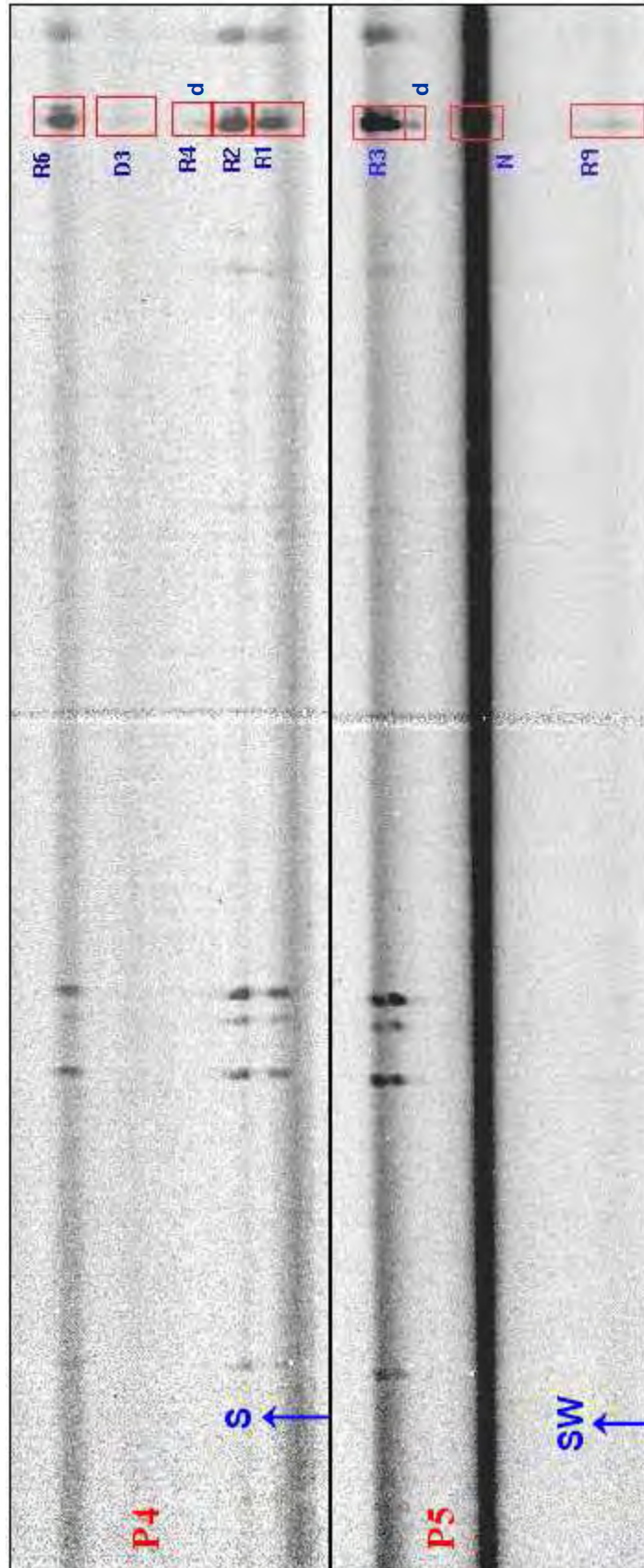


Figura 2.5 (continuación). Imágenes espectrales de las rendijas que se tienen de Arp 143, en ellas se marca la orientación, la ubicación de la línea $H\alpha+[NII]$ (recuadro), el identificador de la región (R1, R2...) y la posición de la rendija (P1-P4).

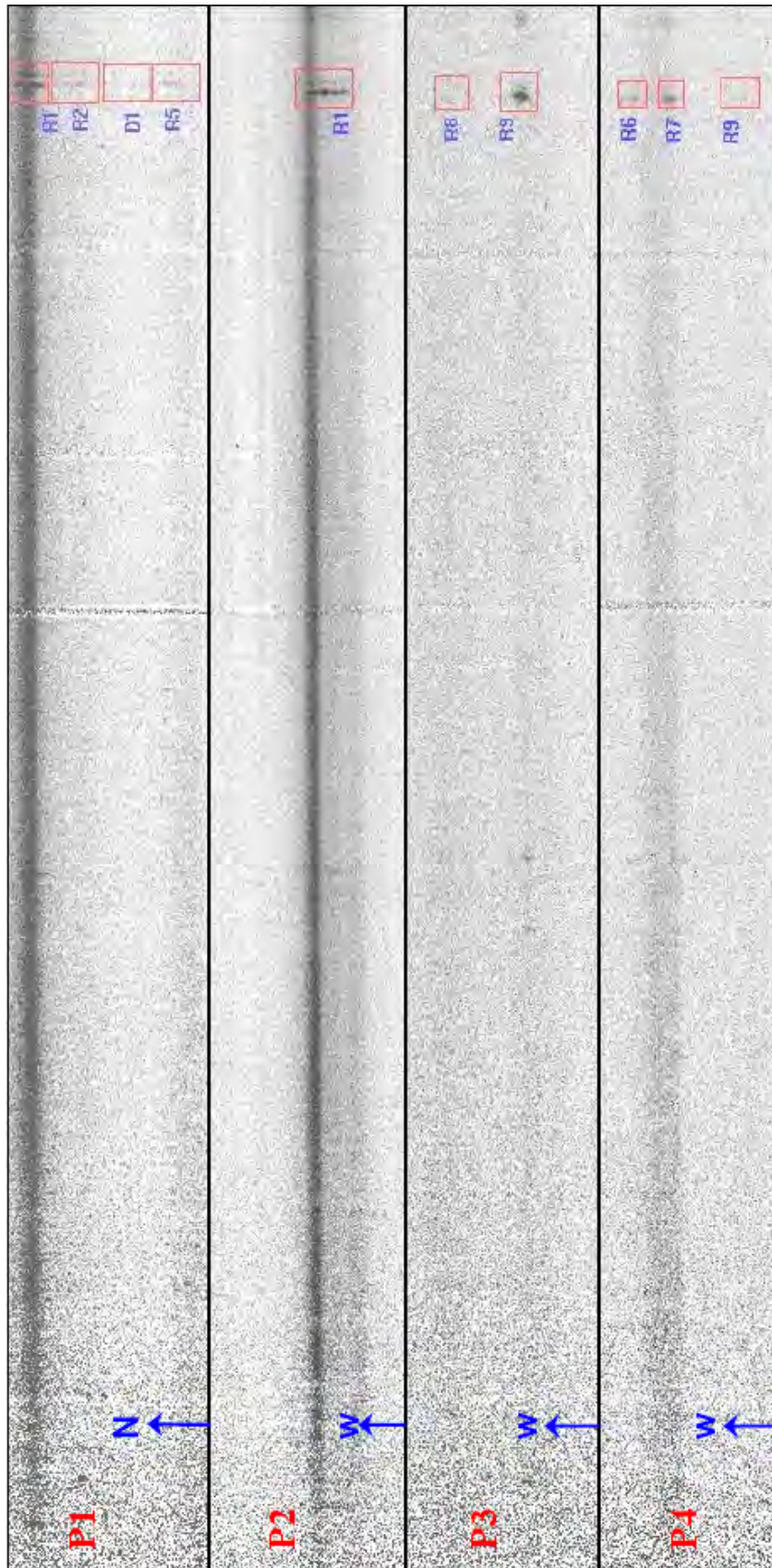


Figura 2.6. Imágenes espectrales de las rendijas que se tienen de Arp 141, en ellas se marca la orientación, la ubicación de la línea $H\alpha + [NII]$ (recuadro), el identificador de la región (R1, R2...) y la posición de la rendija (P1-P4).

Tabla 2.2. Datos de las diferentes temporadas de observación de Arp 143.

Fecha	Rendija	Tiempo de exposición [s]	Orientación	Masa de aire
01/dic/99	P1	3×1800	WE	1.02
02/dic/99	P2	3×1800	NW-SE	1.11
01/feb/00	P3	3×1800	NE-SW	1.05
25/ene/01	P4	3×1800	SN	1.02
25/ene/01	P5	3×1800	SW-NE	1.02
Ganancia: 1.85 e ⁻ /ADU.		Resolución espectral: 10 Å.		
Ruido: 3.7 e ⁻ rms.		Muestreo: 3.2 Å/px.		
Apertura: 250 μm.		Rejillas: 150/2.40 (1999, 2000), 150/2.45 (2001).		

Tabla 2.3. Datos de las diferentes temporadas de observación de Arp 141.

Fecha	Rendija	Tiempo de exposición [s]	Orientación	Masa de aire
03/dic/99	P1	3×1800	NS	1.36
30/ene/00	P2	3×1800	WE	1.38
23/ene/01	P3	1×1800	WE	1.36
23/ene/01	P4	1×1800	WE	1.36
Ganancia: 1.85 e ⁻ /ADU.		Resolución espectral: 10 Å.		
Ruido: 3.7 e ⁻ rms.		Muestreo: 3.2 Å/px.		
Apertura: 250 μm.		Rejillas: 150/2.40 (1999, 2000), 150/2.45 (2001).		

El estudio espectroscópico del Capítulo 3 abarca menos regiones de las que han sido identificadas, ya que las rendijas pasan sólo por algunas de ellas y los espectros no siempre son lo suficientemente profundos, por lo que no se pueden medir sus líneas. Se puede ver que los espectros de Arp 143 serán mejores, ya que pasan por zonas más cercanas al centro de las regiones HII que los de Arp 141. Además, los espectros de Arp 143 abarcan un mayor número de regiones importantes y algunas aparecen en más de una imagen espectral, por lo que sus resultados deberán ser más precisos y completos.

2.5. Reducción y extracción de espectros

Todo el trabajo de reducción y extracción de los espectros se realiza con rutinas y herramientas incluidas en *IRAF*. Para calibrarse, las imágenes espectrales se corrigen por *BIAS* y *FLAT*. El *BIAS* es una imagen tomada únicamente del CCD (*Charge-Coupled Device*, en inglés; es un tipo de sensor electrónico que detecta y recoge las imágenes captadas por el telescopio), con tiempo de exposición cero, para capturar el ruido electrónico del detector y poder eliminarlo de las imágenes. El *FLAT* es una imagen que se toma en un campo plano del cielo al atardecer o amanecer, a la cúpula iluminada o directamente con una lámpara halógena, para evitar gradientes de iluminación. Cada temporada tiene sus propias imágenes de *BIAS* y campos planos. Hay varias imágenes espectrales de cada objeto (excepto para las del 23 de enero de 2001, que sólo tienen una), las cuales se combinan en una sola; debido a esto se eliminan rayos cósmicos. A esta imagen se le resta el *BIAS* y se divide entre el *FLAT*. En las Tablas 2.2 y 2.3 aparece el número de imágenes que se combinaron en cada caso.

La identificación de líneas se realiza utilizando los espectros de una lámpara de helio y argón. Posteriormente, usando la rutina *TRANSFORM*, se calibran en longitud de onda (Å) los espectros con respecto a las líneas de la lámpara, ya que estaban dados en pixeles. Con la herramienta *BACKGROUND* se corrige por el cielo de la imagen espectral, restando zonas donde no haya líneas del objeto.

Estas imágenes están en cuentas/s, por lo que se calibran en flujo ($\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{Å}^{-1}$) con base en estrellas estándar y por extinción, usando la rutina *CALIBRATE*. Debido a que las curvas de sensibilidad de todas las temporadas coinciden bastante y para mejorar la sensibilidad, se construyó una sola función de sensibilidad para todos los espectros (Figura 2.7), usando las estrellas Feige 15, 24, 34, Hiltner 600 y HD 93521. La curva de sensibilidad omite las líneas de absorción más fuertes que se encuentran sobre el continuo de la estrella. La función de sensibilidad (C) está dada por: $C=2.5\text{Log}(O/\text{TBF})$ en magnitudes; donde O es el flujo de la línea en cuentas, T es el tiempo de exposición en segundos, B es el ancho de la línea en Å y F es el flujo de la línea en $\text{ergs}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{Å}^{-1}$.

En los espectros ya calibrados, la parte azul tiene la mayor corrección debido a que el CCD tiene poca sensibilidad en el azul; lo cual ocasiona que ésta zona tenga bastante distorsión debido a la amplificación del ruido, lo que derivará en errores muy grandes y medición de líneas azules poco confiables. Los posibles efectos de usar una única función de sensibilidad (con dispersión promedio de 0.045 mag) pueden verse en la Figura 2.7.

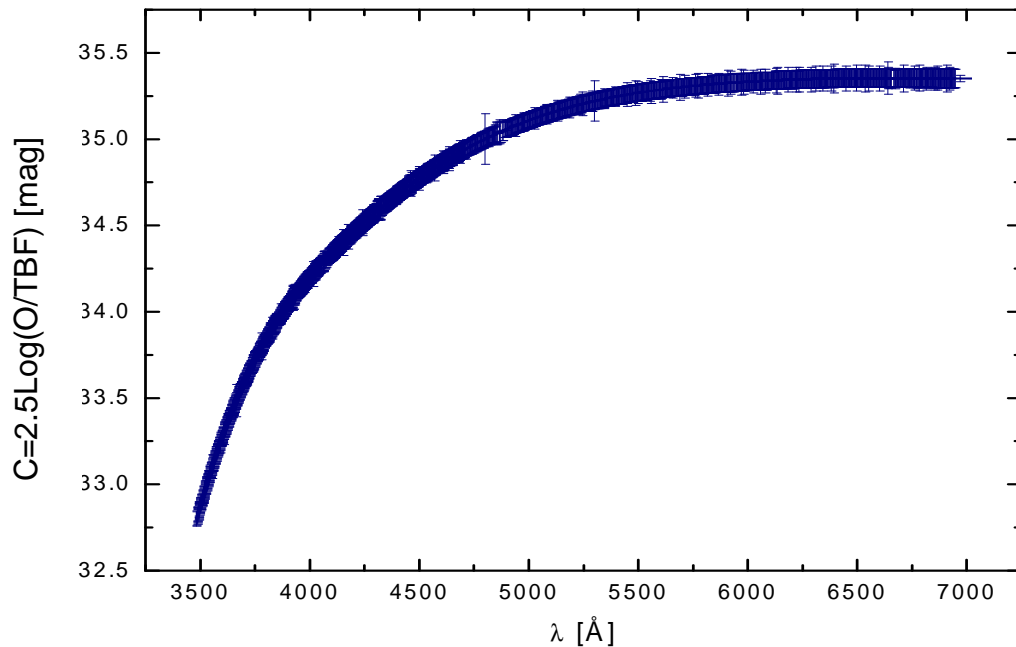


Figura 2.7. Función de sensibilidad utilizada para las tres temporadas de observación y sus desviaciones estándar.

Usando la rutina *IMCOMBINE*, se extraen los espectros de cada objeto identificado en las imágenes espectrales, tomando todo el ancho del espectro y sumando las líneas entre un rango dado en el eje y que corresponde al flujo. El número de líneas o renglones sumados para cada objeto se muestra en la Tabla 2.4 y se usará en el cálculo de errores (Ecuación 3.1, Capítulo 3). Cuando el espectro corresponde a una zona más difusa de la región HII se le agrega una 'd' al identificador de su ubicación. Si hay más de un espectro por región se les agrega una letra de acuerdo al orden cronológico en que fueron tomadas sus imágenes.

El resultado son los espectros en una dimensión (1D) que se conocen. Estos espectros aún tienen que corregirse en longitud de onda por corrimientos del espectro debidos a efectos del instrumento y desplazamiento Doppler, lo cual se hace con las rutinas *SPECSHIFT* y *DOPCOR*. Después de estos procedimientos pueden medirse las líneas espectrales.

Tabla 2.4. Número de renglones (n_o) sumados por objeto.

Arp 143			Arp 141		
Región	Ubicación	n_o	Región	Ubicación	n_o
R1a	R1 (P2)	19	R1+N	R1+N (P2)	27
R1b	R1 (P4)	26	R2	R2 (P1)	31
R2	R2 (P4)	25	R5	R5 (P1)	27
R3a	R3 (P1)	28	R6	R6 (P4)	27
R3b	R3 (P5)	27	R7	R7 (P4)	17
R3c	R3 (P5)d	9	R9a	R9 (P3)	14
R4a	R4 (P1)	12	R9b	R9 (P4)	22
R4b	R4 (P4)d	20			
R5	R5 (P3)	12			
R6a	R6 (P3)	21			
R6b	R6 (P4)	29			
R7a	R7 (P2)	7			
R7b	R7 (P2)d	11			
R9a	R9 (P1)	15			
R9b	R9 (P5)	20			
R11	R11 (P3)	36			
D1	D1 (P3)	18			
D2	D2 (P2)	15			
D3	D3 (P4)	14			
Na	N (P1)	29			
Nb	N (P2)	20			
Nc	N (P3)	23			
Nd	N (P5)	19			

En los espectros finales de cada objeto se miden las líneas de emisión del gas usando la rutina *SPLIT*, que traza y analiza espectros, integrando la intensidad de líneas sobre el continuo; para esto se marca la posición de las líneas a medir y se obtienen, entre otros, los valores de longitud de onda y ancho equivalente (ambos en Å), así como de flujo y continuo (ambos en $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$). En algunos casos como $\text{H}\alpha$ + $[\text{NII}] \lambda 6584$ y $[\text{SII}] \lambda\lambda 6716+31$, se tiene que usar la herramienta *DEBLEND* para separar las líneas con un ajuste Gaussiano, ya que su forma de “campana” concuerda bastante con el perfil de las líneas; para lo cual se marca el continuo y se restringe la longitud de onda de las líneas que se quieren separar.

Los espectros y valores medidos en las líneas de emisión se presentan en el Capítulo 3. En el Capítulo 4 aparece detallada la fotometría de todas las regiones HII identificadas.

**Análisis espectroscópico
de regiones seleccionadas**

3.1. Espectros en 1D de las regiones HII

En el Capítulo 2 se realizó la calibración y extracción de las regiones HII en las imágenes espectrales de Arp 143 y Arp 141. Las Figuras 3.1–3.4 muestran los espectros en una dimensión (1D) resultantes. Para Arp 143 se tienen 23 espectros, de nueve regiones HII, tres zonas difusas y el núcleo; y para Arp 141 sólo siete, que abarcan seis regiones HII.

Para Arp 143 los espectros se han dividido en tres (Figuras 3.1–3.3). Los primeros espectros son los del núcleo y a continuación aparecen los de las regiones HII y zonas difusas, en los que el flujo de $H\alpha$ va disminuyendo. En el núcleo no se observan las líneas de [OIII] $\lambda 5007$ y [OII] $\lambda\lambda 3726+3729$, apareciendo solo débilmente en Nd; y están presentes las líneas de absorción de sodio (Na $\lambda\lambda 5890+5896$), la banda de absorción del calcio (CaII, H y K: $\sim 4000 \text{ \AA}$) y el continuo estelar, que es muy alto sobre todo en Nd. El núcleo tiene muy poca formación estelar y está dominado por estrellas viejas y frías, lo que produce un incremento hacia la parte roja del espectro. Hay que notar que las cuatro imágenes del núcleo se refieren a zonas distintas por donde pasan las cuatro rendijas, por lo que representan diferentes regiones y no necesariamente tienen que ser iguales.

En cuanto a las regiones HII, para algunas el continuo se mantiene casi plano, mientras que para otras hay un aumento en el continuo estelar hacia la parte azul del espectro. En los espectros de R1, R2, R3 y R6, las líneas son muy fuertes, pudiendo detectarse incluso [OI] $\lambda 6300$ en la mayoría de ellos. En R2 y R3b pueden observarse incluso líneas de helio (HeI $\lambda\lambda 5876, 6678$), oxígeno [OI] $\lambda 6364$ y las líneas de Balmer ($H\gamma$ y $H\delta$) en emisión. Mientras que, debido al ruido, en algunos espectros únicamente puede medirse $H\alpha$ sin problemas. En la región difusa D2 el continuo se eleva hacia la parte roja del espectro.

En el caso de Arp 141 (Figura 3.4), el núcleo de la galaxia está localizado en R1+N y está dominado por el continuo de estrellas calientes (azules) no tan viejas y un poco de formación estelar más reciente; además no se detecta $H\beta$, lo que indica una fuerte extinción o una mayor absorción debida a la presencia de estrellas más jóvenes. En el resto de las regiones HII difícilmente se pueden ver las líneas importantes, a excepción de $H\alpha$.

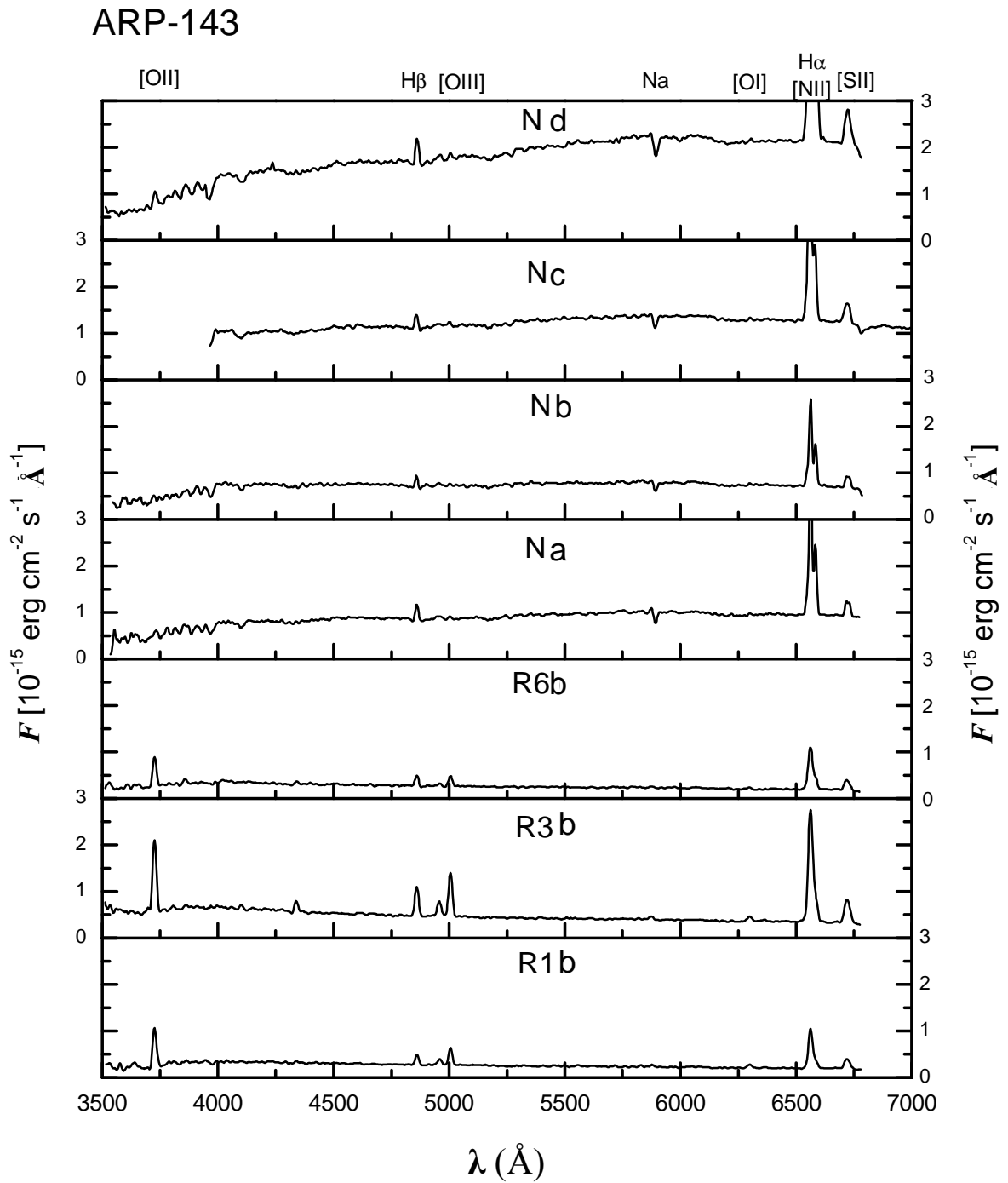


Figura 3.1. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 143, normalizados a $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ (1).

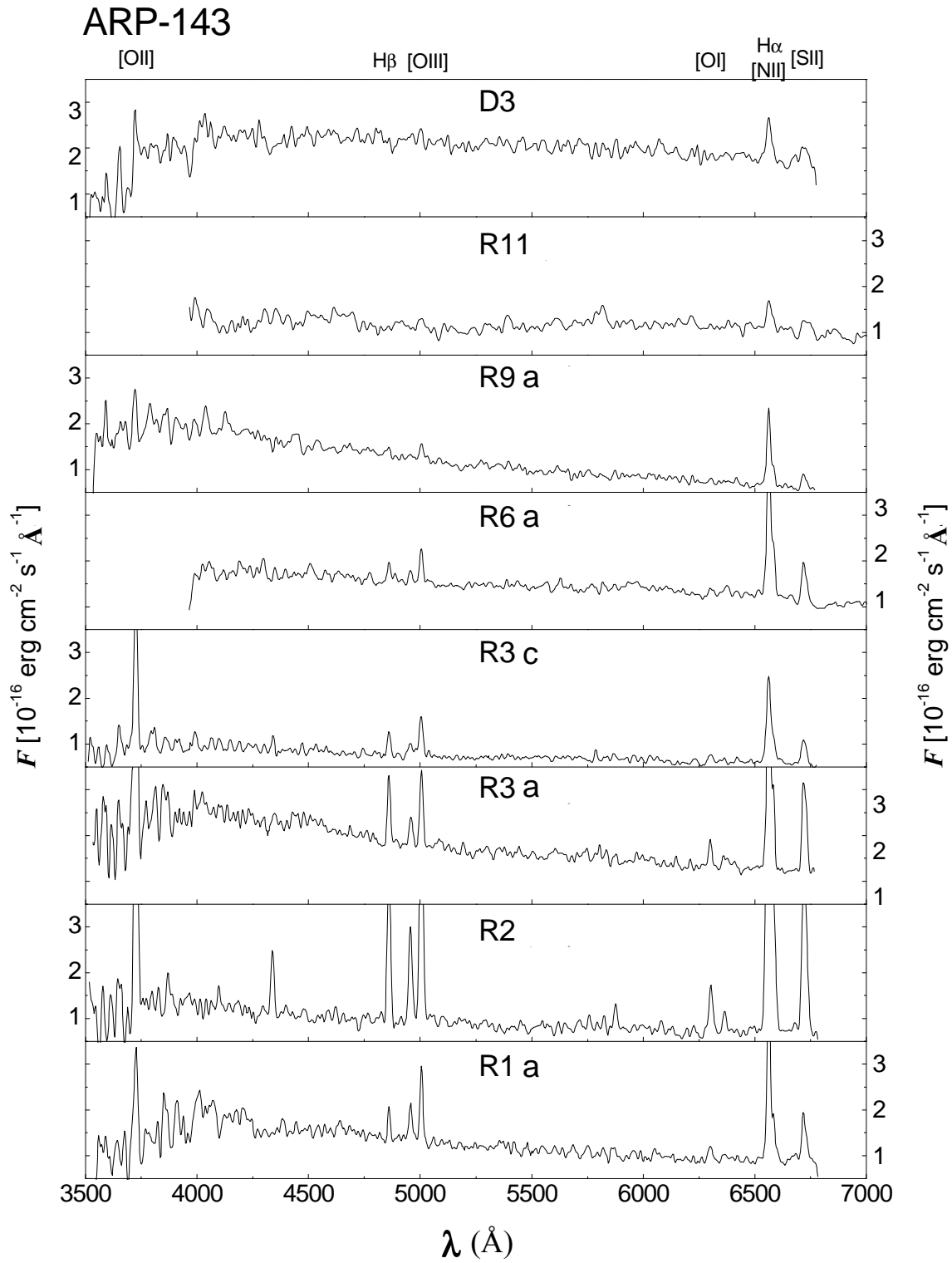


Figura 3.2. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 143, normalizados a $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ (2).

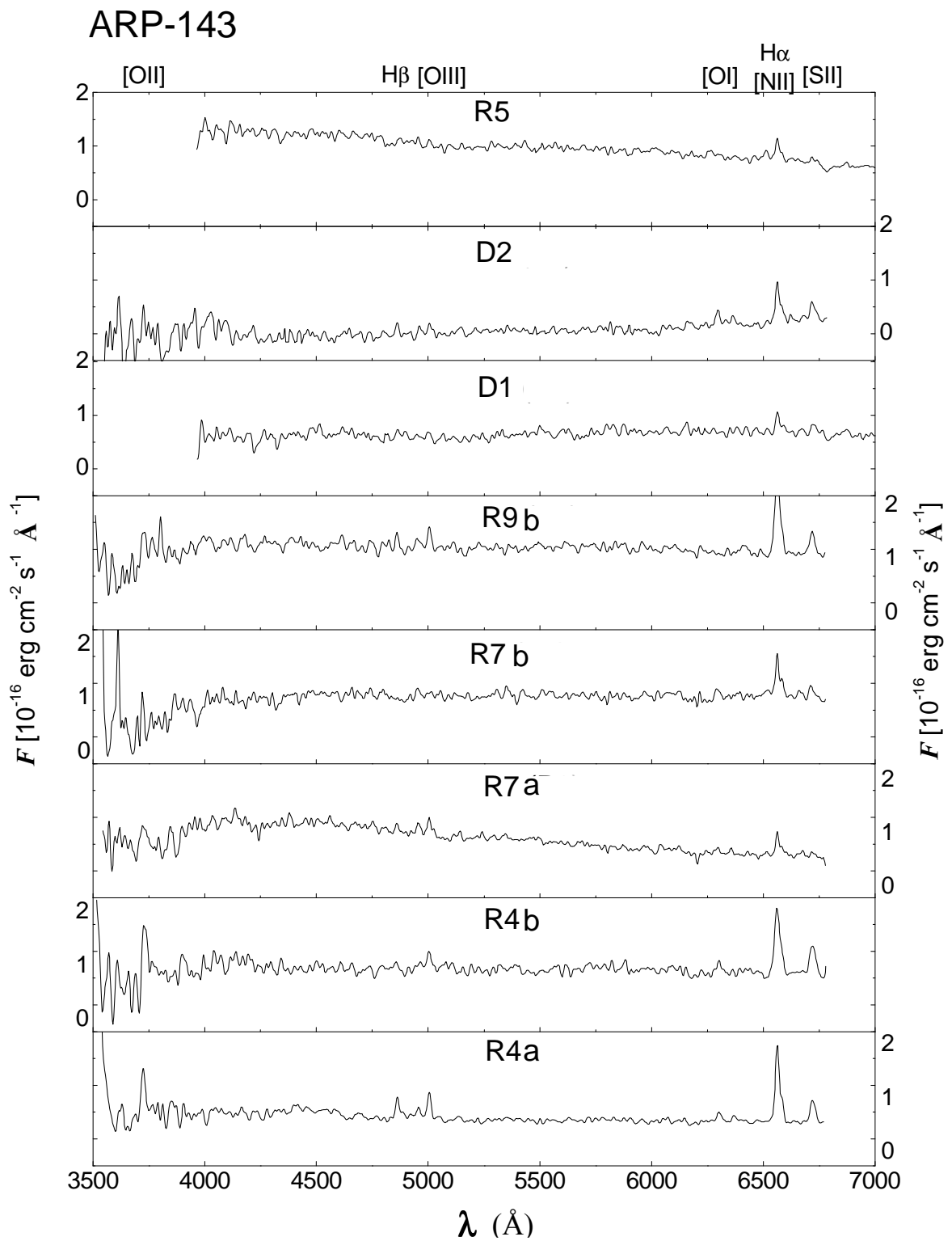


Figura 3.3. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 143, normalizados a $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ (3).

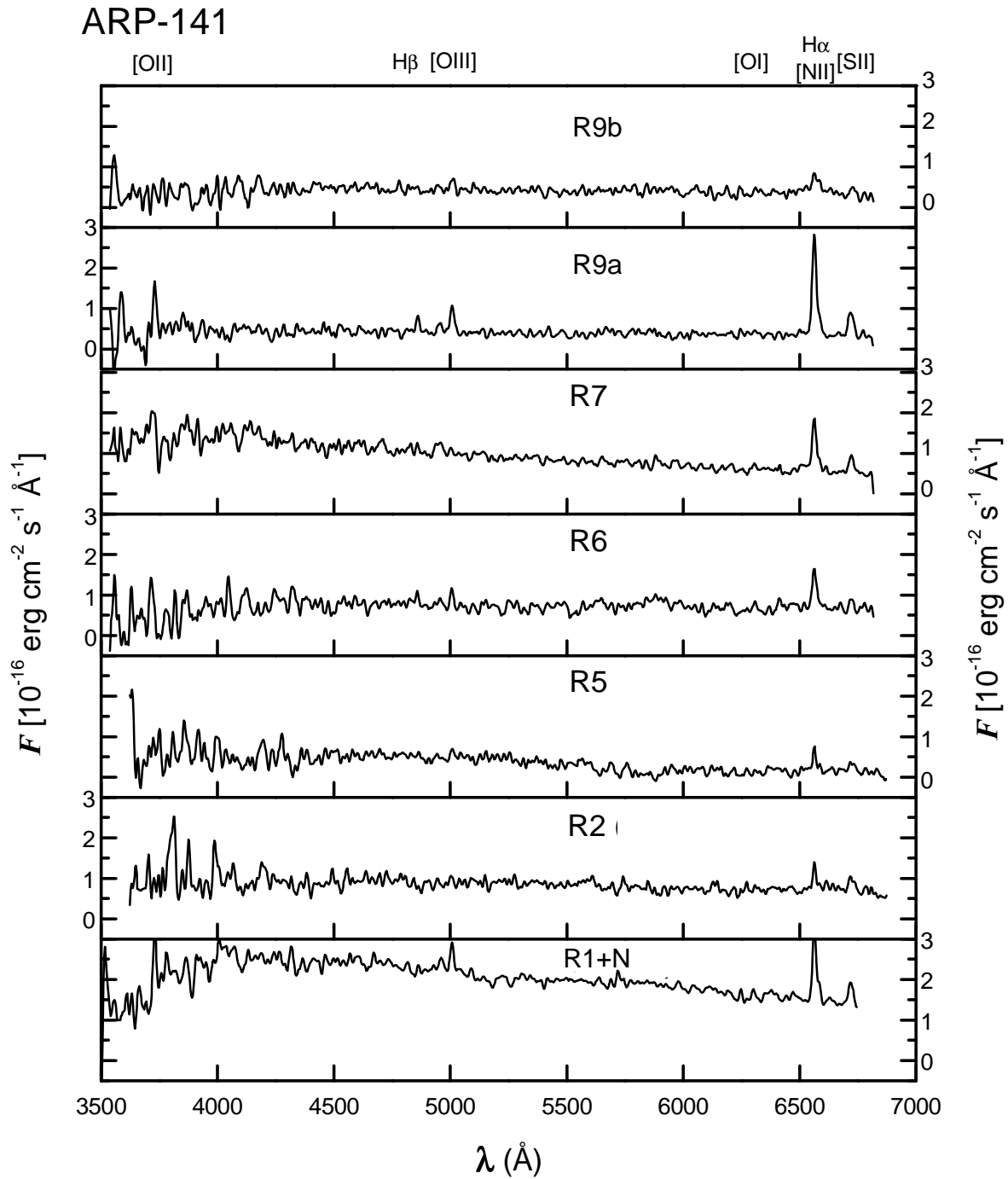


Figura 3.4. Espectros de algunas regiones HII de la galaxia Arp 141, normalizados a $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

3.1.1. Flujos medidos

En las Tablas 3.1 y 3.2 se muestran los flujos medidos en las líneas y el ancho equivalente de H β , para Arp 143 y Arp 141, respectivamente. Las líneas que pudieron obtenerse y que aparecen en las tablas son (con λ siempre en Å): H α (λ 6563), H β (λ 4861), [SII] $\lambda\lambda$ 6716+6731, [NII] λ 6584, [OI] λ 6300, [OIII] λ 5007 y [OII] $\lambda\lambda$ 3726+3729. No en todos los casos pudieron obtenerse las intensidades de [OIII] λ 4959 y [NII] λ 6548; pero se sabe que son aproximadamente una tercera parte de [OIII] λ 5007 y [NII] λ 6584, respectivamente. Cuando en una región no pudo medirse una determinada línea se realizó una estimación del límite superior del flujo de la línea a 3σ , que se indica con dos puntos (:) en las Tablas 3.1, 3.2, 3.6 y 3.7. En la primera columna aparece el nombre de la región, las zonas más representativas están en negritas y son las que aparecerán en las gráficas de éste y el Capítulo 5.

En el caso de las regiones de Arp 143 ubicadas en la rendija P3, la línea [OII] $\lambda\lambda$ 3726+3729 no aparece, debido a que el espectro inicia en 4000 Å y no alcanza esas longitudes de onda. En algunas regiones se pudieron separar las líneas de H α + [NII] λ 6584 y [SII] $\lambda\lambda$ 6716+6731; cuando no, se usó la tarea DEBLEND para lograrlo, restringiéndose las longitudes de onda de las líneas durante el ajuste. Debido a la insuficiente sensibilidad, no se detectó la línea de [OIII] λ 4363, por lo que no se podrá obtener la temperatura electrónica. El cociente de F([OI])/F(H α) tiene un valor inusualmente alto en la región D2 de Arp 143, respecto al resto de las regiones. Hay que notar que las mediciones de [OI] λ 6300 corresponden a las regiones HII y zonas difusas, ya que dicha línea no aparece en los espectros del cielo. Para el núcleo hay cuatro espectros (Na–Nd); el valor promedio se denota con N. Como comparación se incluyen los valores de Arp 143 reportados por Keel *et al.* 1985 para el núcleo; donde el flujo de H β es muy cercano al valor medido en Nd y los cocientes F(H α)/F(H β), F([NII])/F(H α) y F([SII])/F(H α) son similares a los encontrados para Nb. Los valores de F(H α)/F(H β) de Arp 141 son similares a los encontrados para Arp 143. En la Tabla 3.3 se presentan los flujos de algunas líneas en regiones de Arp 143 y Arp 141 donde no se pudo medir H β .

Tabla 3.1. Flujos medidos en las líneas de Arp 143.

Región	$F(H\beta)$	$EW(H\beta)$	$F([OIII])$	$F([OIII])$	$F([OI])$	$F(H\alpha)$	$F([NII])$	$F([SII])$
	$[10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}]$	$[\text{Å}]$	$F(H\beta)$	$F(H\beta)$	$F(H\alpha)$	$F(H\beta)$	$F(H\alpha)$	$F(H\alpha)$
R1a	1.39 ± 0.08	8.55	3.45 ± 0.26	1.82 ± 0.14	0.093 ± 0.007	5.35 ± 0.42	0.23 ± 0.02	0.28 ± 0.02
R1b	4.73 ± 0.28	15.46	3.98 ± 0.29	1.54 ± 0.12	0.088 ± 0.006	3.85 ± 0.30	0.21 ± 0.01	0.33 ± 0.02
R2	6.84 ± 0.41	77.72	2.27 ± 0.17	1.65 ± 0.12	0.079 ± 0.006	3.84 ± 0.29	0.22 ± 0.02	0.36 ± 0.03
R3a	2.93 ± 0.18	13.99	3.06 ± 0.22	1.03 ± 0.08	0.072 ± 0.005	4.14 ± 0.32	0.27 ± 0.02	0.45 ± 0.03
R3b	14.05 ± 0.83	27.55	2.31 ± 0.17	1.29 ± 0.10	0.037 ± 0.003	3.82 ± 0.29	0.19 ± 0.01	0.26 ± 0.02
R3c	1.13 ± 0.07	13.24	5.75 ± 0.42	1.47 ± 0.11	0.082 ± 0.006	3.43 ± 0.27	0.29 ± 0.02	0.37 ± 0.03
R4a	0.76 ± 0.05	15.81	1.68 ± 0.13	1.15 ± 0.09	0.104 ± 0.008	3.87 ± 0.30	0.30 ± 0.02	0.44 ± 0.03
R4b	0.42 ± 0.03	4.40	4.27 ± 0.36	1.60 ± 0.14	0.125 ± 0.009	6.43 ± 0.54	0.30 ± 0.02	0.78 ± 0.06
R6a	1.00 ± 0.06	4.24		1.38 ± 0.11	0.054 ± 0.004	7.04 ± 0.55	0.32 ± 0.02	0.35 ± 0.02
R6b	4.67 ± 0.28	15.37	2.75 ± 0.20	0.89 ± 0.07	0.025 ± 0.002	4.71 ± 0.36	0.25 ± 0.02	0.29 ± 0.02
R7a	0.28 ± 0.02	1.61	$1.01 \pm 0.14 :$	1.54 ± 0.14	$0.042 \pm 0.005 :$	3.68 ± 0.33	0.20 ± 0.02	0.15 ± 0.01
R9a	0.59 ± 0.04	2.45	1.90 ± 0.16	0.98 ± 0.08	0.054 ± 0.005	5.26 ± 0.43	0.25 ± 0.02	0.30 ± 0.02
R9b	0.73 ± 0.05	5.10	0.61 ± 0.08	1.02 ± 0.08	$0.017 \pm 0.003 :$	5.62 ± 0.45	0.25 ± 0.02	0.27 ± 0.02
D2	0.24 ± 0.02	103.20	3.22 ± 0.33	1.12 ± 0.11	0.327 ± 0.025	4.93 ± 0.44	0.29 ± 0.02	0.68 ± 0.05
D3	0.79 ± 0.06	2.00	$0.72 \pm 0.08 :$	1.12 ± 0.09	$0.026 \pm 0.004 :$	3.10 ± 0.26	0.21 ± 0.02	0.31 ± 0.02
Na	6.52 ± 0.39	5.67	$0.14 \pm 0.01 :$	0.17 ± 0.01	$0.0037 \pm 0.0004 :$	7.61 ± 0.58	0.47 ± 0.03	0.20 ± 0.01
Nb	4.44 ± 0.27	4.18	$0.23 \pm 0.02 :$	$0.07 \pm 0.01 :$	$0.0057 \pm 0.0006 :$	6.56 ± 0.51	0.47 ± 0.03	0.26 ± 0.02
Nc	6.21 ± 0.37	3.40		0.35 ± 0.03	0.0110 ± 0.0008	12.80 ± 0.98	0.39 ± 0.03	0.16 ± 0.01
Nd	11.68 ± 0.69	4.83	0.42 ± 0.03	0.14 ± 0.01	0.0105 ± 0.0008	10.59 ± 0.81	0.47 ± 0.03	0.18 ± 0.01
N	7.21 ± 0.23	4.52	0.42 ± 0.03	0.22 ± 0.01	0.0108 ± 0.0003	9.39 ± 0.37	0.45 ± 0.02	0.20 ± 0.01
N^\dagger	11.79					6.12	0.50	0.25

[†] Keel *et al.* (1985)

(:) Límites superiores.

Tabla 3.2. Flujos medidos en las líneas de Arp 141.

Región	F(H β)	EW(H β)	F([OII])	F([OIII])	F(H α)	F([NII])	F([SII])
	[10 ⁻¹⁵ erg cm ⁻² s ⁻¹]	[Å]	F(H β)	F(H β)	F(H β)	F(H α)	F(H α)
R1	0.67 ± 0.06 :	1.03	2.74 ± 0.26	1.48 ± 0.13	5.24 ± 0.46	0.22 ± 0.02	0.32 ± 0.02
R5	0.38 ± 0.03	7.12	1.80 ± 0.19 :	1.06 ± 0.09	3.34 ± 0.29	0.12 ± 0.01	0.41 ± 0.03
R6	0.64 ± 0.04	6.28	1.14 ± 0.11	1.28 ± 0.10	3.00 ± 0.24	0.21 ± 0.02	0.36 ± 0.03
R7	0.57 ± 0.04	3.45	0.99 ± 0.11	1.03 ± 0.08	4.39 ± 0.36	0.19 ± 0.01	0.34 ± 0.02
R9a	0.83 ± 0.05	17.39	3.36 ± 0.25	1.38 ± 0.11	6.66 ± 0.52	0.21 ± 0.01	0.30 ± 0.02

(:) Límites superiores.

Tabla 3.3. Flujos medidos de otras regiones.

Galaxia	Región	F(H α)	F([OIII])	F([NII])	F([SII])
Arp1 143	R5	0.88 ± 0.04	0.16 ± 0.02	0.17 ± 0.01	0.25 ± 0.02
	R7b	1.15 ± 0.06		0.32 ± 0.02	0.46 ± 0.03
	R11	1.81 ± 0.09	0.23 ± 0.02	0.57 ± 0.03	1.12 ± 0.06
	D1	1.03 ± 0.05	0.38 ± 0.02	0.21 ± 0.02	0.42 ± 0.02
Arp1 141	R2	1.20 ± 0.06			0.70 ± 0.03
	R9b	0.97 ± 0.05	0.60 ± 0.03		

Todos los flujos en unidades de 10⁻¹⁵ erg cm⁻²s⁻¹.

3.1.2. Errores

El cálculo de los errores en las intensidades relativas de las líneas respecto de H β se realizó de acuerdo con lo expuesto por Skillman y Kennicutt (1993) y retomado por Bransford *et al.* (1998); con las cantidades en electrones acumulados (multiplicando el número de cuentas por la ganancia), de la forma fraccional que se indica en la siguiente ecuación:

$$\frac{\delta L}{L} = \{C_1 + C_2 + (n_0 / \sqrt{n_s})S + nAN^2 + [2.3f(\lambda)\delta C_{H\beta}L]^2 + (0.01L)^2 + (\delta FL)^2\}^{1/2} L^{-1}, \quad (\text{Ec. 3.1})$$

donde $\delta L/L$ es la incertidumbre fraccional en la intensidad de la línea (L). C_1 es el número total de electrones de la línea más el continuo y el cielo, y C_2 es el número de electrones del continuo. En el tercer término, S es el número de electrones del cielo en un renglón, n_0 es el número de renglones sumados para un objeto y n_s es el número de renglones sumados para el cielo. El cuarto término representa el ruido de lectura, donde n es el número de integraciones (espectros sumados), A es el área sumada en píxeles (ancho total de la línea multiplicado por n_0), y N es el ruido de lectura rms (obtenido del BIAS).

El quinto término son las incertidumbres implicadas en el desenrojecimiento del flujo de las líneas (mucho mayores en la parte azul del espectro), donde $\delta C_{H\beta}$ es la incertidumbre en la constante logarítmica de extinción $C_{H\beta}$. El sexto término son los errores de campos planos (~1%) y el séptimo es el error en la función de sensibilidad usada para calibrar los espectros (donde δF es el rms del ajuste para estrellas estándar, entre 4 y 6%).

Los valores utilizados para calcular los errores se muestran en la Tabla 3.4 y el número de renglones promediados por objeto, en la Tabla 2.4 del capítulo anterior. El número de integraciones (n) es de 3 espectros en cada caso (Tablas 2.2 y 2.3), excepto en la segunda noche de enero de 2001, que no pudieron combinarse y sólo se cuenta con un espectro de cada medición. El número de electrones del cielo que hay en un renglón (S), está dado por el ancho de la línea (A, en píxeles) multiplicado por el valor de la mediana del cielo (M_s , en electrones). El número total de electrones del cielo es igual al número de electrones del cielo que hay en un renglón por el número de renglones: $S n_0$.

El número de electrones de la línea se obtiene de: $O = 10^{0.4C} TBF$, donde O es el número de electrones en la línea, C es la función de sensibilidad en esa longitud de onda (en magnitudes), T es el tiempo de exposición (1800 s para cada espectro), B es el ancho de la línea (en ángstrom) y F es el flujo de la línea por ángstrom (en $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$). El número de electrones en el continuo es igual al cociente del número de electrones de la línea entre el ancho equivalente.

Tabla 3.4. Valores de rms (N), mediana (M_s) y número de renglones promediados para el cielo (n_s), utilizados en el cálculo de errores.

Noche	n_s	M_s [e ⁻]
Dic/99 (N=0.94 e ⁻)		
n1	87	11.10
n2	152	12.95
n3	52	12.03
Ene/00 (N=1.50 e ⁻)		
n2	162	13.32
n3	162	12.03
Ene/01 (N=0.88 e ⁻)		
n2a	282	10.73
n2b	262	11.66
n4a	62	19.24
n4b	152	15.73

En general, la mayor contribución al error viene de los errores fotónicos (C_1 y C_2) y del error por la corrección de extinción, que son los que se reportan generalmente. Para el cálculo de los errores en cada línea se utilizan todos los términos de la ecuación. Debido a su cercanía, algunas líneas están correlacionadas (como $H\beta$ con $[OIII]$ y $H\alpha$ con $[OI]$, $[NII]$ y $[SII]$) y como se está sumando cuadráticamente, al hacer el cálculo de los errores en los cocientes, algunos términos no suman, por lo que únicamente se toman en cuenta los términos C_1 , nAN^2 , $(0.01L)^2$ y $(\delta FL)^2$. Para los cocientes $[OII]/H\beta$ y $H\alpha/H\beta$ las líneas están muy separadas en sí y son independientes, por lo que se toman en cuenta los siete términos de la ecuación para el cálculo de los errores. Cuando hay demasiado ruido en algunas zonas del espectro las líneas no son detectadas, pero se realiza la medición sobre el ruido, obteniéndose límites superiores con valores de 3σ o menos para las líneas en cuestión.

Los errores en la medición de las líneas aparecen en las Tablas 3.1–3.3, y su propagación se realiza de acuerdo con la Ecuación 3.2, en la cual la incertidumbre o error (σ_F) está dado por la raíz cuadrada de la varianza (σ_F^2), que es la suma de los cuadrados de las parciales de la función (F) respecto de cada variable (x, y...) por la incertidumbre de dicha variable (σ_x^2 , σ_y^2 ...) al cuadrado. Esta propagación se refleja en los resultados espectroscópicos obtenidos:

$$\sigma_F^2 = \left(\frac{\partial F}{\partial x}\right)^2 \sigma_x^2 + \dots + \left(\frac{\partial F}{\partial y}\right)^2 \sigma_y^2. \quad (\text{Ec. 3.2})$$

Las incertidumbres varían de un espectro a otro y de una a otra línea; pero, en general, están alrededor de 5% para las líneas más fuertes en los mejores espectros, alcanzando hasta 20% en algunas líneas más débiles en espectros de menor calidad.

3.1.3. Extinción

Las líneas de recombinación de Balmer ($H\alpha$ y $H\beta$) de todos los espectros fueron corregidas por la absorción subyacente producida por las estrellas de la población antigua del disco. Por definición, el flujo de una línea es igual al producto de su ancho equivalente por el continuo. La corrección al flujo de $H\alpha$ y $H\beta$ por absorción subyacente se realizó con la Ecuación 3.3 (Mazzarella y Boroson, 1993); donde F es el flujo de la línea corregido por absorción subyacente; EW_λ es el ancho equivalente observado de la línea; EW_A es el ancho equivalente debido a la absorción estelar, el cual varía con la edad pero adquiere un valor de $\sim 2 \text{ \AA}$ en regiones con formación estelar reciente (Olofsson, 1995), que fue el valor empleado en la Ecuación 3.3; y F_C es el continuo:

$$F = (EW_\lambda + EW_A) \times F_C \quad (\text{Ec. 3.3})$$

La luz proveniente de las estrellas lejanas sufre extinción debida al polvo presente en el medio interestelar, la cual afecta más a la parte azul del espectro que a la roja, lo cual enrojece a los objetos. Para corregir los flujos observados por este enrojecimiento se usaron las ecuaciones:

$$\frac{F(\lambda)_0}{F(H\beta)_0} = \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} 10^{C(H\beta)[f(\lambda)-1]} \quad (\text{Ec. 3.4})$$

y

$$f(\lambda) = \frac{X(x)}{X(\beta)}. \quad (\text{Ec. 3.5})$$

En éstas, F_0 es el flujo emitido originalmente por la estrella (desenrojecido), F el flujo observado (enrojecido), $C(H\beta)$ es el coeficiente de extinción calculado usando los cocientes de flujos observados de $F(H\alpha)/F(H\beta)$ y el emitido $F_0(H\alpha)/F_0(H\beta)=2.86$ (Brocklehurst, 1971; para $N_e=100 \text{ cm}^{-3}$ y $T=10^4 \text{ K}$); $f(\lambda)$ es el valor de la extinción para cada longitud de onda, normalizado al valor de $H\beta$.

Se usó la curva de extinción interestelar de Seaton (1979) para calcular $f(\lambda)$, cuyos parámetros se pueden ver en la Tabla 3.5; donde λ es la longitud de onda en \AA , x es el inverso de la longitud de onda en μm y $X(x)$ es el valor de la extinción en la Vía Láctea para cada longitud de onda.

Tabla 3.5. Curva de extinción de Seaton (1979).

Línea	λ [\AA]	x [μm]	$X(x)$	$f(\lambda)$
[OII]	3727.43	2.68	4.62	1.26
$H\beta$	4861.33	2.06	3.68	1.00
[OIII]	4958.91	2.02	3.60	0.98
[OIII]	5006.84	2.00	3.55	0.97
[OI]	6300.30	1.59	2.63	0.72
[NII]	6548.03	1.53	2.50	0.68
$H\alpha$	6562.82	1.52	2.49	0.68
[NII]	6583.41	1.52	2.48	0.67
[SII]	6716.47	1.49	2.42	0.66
[SII]	6730.85	1.49	2.41	0.66

Los coeficientes de extinción encontrados (Tablas 3.6 y 3.7) toman en cuenta toda la línea de vista entre el observador y las galaxias en estudio. La extinción de la Vía Láctea en esas direcciones es muy pequeña, teniendo un valor de $E_{(B-V)}=0.051$ y 0.037 mag hacia Arp 143 y Arp 141, respectivamente. En la Figura 3.5 se puede observar que para las regiones HII de Arp 143 se tienen coeficientes de extinción menores a 1 dex, mientras que la del núcleo es 1.5 dex. Arp 141, en cambio, sufre menos extinción que Arp 143; aunque el número de regiones estudiadas es menor en Arp 141.

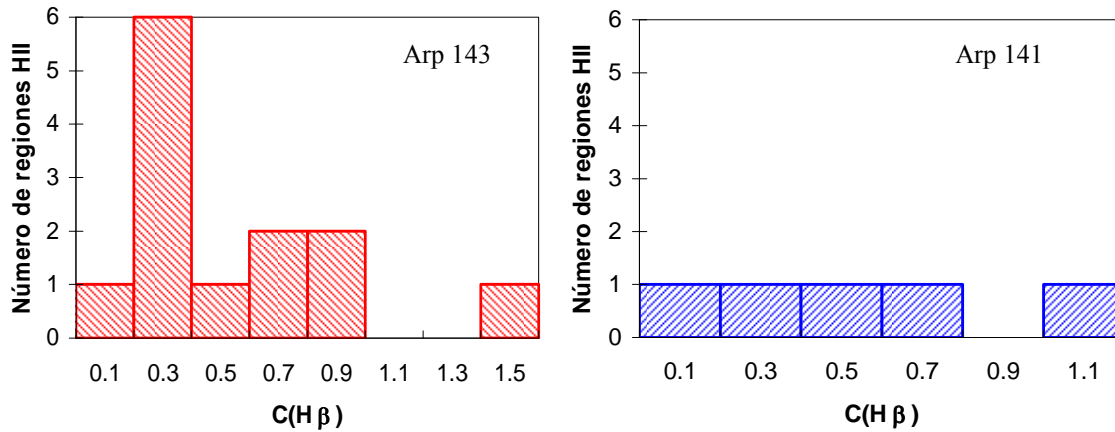


Figura 3.5. Distribución del coeficiente de extinción en Arp 143 y Arp 141.

3.1.4. Flujos emitidos

En las Tablas 3.6 y 3.7 se encuentran los flujos de las líneas corregidos por extinción interestelar o flujos emitidos, los cuales se usaron para calcular la abundancia de oxígeno y nitrógeno de las regiones HII en ambas galaxias. Las líneas son las mismas que aparecen en las Tablas 3.1 y 3.2, las cuales aparecen descritas en la Sección 3.1.1. En negritas las zonas más representativas de cada región.

La Figura 3.6 grafica $F(H\beta)$ contra $C(H\beta)$. Para las regiones con $F(H\beta) \leq 10^{-15}$, se ve una relación clara entre estos dos parámetros en el sentido de que las regiones más brillantes tienen mayor extinción. Aunque las regiones más brillantes en Arp 143 se desvían de esta tendencia; excepto el núcleo, que es la zona más brillante y con mayor extinción. La observación de esta relación implica que una buena parte del polvo interestelar que causa la extinción está asociado con el gas ionizado, posiblemente dentro de la misma región HII. Considerando que las regiones más brillantes tienen mayor cantidad de densidad columnar de gas, y por lo tanto de polvo, puede suponerse que también tienen un mayor cociente polvo/gas, por lo cual no es sorprendente encontrar esta relación.

Tabla 3.6. Flujos emitidos por las líneas en Arp 143 (corregidas por extinción interestelar).

Región	$F(\text{H}\beta)_0$	$C(\text{H}\beta)$	$F([\text{OII}]_0)$	$F([\text{OIII}]_0)$	$F([\text{OI}]_0)$	$F([\text{NII}]_0)$	$F([\text{SII}]_0)$
	$[10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}]$		$F(\text{H}\beta)_0$	$F(\text{H}\beta)_0$	$F(\text{H}\alpha)_0$	$F(\text{H}\alpha)_0$	$F(\text{H}\alpha)_0$
R1a	9.34 ± 2.28	0.83 ± 0.10	5.61 ± 1.72	1.71 ± 0.13	0.100 ± 0.007	0.23 ± 0.02	0.27 ± 0.02
R1b	11.74 ± 2.83	0.39 ± 0.10	5.02 ± 1.52	1.49 ± 0.11	0.091 ± 0.006	0.21 ± 0.01	0.32 ± 0.02
R2	16.83 ± 4.06	0.39 ± 0.10	2.86 ± 0.86	1.60 ± 0.12	0.082 ± 0.006	0.22 ± 0.02	0.36 ± 0.03
R3a	9.07 ± 2.19	0.49 ± 0.10	4.08 ± 1.24	0.99 ± 0.08	0.075 ± 0.005	0.27 ± 0.02	0.44 ± 0.03
R3b	34.07 ± 8.20	0.38 ± 0.10	2.89 ± 0.87	1.25 ± 0.09	0.039 ± 0.003	0.19 ± 0.01	0.25 ± 0.02
R3c	1.97 ± 0.48	0.24 ± 0.10	6.63 ± 2.03	1.45 ± 0.11	0.084 ± 0.006	0.29 ± 0.02	0.37 ± 0.03
R4a	1.90 ± 0.47	0.40 ± 0.10	2.13 ± 0.66	1.11 ± 0.09	0.108 ± 0.008	0.30 ± 0.02	0.43 ± 0.03
R4b	5.00 ± 1.34	1.07 ± 0.11	8.03 ± 2.69	1.47 ± 0.12	0.137 ± 0.010	0.30 ± 0.02	0.74 ± 0.05
R6a	15.56 ± 3.84	1.19 ± 0.10		1.25 ± 0.10	0.060 ± 0.005	0.31 ± 0.02	0.33 ± 0.02
R6b	21.31 ± 5.14	0.66 ± 0.10	4.05 ± 1.22	0.84 ± 0.06	0.026 ± 0.002	0.25 ± 0.02	0.28 ± 0.02
R7a	0.60 ± 0.17	0.33 ± 0.12	$1.22 \pm 0.45 :$	1.50 ± 0.14	$0.043 \pm 0.006 :$	0.20 ± 0.02	0.15 ± 0.01
R9a	3.77 ± 0.98	0.81 ± 0.11	3.05 ± 0.99	0.92 ± 0.08	0.058 ± 0.005	0.25 ± 0.02	0.29 ± 0.02
R9b	5.68 ± 1.42	0.89 ± 0.11	1.03 ± 0.34	0.95 ± 0.08	$0.018 \pm 0.003 :$	0.25 ± 0.02	0.26 ± 0.02
D2	1.26 ± 0.36	0.72 ± 0.12	4.93 ± 1.76	1.06 ± 0.10	0.348 ± 0.026	0.29 ± 0.02	0.65 ± 0.05
D3	1.01 ± 0.27	0.11 ± 0.11	$0.76 \pm 0.26 :$	1.11 ± 0.09	$0.026 \pm 0.004 :$	0.21 ± 0.02	0.31 ± 0.02
Na	128.93 ± 31.10	1.30 ± 0.10	$0.30 \pm 0.09 :$	0.15 ± 0.01	$0.0042 \pm 0.0005 :$	0.47 ± 0.03	0.25 ± 0.02
Nb	55.69 ± 13.48	1.10 ± 0.10	$0.45 \pm 0.14 :$	$0.06 \pm 0.01 :$	$0.0062 \pm 0.0007 :$	0.47 ± 0.03	0.25 ± 0.02
Nc	597.47 ± 144.26	1.98 ± 0.10		0.30 ± 0.02	0.0134 ± 0.0010	0.39 ± 0.03	0.15 ± 0.01
Nd	629.60 ± 151.67	1.73 ± 0.10	1.15 ± 0.35	0.12 ± 0.01	0.0122 ± 0.0009	0.47 ± 0.03	0.16 ± 0.01
N	352.92 ± 53.01	1.53 ± 0.05	1.15 ± 0.35	0.19 ± 0.01	0.0126 ± 0.0004	0.45 ± 0.02	0.21 ± 0.01
$F_0(\text{H}\alpha)/F_0(\text{H}\beta)=2.86.$						(:) Límites superiores.	

Tabla 3.7. Flujos emitidos por las líneas en Arp 141 (corregidas por extinción interestelar).

Región	$F(\text{H}\beta)_0$ [$10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$]	$C(\text{H}\beta)$	$F(\text{[OIII]})_0$ $F(\text{H}\beta)_0$	$F(\text{[OIII]})_0$ $F(\text{H}\beta)_0$	$F(\text{[NII]})_0$ $F(\text{H}\alpha)_0$	$F(\text{[SII]})_0$ $F(\text{H}\alpha)_0$
R1	4.30 ± 1.22 :	0.80 ± 0.12	4.39 ± 1.55	1.39 ± 0.12	0.22 ± 0.02	0.31 ± 0.02
R5	0.62 ± 0.17	0.21 ± 0.12	2.03 ± 0.71 :	1.04 ± 0.09	0.12 ± 0.01	0.40 ± 0.03
R6	0.74 ± 0.19	0.07 ± 0.11	1.18 ± 0.38	1.28 ± 0.10	0.21 ± 0.02	0.35 ± 0.03
R7	2.13 ± 0.55	0.57 ± 0.11	1.38 ± 0.46	0.98 ± 0.08	0.19 ± 0.01	0.33 ± 0.02
R9a	11.06 ± 2.73	1.12 ± 0.10	6.51 ± 2.01	1.26 ± 0.10	0.20 ± 0.01	0.28 ± 0.02
$F_0(\text{H}\alpha)/F_0(\text{H}\beta)=2.86$			(:) Límites superiores.			

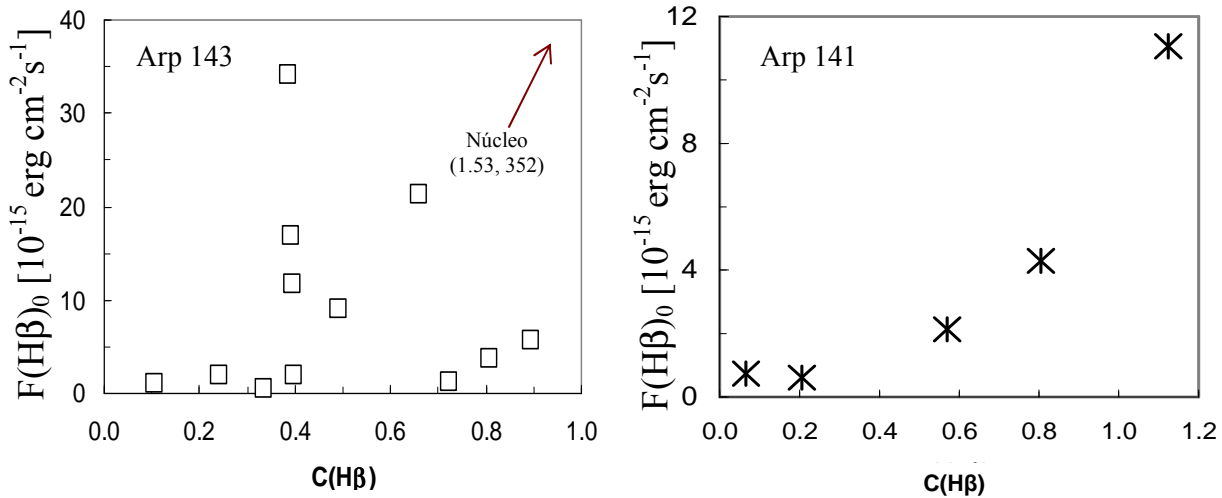


Figura 3.6. Relación entre los flujos emitidos y el coeficiente de extinción en Arp 143 y Arp 141.

3.2. Propiedades químicas

Para López-Sánchez y Esteban (2010), el conocimiento de la composición química de las galaxias es muy importante para entender su evolución, historia de formación y nucleosíntesis estelar, así como el enriquecimiento del medio intergaláctico. La metalicidad es un ingrediente clave para modelar las propiedades galácticas, debido a que determina los colores UV, ópticos y del NIR a una edad determinada, la producción nucleosintética, la tasa gas-polvo y la forma de la curva de extinción interestelar, entre otros.

3.2.1. Abundancias de oxígeno y nitrógeno

De acuerdo con López-Sánchez y Esteban (2010), el método más robusto para derivar la metalicidad en la formación estelar y las galaxias con brotes estelares es a través de la abundancia de metales y sus cocientes, en particular la abundancia del oxígeno en su fase gaseosa y la relación de nitrógeno a oxígeno.

El método T_e o método directo de determinar la abundancia de oxígeno se basa en la medición de la temperatura electrónica t_3 dentro de la zona de [OIII] y/o la temperatura electrónica t_2 dentro de la zona de [OII], para obtener las abundancias totales de oxígeno y nitrógeno. La relación de las intensidades de las líneas nebulares a aurorales del oxígeno [OIII] ($\lambda 4959+5007$) / [OIII] $\lambda 4363$ se utiliza para la determinación de t_3 , mientras que la relación entre las intensidades en las líneas nebulares a aurorales del nitrógeno [NII] ($\lambda 6548+6584$) / [NII] $\lambda 5755$ se usan para la determinación de t_2 . En regiones HII de alta metalicidad las líneas aurorales se vuelven muy débiles para ser detectadas. Debido a que este método usa líneas excitadas colisionalmente produce temperaturas electrónicas sobreestimadas, lo cual genera una baja estimación en la abundancia de elementos en las regiones HII (Pilyugin *et al.* 2010). Las diferencias entre las metalicidades basadas en líneas excitadas colisionalmente y las basadas en líneas de recombinación pueden ser de factores de 2 (Rodríguez y García-Rojas, 2010); es decir, una mayor abundancia predicha por las líneas de recombinación.

Cuando en el espectro de una región HII no se detecta la línea de emisión [OIII] $\lambda 4363$ u otra línea auroral que se use para derivar la temperatura electrónica se pueden aplicar dos tipos de calibraciones de abundancias: las teóricas, basadas en modelos de fotoionización, y las empíricas, basadas en tendencias observacionales de líneas fuertes en regiones HII de galaxias espirales con temperaturas electrónicas medidas (T_e), para tener una estimación aproximada de su metalicidad. Según López-Sánchez y Esteban (2010), las calibraciones más exitosas basadas en modelos de fotoionización han sido las de McGaugh (1991) y de Kewley y Dopita (2002); en cuanto a empíricas, mencionan la de Pilyugin (2001a, b) y la

de Pilyugin y Thuan (2005), a las cuales y de acuerdo con la experiencia de este trabajo, se agregarían la de Pilyugin *et al.* (2010) y la de Pilyugin y Mattsson (2011).

Las abundancias de oxígeno y nitrógeno indican cuánto de estos elementos hay con respecto al hidrógeno presente en una región. La precisión en la determinación de abundancias depende del método empleado. Entre las líneas metálicas más fuertes empleadas por los diferentes métodos empíricos se encuentran:

$$R_2 = F[OII]_0(\lambda 3726 + \lambda 3729) / F(H\beta)_0, \quad (\text{Ec. 3.6})$$

$$R_3 = F[OIII]_0(\lambda 4959 + \lambda 5007) / F(H\beta)_0, \quad (\text{Ec. 3.7})$$

$$N_2 = F[NII]_0(\lambda 6548 + \lambda 6584) / F(H\beta)_0, \quad (\text{Ec. 3.8})$$

$$S_2 = F[SII]_0(\lambda 6716 + \lambda 6731) / F(H\beta)_0. \quad (\text{Ec. 3.9})$$

En el presente trabajo la línea de [OIII] $\lambda 4363$ es demasiado débil y no está detectada, así que no se puede determinar la temperatura de forma directa; pero sí se cuenta con las líneas R_3 y, en algunos casos, con R_2 ; las cuales son sensibles tanto a la abundancia de oxígeno como a la temperatura electrónica. Cuando no se pudo medir [OIII] $\lambda 4959$, se obtuvo a partir de [OIII] $\lambda 5007$, de acuerdo con Galavís *et al.* (1997):

$$([OIII]\lambda 4959) = 0.346([OIII]\lambda 5007). \quad (\text{Ec. 3.10})$$

3.2.2. Método R_{23}

Originalmente se calcularon las abundancias de oxígeno mediante el método empírico R_{23} , el cual fue introducido por Pagel *et al.* (1979). En este método $R_{23}=R_2+R_3$. Bransford *et al.* (1998) y Zaritsky *et al.* (1994) utilizan la siguiente aproximación para alta metalicidad ($12+\text{Log}(O/H)>8.20$):

$$12 + \log(O / H) = 9.265 - 0.33x - 0.202x^2 - 0.207x^3 - 0.333x^4, \quad (\text{Ec. 3.11})$$

donde $x = \text{Log}R_{23}$. El principal problema del parámetro R_{23} es que está bivaluado; es decir, cada valor de R_{23} puede ser causado por dos abundancias de oxígeno muy diferentes, ya que la intensidad de las líneas de oxígeno no se incrementa indefinidamente con la metalicidad (López-Sánchez y Esteban, 2010). Hay dos ramas para cada calibración empírica: baja metalicidad ($12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})\leq 8.1$) y alta metalicidad ($12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})\geq 8.4$); además de una zona de transición con grandes incertidumbres alrededor de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})\sim 8.2$.

Con base en el artículo de Thurston *et al.* (1996) y de los índices R_{23} obtenidos, se calculó la abundancia de nitrógeno como resultado de modelos de líneas de emisión de la siguiente manera:

$$t_2 = 6065 + 1600(\log R_{23}) + 1878(\log R_{23})^2 + 2803(\log R_{23})^3. \quad (\text{Ec. 3.12})$$

En la ecuación anterior t_2 es la temperatura de [NII] en unidades de 10^4 K, la cual se utilizó para obtener la abundancia iónica N^+/O^+ , usando la fórmula de Pagel *et al.* (1992), basada en el átomo de 5 niveles:

$$\log \frac{N^+}{O^+} = \log \left[\frac{N_2}{R_2} \right] + 0.307 - 0.02 \log t_2 - \frac{0.726}{t_2}; \quad (\text{Ec. 3.13})$$

aquí N_2 y R_2 son las intensidades observadas. Para obtener las abundancias totales de nitrógeno se hizo la suposición de que $\text{N}^+/\text{O}^+ = \text{N}/\text{O}$ (Peimbert y Costero, 1969; Vila-Costas y Edmunds, 1993).

Con el método R_{23} se obtuvieron valores de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.37-9.11$ para las regiones HII de Arp 143 y de 9.32 para su núcleo; así como de $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=7.26-8.40$ y 8.91, respectivamente. Para la galaxia Arp 141 se encontró que $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.40-9.06$ y $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=7.15-8.21$. Los gradientes de abundancias (Sección 3.3.1) son de -0.058 para Arp 143 y de -0.138 para Arp 141. Debido a que los valores calculados usando el método R_{23} se encuentran sobreestimados (López-Sánchez y Esteban, 2010), se buscó un método más adecuado para el cálculo de abundancias químicas; los valores de éste segundo método son los que se reportarán en las tablas y figuras del presente capítulo.

3.2.3. Métodos ONS y NS

Con el fin de obtener mejores abundancias químicas se utilizó el método empírico ONS (Oxígeno, Nitrógeno y Azufre) de Pilyugin *et al.* (2010) y cuando no se contaba con las líneas de [OII] $\lambda\lambda 3727+3729$ o éstas no eran confiables, se usó el método NS (Nitrógeno y Azufre) de Pilyugin y Mattsson (2011); estos combinan datos observacionales de regiones HII en galaxias espirales e irregulares, comparándolos con modelos de fotoionización. Se decidió usar estos métodos debido a que, según Pilyugin *et al.* (2010), muestran una mayor consistencia con las observaciones a altas metalicidades y son válidos en la zona de transición entre alta y baja metalicidad ($8.0 \leq 12 + \log(O/H) \leq 8.3$). Estos métodos usan los flujos de la línea R_3 y el parámetro de ionización $P = R_3 / (R_3 + R_2)$, así como los cocientes N_2/R_2 y S_2/R_2 como indicadores de metalicidad y temperatura, para encontrar una calibración que se ajuste a los datos observados. El parámetro de ionización introducido por Pilyugin es fundamental para obtener una estimación real de la abundancia de oxígeno en galaxias que están formando estrellas, especialmente en objetos que tienen fuertes brotes estelares (López-Sánchez y Esteban, 2010) como las galaxias aquí estudiadas.

Pilyugin y Mattsson catalogan a las regiones HII en frías (*cool*), tibias (*warm*) y calientes (*hot*), de la manera que se muestra en la Tabla 3.8. De acuerdo a estos criterios, las regiones HII de Arp143 son frías y en Arp141 hay tanto frías como tibias. A mayor temperatura de una región corresponde una menor abundancia de oxígeno; por lo que las regiones HII de las galaxias estudiadas deben poseer abundancias en el rango medio-alto. Estos rangos de temperatura permiten conocer de antemano a qué rama del modelo pertenece cada región y evitar que se tengan dos valores de abundancias como en el caso del método R_{23} .

Tabla 3.8. Clasificación de las regiones HII (Pilyugin *et al.* 2010).

Región HII	Criterio de clasificación	Rango de metalicidad
Cool (frías)	$\log(N_2) \geq -0.1$	$12 + \log(O/H) \gtrsim 8.4$
Warm (tibias)	$\log(N_2) < -0.1, \log(N_2/S_2) \geq -0.25$	$8.55 \gtrsim 12 + \log(O/H) \gtrsim 8.0$
Hot (calientes)	$\log(N_2) < -0.1, \log(N_2/S_2) < -0.25$	$8.0 \gtrsim 12 + \log(O/H)$

El método ONS emplea las líneas de R_2 , R_3 , N_2 y S_2 para obtener las abundancias totales de oxígeno y nitrógeno, de acuerdo con la clasificación de temperatura basada en la línea N_2 (Tabla 3.8). Los errores intrínsecos del método son: $\sigma_{(O/H)}=0.074$ y $\sigma_{(N/H)}=0.047$. Las ecuaciones utilizadas en el método ONS son las siguientes:

$$12 + \log(O/H)_{ONS} = 8.277 + 0.657P - 0.399 \log R_3 - 0.061 \log(N_2/R_2) + 0.005 \log(S_2/R_2)'$$

$$si \log N_2 > -0.1. \quad (Ec. 3.14)$$

$$12 + \log(O/H)_{ONS} = 8.816 - 0.733P + 0.454 \log R_3 + 0.710 \log(N_2/R_2) - 0.337 \log(S_2/R_2)'$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2/S_2) > -0.25. \quad (Ec. 3.15)$$

$$12 + \log(O/H)_{ONS} = 8.744 - 1.855P + 1.517 \log R_3 + 0.304 \log(N_2/R_2) + 0.328 \log(S_2/R_2)'$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2/S_2) < -0.25. \quad (Ec. 3.16)$$

$$12 + \log(N/H)_{ONS} = 7.811 + 0.290P - 0.081 \log R_3 + 0.877 \log(N_2/R_2) + 0.002 \log(S_2/R_2)'$$

$$si \log N_2 > -0.1. \quad (Ec. 3.17)$$

$$12 + \log(N/H)_{ONS} = 8.241 - 0.781P + 0.612 \log R_3 + 1.455 \log(N_2/R_2) - 0.209 \log(S_2/R_2)'$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2/S_2) > -0.25. \quad (Ec. 3.18)$$

$$12 + \log(N/H)_{ONS} = 8.080 - 1.476P + 1.349 \log R_3 + 1.259 \log(N_2/R_2) + 0.004 \log(S_2/R_2)'$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2/S_2) < -0.25. \quad (Ec. 3.19)$$

El método NS utiliza las líneas R3, N2 y S2 para obtener las abundancias totales de oxígeno y nitrógeno, de acuerdo con la clasificación de temperatura basada en la línea N₂ (Tabla 3.8). Los errores intrínsecos del método son: $\sigma_{(O/H)}=0.077$ y $\sigma_{(N/H)}=0.110$. Las ecuaciones del método NS son:

$$12 + \log(O/H)_{NS} = 8.454 - 0.216 \log R_3 - 0.362 \log S_2 - 0.101 \log(N_2 / S_2),$$

$$si \log N_2 > -0.1. \quad (\text{Ec. 3.20})$$

$$12 + \log(O/H)_{NS} = 8.456 + 0.082 \log R_3 + 0.391 \log N_2 + 0.290 \log(N_2 / S_2),$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2 / S_2) > -0.25. \quad (\text{Ec. 3.21})$$

$$12 + \log(O/H)_{NS} = 7.881 - 0.929 \log R_3 + 0.650 \log N_2 + 0.025 \log(N_2 / S_2),$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2 / S_2) < -0.25. \quad (\text{Ec. 3.22})$$

$$12 + \log(N/H)_{NS} = 7.414 - 0.383 \log R_3 + 0.119 \log S_2 + 0.988 \log(N_2 / S_2),$$

$$si \log N_2 > -0.1. \quad (\text{Ec. 3.23})$$

$$12 + \log(N/H)_{NS} = 7.250 + 0.078 \log R_3 + 0.529 \log N_2 + 0.906 \log(N_2 / S_2),$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2 / S_2) > -0.25. \quad (\text{Ec. 3.24})$$

$$12 + \log(N/H)_{NS} = 6.599 + 0.888 \log R_3 + 0.663 \log N_2 + 0.371 \log(N_2 / S_2),$$

$$si \log N_2 < -0.1, \log(N_2 / S_2) < -0.25. \quad (\text{Ec. 3.25})$$

3.2.4. Metalicidad

En su forma logarítmica, la metalicidad está dada por:

$$Z / Z_{\odot} = 10^{[(O/H)-(O/H)_{\odot}]}; \quad (\text{Ec. 3.26})$$

donde O/H es la abundancia total de oxígeno que, por razones históricas, se expresa de la forma: $12+\text{Log}(O/H)$. Para los cálculos de la metalicidad se tomaron los valores de las abundancias solares de Asplund *et al.* (2009), los cuales son: $12+\text{Log}(O/H)=8.69\pm 0.05$, $12+\text{Log}(N/H)=7.83\pm 0.05$ y $Z_{\odot}=0.0134$.

3.2.5. Densidad electrónica

La densidad es el número de partículas por unidad de volumen; por lo tanto, la densidad electrónica (n_e) es el número de electrones por unidad de volumen. Haciendo uso de la intensidad del cociente de las líneas prohibidas [SII] $\lambda\lambda 6716/6731$ y la rutina TEMDEN (Shaw y Dufour, 1995), se obtuvo la densidad electrónica en los espectros del núcleo y R2 de Arp 143 (Tabla 3.9) y en R5, R6 y R7 de Arp 141 (Tabla 3.10); en el resto de los casos no se pudo determinar n_e debido a que el cociente queda fuera del rango de análisis (por ser n_e muy pequeño) y en otros fue imposible separar el doblete de [SII] $\lambda\lambda 6716+6731$ debido al ruido o a líneas muy débiles. Para el cálculo de las densidades se supuso una temperatura de 10^4 K. Las densidades se usan en la determinación de parámetros físicos (Sección 4.2).

3.3. Resultados espectroscópicos

En las Tablas 3.9 y 3.10 se muestran los valores obtenidos para las metalicidades y densidades electrónicas: $12+\text{Log}(O/H)$, $12+\text{Log}(N/H)$, $\text{Log}(N/O)$, Z , Z/Z_{\odot} y n_e de las galaxias Arp 143 y Arp 141. La propagación de errores se realizó de acuerdo con la Ecuación 3.2 y sumando cuadráticamente (donde corresponde) los errores intrínsecos de los métodos ONS y NS que aparecen en la Sección 3.2.3. En negritas las zonas más representativas de cada región.

Tabla 3.9. Densidades y abundancias de Arp 143.

Región	Z/Z_{\odot}	Z	$12+\text{Log (O/H)}$	$12+\text{Log (N/H)}$	Log (N/O)	$n_e [\text{cm}^{-3}]$
R1a	0.47±0.10	0.006	8.37±0.09	7.15±0.13	-1.22±0.15	
R1b	0.50±0.10	0.007	8.39±0.09	7.17±0.13	-1.22±0.15	
R2	0.58±0.12	0.008	8.46±0.09	7.44±0.13	-1.02±0.16	69
R3a	0.54±0.10	0.007	8.42±0.08	7.34±0.13	-1.08±0.15	
R3b	0.59±0.12	0.008	8.46±0.09	7.41±0.13	-1.05±0.15	
R3c	0.46±0.09	0.006	8.35±0.08	7.22±0.13	-1.14±0.15	
R4a	0.64±0.13	0.009	8.49±0.09	7.67±0.13	-0.83±0.16	
R4b	0.44±0.08	0.006	8.33±0.08	7.19±0.14	-1.14±0.16	
R6a	0.52±0.09	0.007	8.40±0.08	7.41±0.11	-1.00±0.14	
R6b	0.55±0.11	0.007	8.43±0.08	7.38±0.13	-1.06±0.15	
R7a	0.64±0.11	0.008	8.50±0.08	7.50±0.11	-1.00±0.14	
R9a	0.58±0.12	0.008	8.45±0.09	7.49±0.13	-0.96±0.16	
R9b	0.59±0.11	0.008	8.46±0.08	7.46±0.11	-1.01±0.14	
D2	0.42±0.08	0.006	8.31±0.08	7.21±0.11	-1.10±0.14	
D3	0.55±0.10	0.006	8.43±0.08	7.42±0.11	-1.01±0.14	
Na	1.21±0.25	0.016	8.77±0.09	8.67±0.13	-0.10±0.16	457
Nb	1.21±0.22	0.016	8.77±0.08	8.52±0.13	-0.25±0.15	720
Nc	0.84±0.15	0.011	8.61±0.08	8.06±0.11	-0.55±0.14	280
Nd	0.94±0.17	0.013	8.66±0.08	8.00±0.13	-0.66±0.15	538
N	1.05±0.10	0.014	8.71±0.08	8.32±0.12	-0.39±0.15	499

Tabla 3.10. Densidades y abundancias de Arp 141.

Región	Z/Z_{\odot}	Z	$12+\text{Log (O/H)}$	$12+\text{Log (N/H)}$	Log (N/O)	$n_e [\text{cm}^{-3}]$
R1	0.52±0.11	0.007	8.41±0.09	7.23±0.14	-1.18±0.17	
R5	0.33±0.09	0.004	8.20±0.12	7.11±0.21	-1.09±0.24	463
R6	0.53±0.09	0.007	8.41±0.08	7.23±0.11	-1.18±0.14	533
R7	0.47±0.12	0.006	8.36±0.11	7.55±0.20	-0.82±0.23	365
R9a	0.48±0.09	0.006	8.37±0.08	7.05±0.13	-1.32±0.15	

En Arp 143 y Arp 141, la composición química de los discos es bastante uniforme y menor que la solar (Figura 3.7). Únicamente en el núcleo de Arp 143 se encuentran abundancias que difieren sustancialmente del disco, ya que tanto O/H como N/H se encuentran por encima del valor del Sol.

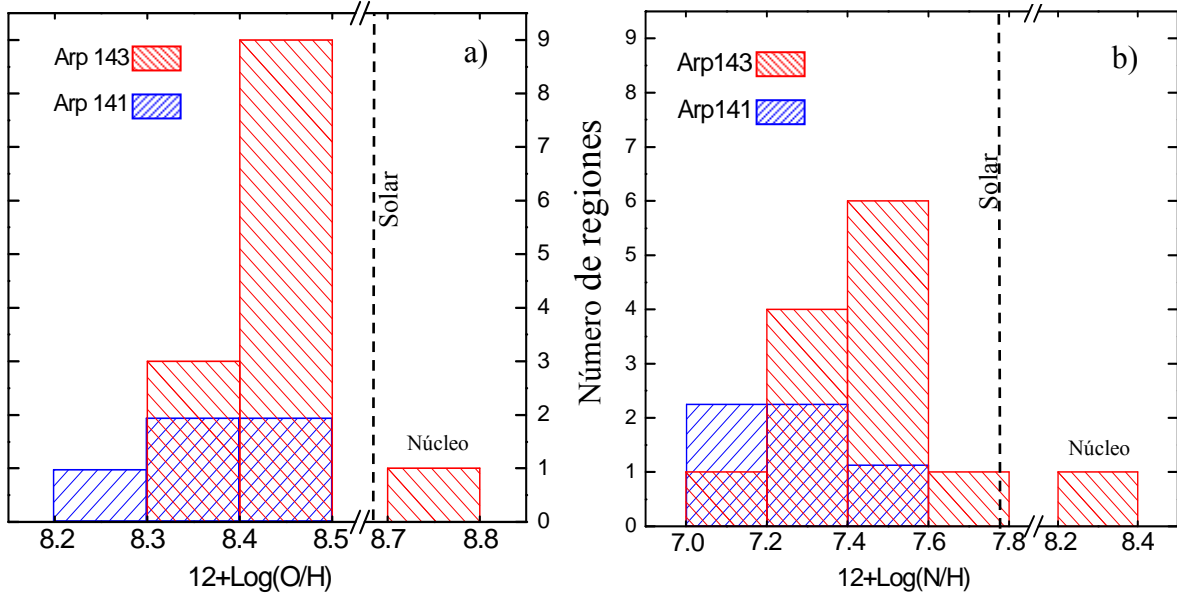


Figura 3.7. Distribución de las abundancias de oxígeno (a) y nitrógeno (b) para Arp 143 y Arp 141.

De acuerdo con Beirão *et al.* (2009) en un trabajo sin publicar de Jeske *et al.* (1986) estimaron una metalicidad para los nudos más brillantes de Arp 143 menor que la solar, en el rango $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.56-8.77$, similar a la de otras galaxias anilladas colisionantes conocidas (Bransford *et al.* 1998, con el método empírico R_{23} y abundancias iónicas) y para el núcleo encontraron valores por encima del solar: $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=9.18$, como las galaxias de núcleos con brotes estelares intensos.

En ambos casos, los valores están muy por encima de los encontrados en este trabajo con los métodos ONS y NS: $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.31-8.50$ en las regiones HII y $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.71$ en el núcleo; aunque quedan dentro del rango de las abundancias encontradas utilizando el método R_{23} (Sección 3.2.2), que son de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.37-9.11$ y 9.32 , para las regiones HII y el núcleo, respectivamente.

A fin de saber si hay una dependencia radial de los resultados espectroscópicos, se realizaron gráficos usando elipses que pasan por los anillos de ambas galaxias. Las elipses están basadas en las imágenes de H α y se superponen a las Figuras 2.3 y 2.4 del capítulo anterior; los datos de dichas elipses se tomaron de Romano *et al.* (2008) y se encuentran en la Tabla 3.11. Se puede ver la ascensión recta (α) y declinación (δ) del centro, el semieje mayor (a), la elipticidad (e), el ángulo de posición (PA) del eje mayor y la escala de la elipse (kpc arcsec⁻¹). A partir del centro de la elipse se mide el radio vector (R) hasta donde pasa la elipse y la distancia radial al centro de cada región (r), los cuales se muestran en la Tabla 3.12 y son utilizados en la Sección 3.3.1 (Figuras 3.8 y 3.9).

Tabla 3.11. Elipses con el mejor ajuste al anillo de las galaxias Arp 143 y Arp 141.

Galaxia	α (J2000) ^o	δ (J2000) ^o	a (")	e	PA (°)	Escala (kpc arcsec ⁻¹)
Arp 143	116.7312	39.0143	36	0.32	60	0.278
Arp 141	108.5953	73.4646	26	0.16	-17	0.199

Tabla 3.12. Distancias radiales (r/R) en las regiones HII de Arp 143 y Arp 141.

Arp 143		Arp 141	
Región	r/R	Región	r/R
R1	1.26	R1+N	1.24
R2	0.97	R2	1.00
R3	0.93	R3	0.95
R4	0.74	R4	0.75
R5	1.15	R5	0.62
R6	1.06	R6	0.93
R7	1.00	R7	0.59
R8	1.08	R8	1.02
R9	1.00	R9	1.00
R10	1.20	R10	0.92
R11	1.02	R11	0.31
D1	1.10	R12	0.74
D2	0.97	R13	1.00
D3	0.72	D1	0.48
D4	1.07	D2	0.98
D5	0.60	D3	0.78
D6	0.61	D4	1.21
D7	0.68	D5	1.07
N	0.28		

3.3.1. Gradientes de abundancias

El oxígeno es producido por estrellas muy masivas ($>10 M_{\odot}$) que tienen vidas muy cortas (<10 Myr). El nitrógeno, en cambio, se produce principalmente en estrellas de masa intermedia ($3-8 M_{\odot}$), que viven largos periodos de tiempo (<100 Myr); por lo cual, para cuando termina el ciclo de vida de las estrellas de masa intermedia que han estado produciendo más nitrógeno del que había en el medio interestelar galáctico, ya hubo varias generaciones de estrellas que arrojaron a éste una gran cantidad de oxígeno; lo cual sucede únicamente en el caso de formación estelar continua. Las estrellas que se observan hoy en día no son las mismas que enriquecieron el medio interestelar que formó a las regiones HII actuales.

En las galaxias anilladas, al igual que en el resto de las galaxias, se tiene una mezcla de todo tipo de estrellas. Debido a que el núcleo ha estado dominado por muchas generaciones de estrellas de baja masa que han estado produciendo elementos por un largo periodo de tiempo, y a que una gran fracción del gas se ha convertido en estrellas, éste será la parte más roja y metálica de la galaxia. En el anillo en cambio, dominan las estrellas jóvenes y azules de alta masa, que no han tenido tiempo para producir elementos que enriquezcan el medio, ya que el anillo es más joven que la vida de las estrellas de masa intermedia; por lo cual su metalicidad será menor que en el núcleo, reflejando las abundancias que existían en el disco antes del choque.

Conforme con lo publicado en la literatura, las galaxias espirales normales tienen gradientes radiales promedio de abundancias que son de -0.05 dex/kpc; el signo negativo indica que decrecen del centro hacia afuera. Hay muchos estudios al respecto, como el de Van Zee *et al.* (1998), quienes estudiaron las regiones HII para una muestra de 11 galaxias, encontrando valores para el gradiente de la abundancia de oxígeno entre -0.03 y -0.08 dex/kpc. El resultado depende de la muestra de objetos que se utilice, de su rango de distancias galactocéntricas y el método para calcular abundancias. En el caso de la Vía Láctea, Henry *et al.* (2010) encontraron un gradiente de -0.058 dex/kpc usando nebulosas planetarias y Rudolph (2006) encontró uno de -0.078 con regiones HII.

De acuerdo con Márquez *et al.* (2002), el gradiente de metalicidad de los discos depende del tipo de galaxia, siendo casi plano para espirales tempranas, y aumentando para los tipos tardíos. La abundancia de nitrógeno parece ser más grande para regiones HII en el disco de galaxias interactuantes, las cuales pueden tener historias ligeramente diferentes de las galaxias normales, por lo que sus abundancias no necesariamente tienen que ser iguales. La diferencia entre los gradientes de metalicidad de galaxias tempranas y tardías no es el origen de los fuertes brotes estelares que se han encontrado en las galaxias anilladas, sino que únicamente produce un pequeño efecto acumulativo, que se traduce en discos y núcleos con mayor metalicidad y más enrojecidos.

En el estudio sobre el gradiente de color de las galaxias anilladas hecho por Romano *et al.* (2008), encontraron que en los discos de estas galaxias, las partes externas al anillo mantienen sus propiedades precolisionales y no se han visto afectadas significativamente por la formación estelar, manteniendo casi los mismos valores de las galaxias espirales normales.

Se espera que para las galaxias anilladas aquí estudiadas haya un gradiente negativo en sus abundancias, de la misma forma que su color va del rojo en el centro al azul sobre el anillo. Usualmente, el núcleo es la parte más metálica, roja y de mayor edad en una galaxia; características cuyo valor disminuye conforme aumenta la distancia al centro; siendo el anillo la zona más azul y menos metálica de una galaxia anillada, ya que es allí donde se encuentran las estrellas más jóvenes del disco.

Para las galaxias Arp 143 y Arp 141, las abundancias tienen un ligero gradiente con el radio (Figuras 3.8 y 3.9). Se encontró que Arp 143 tiene alta metalicidad en el núcleo, la cual decrece radialmente hacia el anillo y las partes externas de este. El gradiente de abundancias obtenido mediante un ajuste es de -0.026 dex/kpc , menos marcado que el de una galaxia normal (-0.05 dex/kpc). Los puntos más alejados del promedio son las zonas difusas D2 y R3c. El núcleo se ve desplazado del centro, pero hay que tomar en cuenta que lo que se está viendo es una proyección; además, cabe la posibilidad que debido a la colisión haya sido “lanzado” a otro plano de la galaxia diferente del disco original. Se

indica con una flecha el punto donde debería estar, en $r/R=0$, obteniendo así un gradiente de -0.023 dex/kpc. Considerando únicamente las regiones HII, el gradiente disminuye hasta casi aplanarse (-0.002 dex/kpc); lo cual es consistente con una abundancia fija dentro de la incertidumbre de los datos.

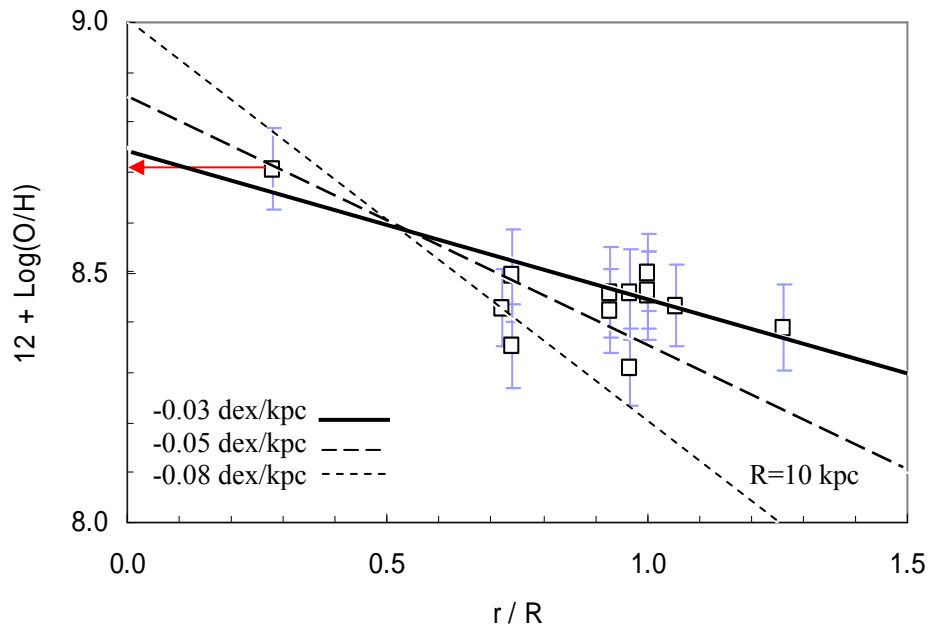


Figura 3.8. Distribución radial (r/R) de las abundancias de oxígeno en Arp 143. Las líneas muestran los gradientes de -0.03 , -0.05 y -0.08 dex/kpc. La flecha muestra dónde debería de estar el núcleo.

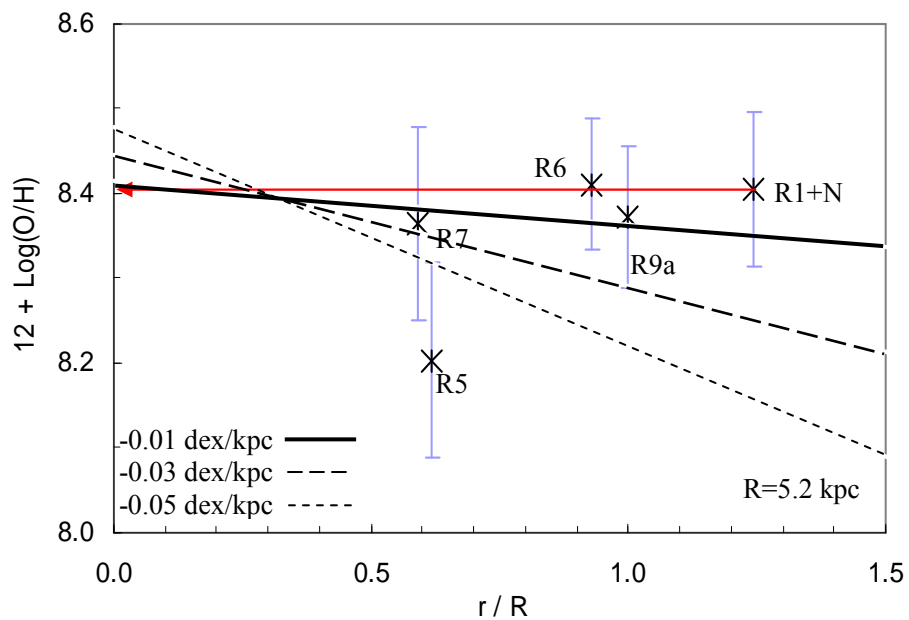


Figura 3.9. Distribución radial (r/R) de las abundancias de oxígeno en Arp 141. Las líneas muestran los gradientes de -0.01 , -0.03 y -0.05 dex/kpc. La flecha muestra dónde debería de estar el núcleo.

Para las galaxias tardías como Arp 141 se espera un gradiente de abundancias considerable. Debido a que el núcleo está muy desplazado del centro y a que se tienen pocas regiones estudiadas, es difícil realizar un análisis de gradientes para la galaxia Arp 141. Dejando de lado los gradientes ya establecidos, así como el hecho de que el núcleo se encuentra desplazado, con un ajuste se obtiene un gradiente de abundancias positivo de 0.039 dex/kpc. En la Figura 3.9 se traza una flecha desde la ubicación que ocupa la región que contiene al núcleo (R1+N) hasta donde debería de estar en el centro de la galaxia en $r/R=0$, obteniendo un gradiente casi plano de -0.002 dex/kpc.

3.3.2. Origen del nitrógeno

Ya con las abundancias de oxígeno y nitrógeno, y calculando el cociente N/O, es posible conocer el origen principal del nitrógeno presente en la galaxia. En las Figuras 3.10 y 3.11 se muestra la relación N/O como función de la abundancia de oxígeno. Se incluyen las curvas teóricas para las producciones primarias y secundarias del nitrógeno (líneas punteadas), las cuales son elaboradas en diferentes procesos nucleares en las estrellas; además, la curva que sigue la combinación de ambas (línea continua), de acuerdo a las funciones de Vila-Costas y Edmunds (1993). El modelo de las gráficas es sólo ilustrativo; es decir, muestra que al haber más oxígeno, la cantidad de nitrógeno será también mayor a partir de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})\sim 8.4$; y no se pretende que los datos se ajusten a él.

La producción primaria se refiere al nitrógeno formado originalmente en estrellas masivas, con $M \geq 10 M_{\odot}$ (Bransford *et al.* 1998). La cual ocurre sólo por el quemado de hidrógeno y el helio, ya sea directamente o a través de etapas sucesivas de la combustión (Garnett, 1990). Dicho nitrógeno está asociado a regiones HII de baja metalicidad. El cociente N/O es constante para un origen primario del nitrógeno, esta producción es independiente de la cantidad de elementos pesados iniciales.

En la producción secundaria, el nitrógeno es sintetizado durante el ciclo CNO de estrellas de masa intermedia ($< 8 M_{\odot}$), según Renzini y Voli (1981), y se asocia con

ambientes de alta metalicidad. El ciclo CNO implica un núcleo de carbono que absorbe cuatro núcleos de hidrógeno, convirtiéndose durante el proceso en núcleos de nitrógeno y oxígeno; derivando al fin en un núcleo de carbono y otro de helio, a la vez que libera dos positrones, tres rayos gamma y dos neutrinos. La cantidad de nitrógeno generada en este proceso de la estrella depende de las abundancias iniciales de carbono y oxígeno, por lo que la relación N/O se incrementa linealmente con O/H (Thurston *et al.* 1996). El cociente N/O visto en discos de galaxias espirales representa un aumento en la contribución de la producción secundaria del nitrógeno (Edmunds y Pagel, 1978).

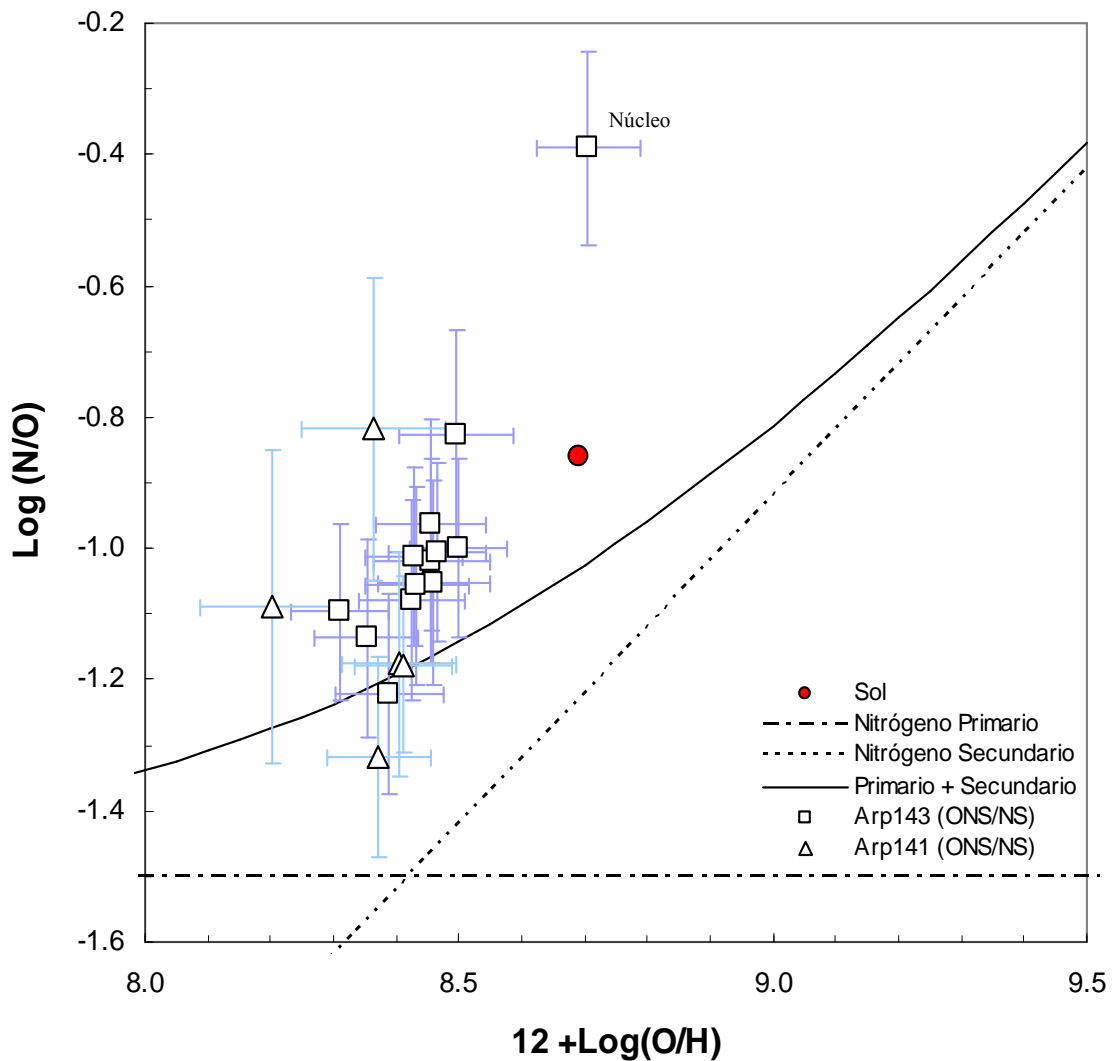


Figura 3.10. Relación N/O derivada como función de la abundancia de oxígeno en las regiones HII de las galaxias Arp 143 y Arp 141. El valor solar se marca con un círculo. Se muestran las curvas teóricas de la producción primaria y secundaria del nitrógeno (Vila-Costas y Edmunds, 1993). Los cuadrados y triángulos representan los valores calculados usando los métodos ONS de Pilyugin *et al.* (2010) y NS de Pilyugin y Mattsson (2011). Las regiones HII tienen valores promedios de $12 + \text{Log}(\text{O}/\text{H}) = 8.40$ y de $\text{Log}(\text{N}/\text{O}) = -1.06$.

En la Figura 3.10 aparecen las regiones HII de Arp 143 y Arp 141. De esta gráfica se deduce que, si el oxígeno aumenta, el nitrógeno aumenta aún más. Como puede observarse, el nitrógeno en Arp 143 y Arp 141 se debe mayormente a la producción secundaria: es decir, proviene de estrellas de masa intermedia. Únicamente hay una pequeña componente de producción primaria por parte de las estrellas masivas.

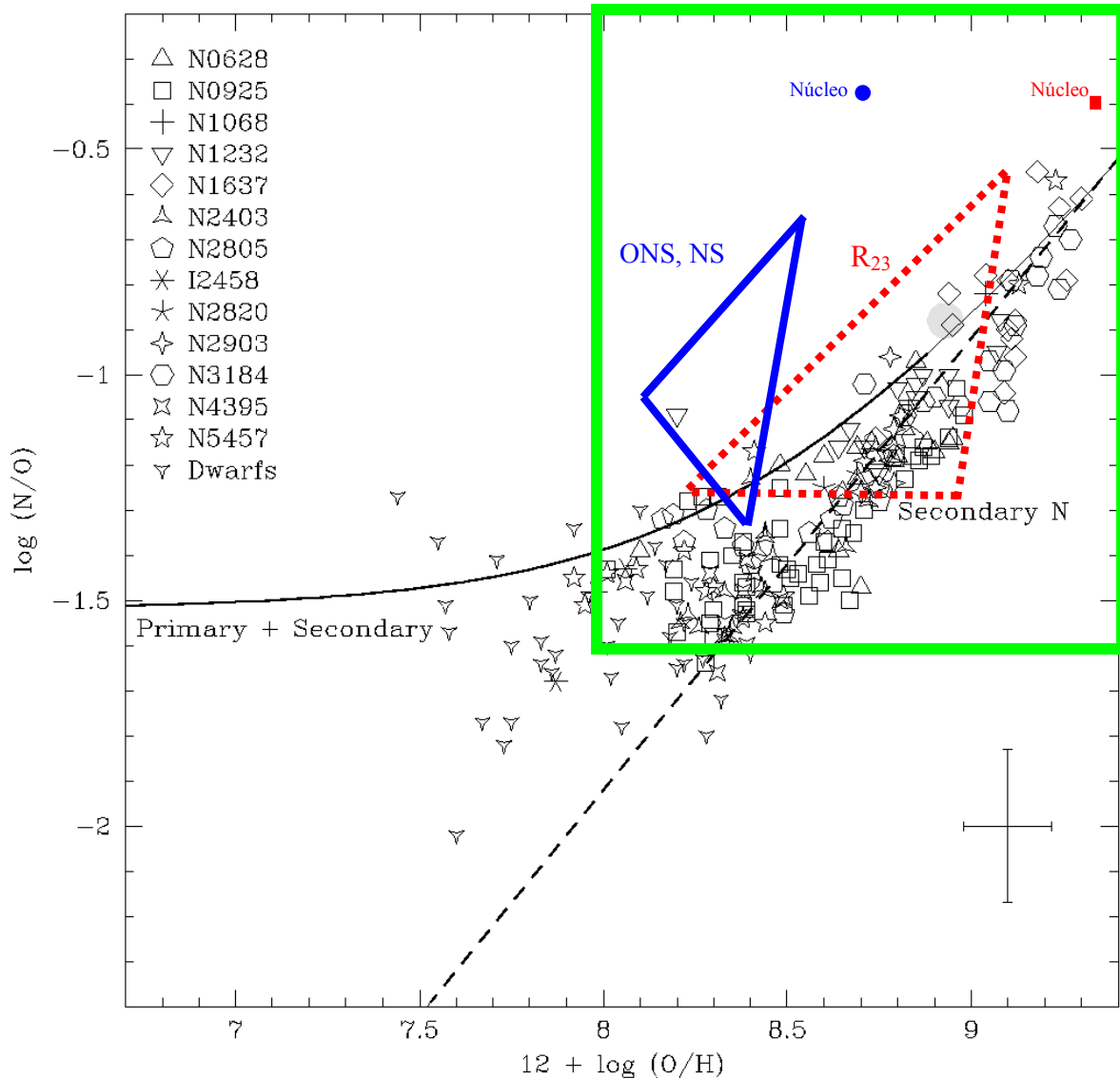


Figura 3.11. Relación N/O derivada en función de la abundancia de oxígeno para las regiones HII en las galaxias espirales y galaxias enanas (van Zee *et al.*, 1998); usando el método R_{23} para el cálculo de abundancias. Se muestran las curvas teóricas para la producción primaria y secundaria del nitrógeno (Villa-Costas y Edmunds, 1993). En el rectángulo se resalta el área graficada en la Figura 3.10; el triángulo continuo muestra la ubicación de los datos obtenidos en este trabajo usando los métodos ONS y NS para el cálculo de abundancias en las regiones HII de Arp 143 y Arp 141; el triángulo punteado muestra la ubicación de los datos obtenidos usando el método R_{23} . Los valores promedio del núcleo de Arp 143 son un cuadrado rojo (R_{23}) y un círculo azul (ONS-NS).

Las regiones HII de Arp 143 y Arp141 tienen abundancias por debajo de la solar. La mayoría de las regiones HII tienen abundancias de oxígeno entre la mitad y dos tercios del valor solar, mientras que la mayoría de las abundancias de nitrógeno están entre uno y tres quintos del valor de éste. Para el núcleo de Arp 143, en cambio, la abundancia de oxígeno es del orden solar, mientras que la del nitrógeno es más de tres veces mayor. Esto confirma que el núcleo es la parte más metálica y, por tanto, de más edad en la galaxia Arp 143.

En la Figura 3.11 se muestra la relación N/O en función de la abundancia de oxígeno, calculadas usando el método R_{23} , para galaxias espirales y enanas (van Zee *et al.*, 1998). Se resalta el área graficada en la Figura 3.10, así como la ubicación de los datos obtenidos en este trabajo para las regiones HII de las galaxias anilladas Arp 143 y Arp 141, empleando los métodos ONS-NS y R_{23} para el cálculo de abundancias químicas. Como se puede observar, las abundancias obtenidas a partir del método R_{23} concuerdan con las que encuentran van Zee *et al.* (1998) para galaxias espirales y enanas con alto contenido de oxígeno y nitrógeno; esto se debe a que se emplea el mismo método para el cálculo de dichas abundancias. Al utilizar los métodos ONS y NS para encontrar las abundancias de oxígeno y nitrógeno, se obtienen valores que no están sobreestimados. Las regiones HII de Arp 143 y Arp 141, al igual que el núcleo de Arp 143, muestran abundancias de oxígeno y nitrógeno que están entre 0.6 y 0.8 dex por debajo de las obtenidas con R_{23} en este trabajo; además, su rango se ha reducido a la mitad y prácticamente mantienen su cociente de N/O.

3.3.3. Enriquecimiento químico local

Según Bransford *et al.* (1998), las colisiones galácticas han conservado la relación luminosidad–abundancia encontrada en las galaxias normales, pero parecen haber eliminado cualquier gradiente de abundancias que pueda haber existido en las galaxias precolisionales y que se observan normalmente en galaxias no colisionales; es decir, las abundancias observadas reflejan las que existían antes del choque. Aún cuando se espera que en las galaxias fuertemente perturbadas haya un rápido e importante enriquecimiento local, no lo hay, y el factor principal que rige la abundancia de oxígeno es la historia de

evolución química galáctica. Las nuevas estrellas no van a enriquecer el anillo, ni en oxígeno (más rápido) ni en nitrógeno (más lento), ya que no han tenido tiempo suficiente para ello; únicamente ionizarán el gas circundante sin provocar un cambio significativo en su metalicidad. Para lograr ver un aumento en las abundancias se requiere de al menos dos generaciones de formación estelar y suficiente tiempo para que los elementos generados en la primera puedan ser incorporados en la segunda.

Los cálculos de Bransford y colaboradores sobre la cantidad de oxígeno que debe haber presente en una galaxia, basados en las tasas de formación estelar actuales y las tasas de expansión radial de los anillos, muestran que si los anillos han estado produciendo metales de forma estándar, a la misma tasa ahora que en el pasado, independientemente de la abundancia inicial, las abundancias de oxígeno deberían ser $\sim 0.5 \pm 0.3$ dex más altas que las observadas. De acuerdo a estos resultados, las abundancias de oxígeno encontradas en Arp 143 y Arp 141 estarían subestimadas y los valores reales, tomando en cuenta el oxígeno perdido, quedarían por encima del solar.

Se espera que debido al choque las tasas de formación estelar sufrieran un súbito aumento, por lo que tendrían que ser más bajas en el pasado, tanto hacia el interior del anillo como en el resto del disco, dado que es la situación usual en la mayoría de las galaxias. Es posible que la baja metalicidad observada se deba a que no ha habido formación estelar eficiente en los brotes estelares anteriores; es decir, que la escala temporal no ha sido suficiente para que los nuevos elementos se incorporen al disco.

De acuerdo con la relación luminosidad–abundancia de Richer y McCall (1995), para galaxias enanas irregulares, y usando las luminosidades absolutas de Arp 143 y Arp 141 mostradas en la Tabla 1.1 ($M_B = -20.2$ y -18.7 , respectivamente), se esperan abundancias de $12 + \text{Log}(\text{O}/\text{H}) = 8.64 \pm 0.10$ para la primera galaxia y de $12 + \text{Log}(\text{O}/\text{H}) = 8.42 \pm 0.06$ para la segunda. Las abundancias encontradas ($12 + \text{Log}(\text{O}/\text{H}) = 8.2 - 8.5$) son muy similares a las esperadas, aunque quizá un poco bajas en comparación con las galaxias enanas irregulares. Esta diferencia se nota sobre todo en Arp 143, la cual es casi cuatro veces más grande que Arp 141. Las interacciones galácticas producen fuertes flujos de gas; los cuales, en galaxias

tan grandes como Arp 143, pueden llevar gas menos enriquecido a regiones más internas de la galaxia, diluyendo el gas en esas zonas y provocando una disminución en las abundancias químicas, como se observa en los resultados obtenidos.

Por otra parte, el hecho de haber encontrado líneas de [OI] en Arp 143 hace suponer que puede haber presente un mecanismo de ionización diferente a la fotoionización, como pueden ser los choques. Esto se estudiará en el Capítulo 5.

**Fotometría de regiones
seleccionadas**

4.1. Fotometría con aperturas

En este capítulo se investiga la historia de formación estelar de los nudos en los anillos de las galaxias Arp 143 y Arp 141; para esto se realiza la fotometría de las regiones HII y se usan modelos de síntesis de población. También se tiene interés en saber si las regiones difusas están ionizadas por estrellas inmersas en ellas o únicamente por fotones provenientes de otras regiones.

Haciendo uso de las regiones ya delimitadas en la Sección 2.3 y de la rutina POLYPHOT de IRAF, se realiza la fotometría de cada región HII. Cabe aclarar que en las imágenes ya está restado el cielo usando los valores de los pixeles alrededor de la galaxia; sin embargo, el brillo del disco varía de una región a otra, por lo que se necesita restar el fondo usando los valores locales. Se discutirá con detalle el método adoptado para la resta de este fondo en la Sección 4.1.2. Además, hay que corregir las magnitudes instrumentales por la extinción atmosférica, restándoles el producto del coeficiente de extinción por la masa de aire en ese filtro. Para los filtros J, H y K de Arp141 no se realiza este procedimiento, puesto que las imágenes provienen de 2MASS y ya están corregidas.

4.1.1. Calibración fotométrica

La calibración de los datos fotométricos de cada región se realizó de acuerdo con los valores que utilizaron Romano *et al.* (2008) para calcular la fotometría de las galaxias completas. En la Tabla 4.1 se dan los valores de la masa de aire (\mathfrak{M}), los coeficientes de extinción atmosférica (ξ) en el OAGH para cada filtro y se muestran los coeficientes de transformación (α , β) de estrellas estándar (se utilizaron estrellas del cúmulo abierto M67), los cuales aparecen en las ecuaciones de transformación (Ecuaciones 4.1–4.5) y son usados para convertir las magnitudes instrumentales a magnitudes aparentes del sistema Cousins BVRI definido por Bessell (1990).

$$B = b_0 + \alpha_B + \beta_B(b_0 - v_0), \quad (\text{Ec. 4.1})$$

$$V = v_0 + \alpha_V + \beta_V(b_0 - v_0), \quad (\text{Ec. 4.2})$$

$$R = r_0 + \alpha_R + \beta_R(v_0 - r_0), \quad (\text{Ec. 4.3})$$

$$I = i_0 + \alpha_I + \beta_I(v_0 - i_0), \quad (\text{Ec. 4.4})$$

$$\log F_{H\alpha} = \log(C_{H\alpha}) + \log(\alpha_{H\alpha}). \quad (\text{Ec. 4.5})$$

De las observaciones ópticas se obtienen las magnitudes instrumentales b , v , r e i ; las cuales se corrigen por extinción atmosférica, restándoles el producto de la masa de aire por el coeficiente de extinción atmosférica, quedando b_0 , v_0 , r_0 e i_0 . Por ejemplo:

$$v_0 = v - \mathfrak{M}\xi. \quad (\text{Ec. 4.6})$$

Éstas magnitudes se usan para obtener las magnitudes aparentes (estándar) de los filtros BVRI y el flujo corregido de $H\alpha$ en las Ecuaciones 4.1-4.5; para lo cual se tienen los coeficientes de transformación α_B , α_V , α_R , α_I y $\alpha_{H\alpha}$ (puntos ceros) y β_B , β_V , β_R , β_I y $\beta_{H\alpha}$ (coeficientes de color). Como β es cero en los filtros J, H y K, sólo se suman los puntos ceros α_J , α_H y α_K a las magnitudes instrumentales j_0 , h_0 y k_0 . A las magnitudes aparentes hay que restarles el punto cero que maneja IRAF, que es una magnitud arbitraria y que usualmente es de 25 mag.

Tabla 4.1. Coeficientes de extinción atmosférica (ξ), de transformación de estrellas estándar (α , β) y masa de aire (\mathfrak{M}), usados en las ecuaciones de transformación.

	B	V	R	I	J	H	K	Hα662
Coeficientes de extinción atmosférica (OAGH) $\pm < 0.02$ mag								
ξ	0.20	0.11	0.07	0.03	0.03	0.04	0.03	0.07
Coeficientes de transformación (Feb-00: \star M67-DA)								
α	23.304	23.737	22.466	23.345	20.650	20.400	20.150	8.720
β	-0.114	0.060	-0.495	0.027				
Masa de aire (\mathfrak{M})								
Arp 143	1.010	1.009	1.150	1.015	1.040	1.010	1.030	1.016
Arp 141	1.390	1.426	1.399	1.450	1.000	1.000	1.000	1.419
El valor de α para el filtro H α 662 está dado en unidades de 10^{-16} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ / cuentas s $^{-1}$.								

Para el cálculo de los errores se empleó la fórmula usada por Romano *et al.* (2008), en la cual se ha suprimido el término que corresponde a los errores por la incertidumbre en los valores residuales del cielo ($A_p^2 \sigma_{res}^2$), debido a que éste únicamente es importante cuando se realiza la fotometría de la galaxia entera, no para las regiones individuales. Usando el área de la región en pixeles (A_p) y la desviación *rms* en los valores del cielo (σ_{rms}) divididos entre el número de cuentas de cada objeto (c), así como el error fotónico dado por la fuente en cada banda (σ_0). La ecuación para calcular el error en las magnitudes individuales (σ_f) quedaría:

$$\sigma_f = 1.0857 \sqrt{A_p \left(\frac{\sigma_{rms}}{c} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_0}{1.0857} \right)^2}. \quad (\text{Ec. 4.7})$$

Cabe aclarar que estos errores son fotométricos. Los errores debidos a la incertidumbre en la medición del “*background*” serán discutidos en la siguiente sección.

En el caso de $H\alpha$, la corrección en flujo se hace como se muestra a continuación:

$$C_{H\alpha} = \mathbb{F}_{H\alpha} \times 10^{0.4(\mathfrak{M}_{H\alpha} \xi_R)}; \quad (\text{Ec. 4.8})$$

donde $C_{H\alpha}$ es el flujo de $H\alpha$ corregido por extinción atmosférica en cuentas/s, $\mathbb{F}_{H\alpha}$ es el flujo de $H\alpha$ sin corregir en cuentas/s, $\mathfrak{M}_{H\alpha}$ es la masa de aire en $H\alpha$ y ξ_R es el coeficiente de extinción atmosférica en el filtro R, ya que es en la banda R donde se ubica la línea de $H\alpha$. En la Ecuación 4.5, $F_{H\alpha}$ es el flujo aparente de $H\alpha$ ($\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$), resultante de sumar el punto cero ($\alpha_{H\alpha}$) al flujo instrumental corregido por extinción atmosférica ($C_{H\alpha}$, cuentas/s), ya que el coeficiente de color ($\beta_{H\alpha}$) es cero y no se toma en cuenta.

Se corrige el flujo de $H\alpha$ por la contribución del nitrógeno que se encuentra en longitudes de onda muy cercanas; para esto se usa el cociente $[NII]/H\alpha$ de la espectrografía (Capítulo 3), el cual muestra la contribución total del nitrógeno al flujo de $H\alpha$ en las regiones HII de Arp 143 y Arp 141. Este cociente se encuentra entre 25 y 45%, con un valor típico de 30%, el cual se usará cuando no se cuente con este dato para una región HII, ya que son muy pocas las regiones que se alejan considerablemente del promedio. En el caso del núcleo de Arp 143, dicha contribución es del 60%.

El flujo de H α medido a partir de las imágenes, usando técnicas fotométricas, es sistemáticamente mayor que el espectroscópico; lo cual ya se esperaba debido a que la rendija no cubre toda la región.

Con el coeficiente de extinción ($C_{H\beta}$) obtenido de la espectroscopia y la extinción interestelar en H α ($f_{(H\alpha)}=0.68$) descrita por Seaton (1979), se corrige el flujo observado ($F(H\alpha)$) medido con la fotometría y se obtiene el flujo emitido desenojecido ($F(H\alpha)_0$), con la siguiente ecuación:

$$F(H\alpha)_0 = F(H\alpha) \times 10^{C(H\beta)f(H\alpha)} \quad (\text{Ec. 4.9})$$

Cuando no se cuenta con la medición espectroscópica del coeficiente de extinción se utiliza un valor promedio de $C(H\beta)=0.50$.

La emisión en H α proviene del gas ionizado asociado a regiones con formación estelar masiva, las cuales se encuentran en forma de nudos y conforman el anillo. En galaxias normales las intensidades resultantes decrecen suavemente con el radio. El anillo es una estructura axialmente simétrica y su contribución al perfil radial de intensidad es significativo, mostrando un aumento brusco o “chichón” en donde éste se ubica (Romano *et al.*, 2008).

4.1.2. Efecto de “background del disco” sobre color y EW

Calibrando la magnitud aparente de cada región en el filtro R con el flujo estándar de Vega en R ($F_*=1.76 \times 10^{-9} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$; McLean, 1997), se obtiene el flujo en la banda R:

$$F(R) = F_* \times 10^{[-0.4R]} \quad (\text{Ec. 4.10})$$

que es semejante al continuo de la línea de H α (que no se tiene) y sirve para calcular su ancho equivalente:

$$EW(H\alpha) = \frac{F(H\alpha)}{F(R)} \quad (\text{Ec. 4.11})$$

el cual es un indicador de la edad de la región. El ancho equivalente obtenido (Tablas 4.3 y 4.5) está en promedio un 25% por debajo del medido en las líneas espectrales (Capítulo 3); lo cual es un resultado esperado, ya que $H\alpha$ no está incluida en la banda R.

El disco fundamental abarca toda la galaxia; por lo tanto, las mediciones fotométricas no reflejarán únicamente la luz proveniente de las regiones HII, sino que incluirán también la emitida por la porción del disco en que están inmersas, afectando el cálculo de sus edades y haciéndolas aparecer más viejas de lo que en realidad son. El factor de dilución (\mathcal{D}) indica la porción del flujo medido que procede de estrellas viejas del disco, respecto al flujo de las estrellas jóvenes de las regiones HII; medida que afecta al continuo de las diferentes longitudes de onda (Figura 4.1). La medición de $H\alpha$ prácticamente no se ve afectada, ya que en el disco casi no se tiene emisión de esta línea. La banda R sí contribuye bastante a este efecto, ya que muestra a las estrellas viejas; por lo que también se verá afectado el cálculo del ancho equivalente (Ecuación 4.11). De acuerdo a esto, si el continuo medido de R no es exactamente igual al continuo de $H\alpha$ (que no se tiene), sino que está por encima de él, entonces el ancho equivalente parecerá menor de lo que en realidad es.

En principio, el ancho equivalente calculado debería ser más elevado (del orden de cientos de \AA), ya que se trata de regiones muy brillantes en la banda B y se espera que sean muy jóvenes; pero se observa con un valor más bajo de lo usual (del orden de decenas de \AA). Una explicación para esto es la contribución de las estrellas viejas al flujo del disco, sobre todo en la banda R, lo cual produce un factor de dilución grande.

Suponiendo que hay un fondo de estrellas viejas que abarca toda la galaxia y que pertenecen al disco fundamental precolisional, éste debe existir también sobre las regiones HII que marcan la formación estelar reciente y debe estar contribuyendo en la medición del flujo observado. Para eliminar este flujo indeseado del disco fundamental es necesario saber cuánta es su contribución; lo cual se conoce midiendo el brillo superficial o flujo promedio (F_p , en cuentas/s por pixel) sobre el disco, en zonas cercanas a las regiones HII en las diferentes bandas. En la banda R, por ejemplo, se mide $F_p(R)$ y se multiplica por el área

en pixeles (A_p), para obtener con éste el factor de dilución (fraccional) de acuerdo al flujo medido (F_m , en cuentas/s) de cada región en la misma banda, $F_m(R)$, usando:

$$D(R) = \frac{A_p F_p(R)}{F_m(R)}. \quad (\text{Ec. 4.12})$$

Con este factor se puede corregir el ancho equivalente obtenido en la Ecuación 4.11, redefiniéndolo como $EW(H\alpha)_0$:

$$EW(H\alpha)_0 = \frac{EW(H\alpha)}{(1 - D(R))}. \quad (\text{Ec. 4.13})$$

El factor de dilución en cada banda se obtiene empleando la Ecuación 4.12; con éste se pueden corregir las bandas BVRI por la contribución de las estrellas viejas del disco y tener únicamente los colores generados por las estrellas más jóvenes y masivas del anillo. Para corregir cada banda por dilución (R, por ejemplo), se utiliza la siguiente ecuación:

$$R_D = R - 2.5 \text{Log} [1 - D(R)]. \quad (\text{Ec. 4.14})$$

Al eliminar el disco, se espera que las regiones HII se vean más azules, aunque no siempre es así por la diferencia entre la dilución de cada banda. Por ejemplo, si $D(B)=D(V)$, el índice de color (B-V) se mantendrá igual. En cambio, si $D(B)>D(V)$, el índice aumentará mostrando una región más enrojecida. Si $D(B)<D(V)$, el índice de color será menor, indicando que la región es más azul. En la Figura 4.1 puede observarse que la dilución es mayor hacia el rojo, lo cual implica que, en la mayoría de los casos, las regiones son más azules de lo que se muestra en las Tablas 4.2 y 4.4, lo cual está de acuerdo con lo esperado. El factor de dilución también varía de una región a otra, ya que el disco fundamental es más delgado hacia el este de Arp 143 y hacia el sur de Arp 141.

El error debido a la dilución es un error observacional y no está relacionado con la naturaleza de la formación estelar, así que no hay una manera estándar de tratarlo, por lo que se intenta cuantificar el efecto de *background* (fondo) con el parámetro de dilución, suponiendo que las regiones son 100% transparentes a la luz proveniente del disco.

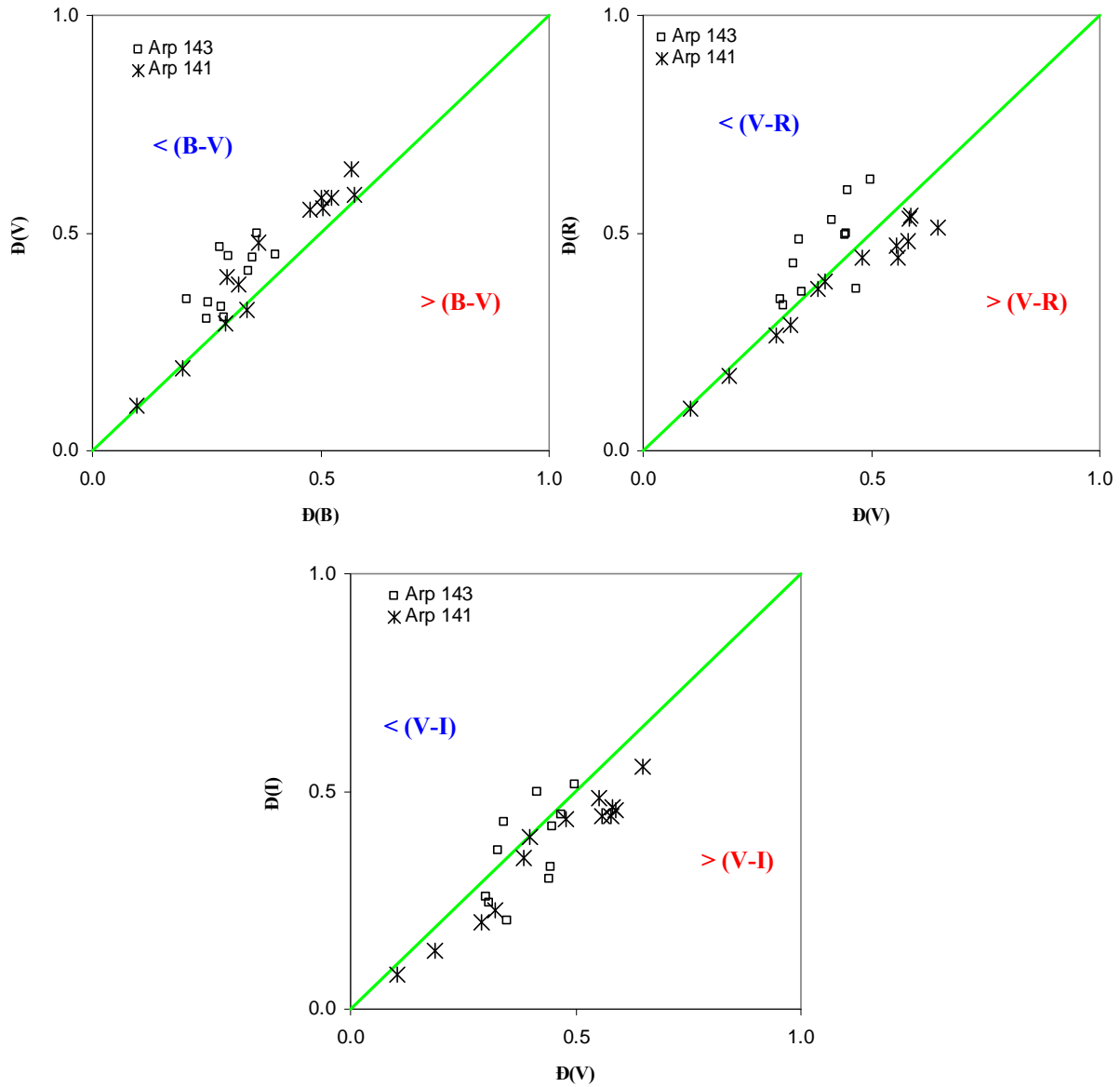


Figura 4.1. Comportamiento de los colores con el factor de dilución. Se comparan los factores de dilución $D(V)$ contra $D(B)$, $D(R)$ y $D(I)$. La mayor dispersión ocurre en las bandas R (en Arp 143) y V (en Arp 141).

4.1.3. Colores y extinción

Los índices de color expresan la diferencia entre las magnitudes aparentes de dos filtros, por ejemplo (B-V), y son indicadores de la temperatura de las estrellas. Para corregirlos se usa una ley de extinción estándar (Cardelli *et al.*, 1989) con una extinción en el visual (A_V)

3.1 veces mayor que el exceso de color ($E_{(B-V)}$), el cual es igual a 0.77 veces el coeficiente de extinción ($C_{H\beta}$).

El efecto Calzetti señala que el gas sufre más del doble de extinción debida al polvo que las estrellas y, ya que la extinción fue calculada usando las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ del gas, debe corregirse por este efecto. Suponiendo que las extinciones que afectan al continuo estelar y al gas estén relacionadas con la ley de Calzetti (1997) para galaxias con formación estelar intensa, la extinción de la estrella (A_{V*}) será igual a 0.44 veces la extinción del gas (A_V).

Usando los cocientes entre los excesos de color en una longitud de onda y el visible (E_λ/E_V) de la curva estándar de Cardelli *et al.* (1989), se calcula la extinción (A_λ) para cada filtro (R, por ejemplo) a partir de la extinción en el visual (A_{V*}) de estrellas de tipo OB:

$$A_R = A_{V*} \left(\frac{E_R}{E_V} \right). \quad (\text{Ec. 4.15})$$

Para finalizar, los índices de color (ya corregidos por dilución) se corrigen por extinción interestelar, la cual es igual al exceso de color y está dada por la diferencia entre las extinciones de dos filtros:

$$(V - R)_0 = (V_D - R_D) - E_{(V-R)}. \quad (\text{Ec. 4.16})$$

4.1.4. Datos observados

En las Tablas 4.2–4.5 se presentan los datos fotométricos. El *Área* se refiere a la superficie del polígono de $I(H\alpha)=1.0 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$, sobre la cual se realizó la fotometría. $F(H\alpha)$ es el flujo medido y $F(H\alpha)_0$ es el flujo corregido por extinción. A_V es espectroscópico y cuando en alguna región no se pudo calcular, se asigna un valor promedio de $C(H\beta)=0.50$, con lo cual se obtiene $A_V=0.53$ (marcado con asteriscos). Se reportan el ancho equivalente y los colores aparentes, así como los corregidos por extinción y dilución; también el factor de dilución en la banda R (donde generalmente se tiene la mayor contribución del disco), expresado en su forma fraccional, $\mathfrak{D}(R)$.

Aritméticamente, al haber varias fuentes de incertidumbre, la total será mayor que cualquiera de las incertidumbres individuales, por lo que no se realiza la propagación de errores para los índices de color y únicamente se usa el mayor de los errores involucrados; debido a esto el método puede subestimar las incertidumbres totales. Para el resto de los valores la propagación de errores se realizó de acuerdo con la Ecuación 3.2.

Tabla 4.2. Colores de Arp 143 sin corregir.

Región	Área [arcsec ²]	F(H α) [10 ⁻¹⁵ erg cm ⁻² s ⁻¹]	V [mag]	(B-V) [mag]	(V-R) [mag]	(V-I) [mag]	D(R)
R1	100	23.53 ± 0.35	17.23 ± 0.06	0.39 ± 0.11	0.42 ± 0.10	0.84 ± 0.07	0.53
R2	203	79.29 ± 1.03	16.75 ± 0.04	0.46 ± 0.09	0.20 ± 0.09	1.02 ± 0.05	0.37
R3	213	87.45 ± 1.25	16.19 ± 0.03	0.31 ± 0.07	0.24 ± 0.07	0.79 ± 0.04	0.48
R4	36	6.06 ± 0.13	18.86 ± 0.12	0.61 ± 0.25	0.59 ± 0.21	1.23 ± 0.14	0.36
R5	56	5.53 ± 0.09	17.52 ± 0.06	0.40 ± 0.12	0.59 ± 0.11	1.20 ± 0.08	0.35
R6	123	38.49 ± 0.58	16.76 ± 0.05	0.43 ± 0.09	0.39 ± 0.08	0.93 ± 0.06	0.43
R7	214	22.73 ± 0.46	16.09 ± 0.03	0.52 ± 0.07	0.69 ± 0.06	1.28 ± 0.04	0.33
R8	42	3.35 ± 0.07	19.53 ± 0.16	0.43 ± 0.32	0.48 ± 0.29	0.91 ± 0.21	0.62
R9	285	32.54 ± 0.51	16.56 ± 0.04	0.25 ± 0.08	0.36 ± 0.08	0.79 ± 0.05	0.60
R10	81	4.54 ± 0.09	18.24 ± 0.09	0.36 ± 0.17	0.46 ± 0.16	0.98 ± 0.11	0.50
R11	121	14.95 ± 0.16	17.82 ± 0.07	0.51 ± 0.15	0.47 ± 0.13	1.07 ± 0.09	0.49
N	101	111.25 ± 1.20	15.36 ± 0.02	0.80 ± 0.05	0.56 ± 0.04	1.12 ± 0.03	

Tabla 4.3. Colores de Arp 143 corregidos por extinción y dilución.

Región	EW (H α) [Å]	EW (H α) ₀ [Å]	A _V [mag]	F(H α) ₀ [10 ⁻¹⁵ erg cm ⁻² s ⁻¹]	V ₀ [mag]	(B-V) ₀ [mag]	(V-R) ₀ [mag]	(V-I) ₀ [mag]
R1	71	150	0.41 ± 0.11	43.33 ± 0.64	17.40 ± 0.06	0.13 ± 0.11	0.08 ± 0.10	0.45 ± 0.07
R2	187	297	0.41 ± 0.11	146.02 ± 1.90	17.02 ± 0.04	-0.01 ± 0.09	0.28 ± 0.09	0.85 ± 0.05
R3	120	232	0.46 ± 0.11	174.16 ± 2.50	16.18 ± 0.03	0.02 ± 0.07	-0.14 ± 0.07	0.39 ± 0.04
R4	70	110	0.42 ± 0.11	11.33 ± 0.25	18.90 ± 0.12	0.26 ± 0.25	0.46 ± 0.21	1.22 ± 0.14
R5	19	28	*	12.09 ± 0.21	17.38 ± 0.06	0.15 ± 0.12	0.39 ± 0.11	1.00 ± 0.08
R6	77	135	0.69 ± 0.11	108.18 ± 1.63	16.50 ± 0.05	0.13 ± 0.09	0.04 ± 0.08	0.51 ± 0.06
R7	19	28	*	49.74 ± 1.00	15.96 ± 0.03	0.31 ± 0.07	0.52 ± 0.06	1.09 ± 0.04
R8	79	210	*	7.33 ± 0.16	19.75 ± 0.16	-0.01 ± 0.32	0.04 ± 0.29	0.60 ± 0.21
R9	56	139	0.89 ± 0.12	123.13 ± 1.92	16.32 ± 0.04	-0.14 ± 0.08	-0.20 ± 0.08	0.39 ± 0.05
R10	33	67	*	9.94 ± 0.19	18.35 ± 0.09	-0.08 ± 0.17	0.21 ± 0.16	0.92 ± 0.11
R11	73	146	*	32.71 ± 0.36	17.93 ± 0.07	0.17 ± 0.15	0.24 ± 0.13	1.05 ± 0.09
N	53	58	1.61 ± 0.05	1220.96 ± 13.21	13.84 ± 0.02	0.28 ± 0.05	0.14 ± 0.04	0.29 ± 0.03

* A_V=0.53±0.11 mag, usando C(H β) promedio de 0.50±0.10.

Tabla 4.4. Colores de Arp 141 sin corregir.

Región	Área [arcsec ²]	F(H α) [10 ⁻¹⁵ erg cm ⁻² s ⁻¹]	V [mag]	(B-V) [mag]	(V-R) [mag]	(V-I) [mag]	D(R)
R1+N	87	17.29 ± 0.28	16.36 ± 0.04	0.53 ± 0.08	0.49 ± 0.07	0.88 ± 0.05	0.10
R2	88	6.67 ± 0.11	17.03 ± 0.05	0.62 ± 0.11	0.53 ± 0.09	0.99 ± 0.06	0.17
R3	66	4.88 ± 0.09	17.81 ± 0.07	0.57 ± 0.16	0.53 ± 0.13	1.03 ± 0.09	0.27
R4	69	5.23 ± 0.09	17.87 ± 0.08	0.62 ± 0.17	0.57 ± 0.14	1.00 ± 0.09	0.29
R5	90	5.21 ± 0.11	17.75 ± 0.07	0.40 ± 0.14	0.43 ± 0.13	0.72 ± 0.09	0.37
R6	84	3.34 ± 0.08	18.64 ± 0.11	0.39 ± 0.22	0.46 ± 0.20	0.78 ± 0.14	0.48
R7	80	5.07 ± 0.11	18.12 ± 0.09	0.32 ± 0.16	0.49 ± 0.16	0.70 ± 0.11	0.44
R8	100	2.10 ± 0.06	18.40 ± 0.10	0.39 ± 0.19	0.42 ± 0.18	0.64 ± 0.13	0.47
R9	121	10.23 ± 0.18	18.20 ± 0.09	0.44 ± 0.18	0.52 ± 0.16	0.74 ± 0.12	0.44
R10	46	2.14 ± 0.06	19.41 ± 0.15	0.41 ± 0.31	0.54 ± 0.28	0.66 ± 0.21	0.51
R11	111	3.20 ± 0.07	18.00 ± 0.08	0.55 ± 0.17	0.53 ± 0.15	0.89 ± 0.10	0.54
R12	69	2.47 ± 0.06	18.08 ± 0.08	0.30 ± 0.16	0.40 ± 0.15	0.62 ± 0.11	0.39
R13	96	6.10 ± 0.10	18.15 ± 0.09	0.48 ± 0.18	0.52 ± 0.16	0.86 ± 0.11	0.53

Tabla 4.5. Colores de Arp 141 corregidos por extinción y dilución.

Región	EW (H α) [Å]	EW (H α) ₀ [Å]	F(H α) ₀ [10 ⁻¹⁵ erg cm ⁻² s ⁻¹]	A _V [mag]	V ₀ [mag]	(B-V) ₀ [mag]	(V-R) ₀ [mag]	(V-I) ₀ [mag]
R1+N	22	24	60.51 ± 0.99	0.84 ± 0.13	15.64 ± 0.04	0.24 ± 0.08	0.29 ± 0.07	0.47 ± 0.05
R2	15	18	14.82 ± 0.24	*	16.72 ± 0.05	0.45 ± 0.11	0.42 ± 0.09	0.78 ± 0.06
R3	23	31	10.68 ± 0.20	*	17.66 ± 0.07	0.39 ± 0.16	0.44 ± 0.13	0.89 ± 0.09
R4	25	35	11.45 ± 0.20	*	17.77 ± 0.08	0.47 ± 0.17	0.49 ± 0.14	0.87 ± 0.09
R5	25	40	11.39 ± 0.24	*	17.75 ± 0.07	0.12 ± 0.14	0.32 ± 0.13	0.51 ± 0.09
R6	35	68	7.32 ± 0.19	*	19.06 ± 0.11	0.03 ± 0.22	0.57 ± 0.20	0.81 ± 0.14
R7	32	58	12.38 ± 0.27	0.60 ± 0.12	18.22 ± 0.09	-0.10 ± 0.16	0.41 ± 0.16	0.47 ± 0.11
R8	19	35	4.59 ± 0.12	*	18.75 ± 0.10	0.04 ± 0.19	0.47 ± 0.18	0.52 ± 0.13
R9	69	124	59.10 ± 1.04	1.18 ± 0.11	17.91 ± 0.09	-0.08 ± 0.18	0.48 ± 0.16	0.38 ± 0.12
R10	43	88	4.69 ± 0.13	*	20.02 ± 0.15	0.01 ± 0.31	0.77 ± 0.28	0.63 ± 0.21
R11	18	38	7.00 ± 0.16	*	18.44 ± 0.08	0.34 ± 0.17	0.52 ± 0.15	0.91 ± 0.10
R12	16	27	5.40 ± 0.14	*	18.10 ± 0.08	-0.05 ± 0.16	0.29 ± 0.15	0.35 ± 0.11
R13	39	83	13.35 ± 0.22	*	18.57 ± 0.09	0.16 ± 0.18	0.51 ± 0.16	0.86 ± 0.11

 * A_V=0.53±0.13 mag, usando C(H β) promedio de 0.50±0.12.

4.2. Determinación de parámetros físicos

Los parámetros físicos se calculan empleando valores y ecuaciones expuestos por Osterbrock (1989) y se muestran en las Tablas 4.6 y 4.7. El número de fotones ionizantes ($Q(H^0)$) con $E > 13.6$ eV, emitidos por la estrella por segundo es:

$$Q(H^0) = \frac{L_{H\alpha} \alpha_B}{h\nu \alpha_{H\alpha}^{eff}}; \quad (\text{Ec. 4.17})$$

en el cual interviene la luminosidad en $H\alpha$, dada por:

$$L(H\alpha) = 4\pi d^2 F(H\alpha)_0; \quad (\text{Ec. 4.18})$$

donde h es la constante de radiación de Plank ($h = 6.63 \times 10^{-34}$ J s), ν es la frecuencia de la línea (s^{-1}) y los coeficientes de recombinación total (caso B), calculados con $T=10^4$ K, tienen valores de $\alpha_B = 2.59 \times 10^{-13} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$ y $\alpha_{H\alpha}^{eff} = 1.17 \times 10^{-13} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$ (Péquignot *et al.*, 1991). La luminosidad, $L(H\alpha)$, está dada en unidades de erg s^{-1} y d es la distancia al objeto en centímetros.

La apertura de la región en el cielo o radio (R) se midió hasta llegar a un brillo superficial de $1.0 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$. El radio se mide en segundos de arco (θ) y para convertirlo a parsecs se escala por la distancia al objeto en parsecs:

$$R = d \tan(\theta). \quad (\text{Ec. 4.19})$$

Las regiones HII ocupan un volumen en función de este radio; pero su emisión no es homogénea, sino que dentro de este volumen hay grumos, que son los que emiten la radiación, y zonas que no emiten. Si se compactaran los grumos, el radio del volumen que efectivamente emitiría radiación sería el llamado radio de Strömgren (R_s), el cual da el tamaño de la zona efectivamente ionizada por la estrella (en centímetros):

$$R_s = \left[\frac{3Q(H^0)}{4\pi \alpha_B n_e^2} \right]^{1/3}; \quad (\text{Ec. 4.20})$$

donde n_e es la densidad electrónica que varía con el radio, suponiendo un valor típico de $n_e = 10 \text{ cm}^{-3}$ para regiones HII gigantes (Osterbrock, 1989).

La diferencia cúbica entre el radio de la región HII y su radio de Strömgren, da el factor de llenado volumétrico (f):

$$f = \left[\frac{R_S}{R} \right]^3 ; \quad (\text{Ec. 4.21})$$

el cual indica inhomogeneidades en la densidad de la nebulosa. El rango de valores medido para las regiones HII estudiadas es de $f = 0.001-0.034$, un poco menor a lo esperado para regiones HII y nebulosas planetarias, que es de $f = 0.01-0.50$ (Osterbrock, 1989).

La masa del hidrógeno ionizado (M_{HII}) se estima tomando en cuenta la masa de un protón ($m_p = 1.67 \times 10^{-27}$ kg), escalándola por el factor de llenado para no sobreestimar la masa de los nudos; se espera que esté alrededor de $10^5 M_\odot$ para las regiones HII más grandes. Se obtiene con:

$$M_{HII} = \frac{4\pi}{3} R_s^3 n_e m_p f . \quad (\text{Ec. 4.22})$$

Según Higdon *et al.* (1997), las regiones HII más brillantes de Arp 143 tienen luminosidades de $L_{H\alpha} = 6 \times 10^{38} - 15 \times 10^{39}$ erg s⁻¹, menores que las mostradas en la Tabla 4.6. De acuerdo con Higdon (1995), en Cartwheel ha sido medida una $L_{H\alpha} = 7.4 \times 10^{42}$ erg s⁻¹; además, regiones HII galácticas típicas como la Nebulosa de Orión, alimentadas por estrellas OB, tienen luminosidades de $L_{H\alpha} \sim 10^{37}$ erg s⁻¹ y la región HII gigante más cercana, 30 Doradus en la LMC, tiene $L_{H\alpha} = 6 \times 10^{39}$ erg s⁻¹.

En este trabajo se encontró que las regiones HII de Arp 143 tienen luminosidades de $L_{H\alpha} \sim 2.5 \times 10^{39} - 6.0 \times 10^{40}$ erg s⁻¹ y el núcleo de $L_{H\alpha} = 4.2 \times 10^{41}$ erg s⁻¹, con un valor global de $L_{H\alpha} \sim 6.7 \times 10^{41}$ erg s⁻¹. Para Arp 141, las luminosidades individuales tienen valores de $L_{H\alpha} \sim 8.1 \times 10^{38} - 1.1 \times 10^{40}$ erg s⁻¹ y la global es de $L_{H\alpha} \sim 3.9 \times 10^{40}$ erg s⁻¹. En ambas galaxias se trata de regiones HII gigantes, ya que alcanzan radios de 0.2–1.9 kpc y masas de $M_{HII} = 2.3 \times 10^2 - 6.1 \times 10^4 M_\odot$, que son más brillantes en H α que las regiones HII típicas e incluso más que algunas regiones HII gigantes conocidas.

Tabla 4.6. Parámetros físicos y de ionización en las regiones HII de Arp143.

Región	L(Hα) (10^{39} erg s $^{-1}$)	Log Q(H$^{\circ}$) (γ s $^{-1}$)	R (pc)	M$_{\text{HII}}$ (10^3 M $_{\odot}$)
R1	14.87 \pm 0.22	52.04 \pm 0.01	1168	7.55 \pm 5.55
R2	50.12 \pm 0.65	52.57 \pm 0.01	1688	28.46 \pm 20.10
R3	59.78 \pm 0.86	52.64 \pm 0.01	1870	29.79 \pm 21.71
R4	3.89 \pm 0.09	51.46 \pm 0.01	779	1.74 \pm 1.47
R5	4.15 \pm 0.07	51.48 \pm 0.01	480	8.46 \pm 6.55
R6	37.13 \pm 0.56	52.44 \pm 0.01	1454	24.43 \pm 18.11
R7	17.07 \pm 0.34	52.10 \pm 0.01	1740	3.02 \pm 2.46
R8	2.52 \pm 0.05	51.27 \pm 0.01	467	3.38 \pm 2.82
R9	42.26 \pm 0.66	52.49 \pm 0.01	1168	60.99 \pm 45.73
R10	3.41 \pm 0.06	51.40 \pm 0.01	389	10.73 \pm 8.55
R11	11.23 \pm 0.12	51.92 \pm 0.01	753	16.08 \pm 10.72
N	419.08 \pm 4.54	53.49 \pm 0.01	1143	6415.52 \pm 4257.65

Tabla 4.7. Parámetros físicos y de ionización en las regiones HII de Arp141.

Región	L(Hα) (10^{38} erg s $^{-1}$)	Log Q(H$^{\circ}$) (γ s $^{-1}$)	R (pc)	M$_{\text{HII}}$ (10^3 M $_{\odot}$)
R1+N	106.32 \pm 3.39	51.89 \pm 0.01	773	13.34 \pm 12.70
R2	26.04 \pm 0.81	51.28 \pm 0.01	695	1.10 \pm 1.04
R3	18.76 \pm 0.67	51.14 \pm 0.02	334	5.13 \pm 5.08
R4	20.12 \pm 0.70	51.17 \pm 0.02	394	3.61 \pm 3.54
R5	20.01 \pm 0.82	51.17 \pm 0.02	238	16.22 \pm 16.80
R6	12.86 \pm 0.64	50.97 \pm 0.02	320	2.76 \pm 3.04
R7	21.75 \pm 0.92	51.20 \pm 0.02	414	3.62 \pm 3.79
R8	8.07 \pm 0.42	50.77 \pm 0.02	204	4.15 \pm 4.67
R9	103.84 \pm 3.58	51.88 \pm 0.01	526	40.42 \pm 39.48
R10	8.24 \pm 0.43	50.78 \pm 0.02	223	3.34 \pm 3.75
R11	12.30 \pm 0.53	50.96 \pm 0.02	214	8.45 \pm 8.92
R12	9.49 \pm 0.46	50.84 \pm 0.02	594	0.23 \pm 0.26
R13	23.46 \pm 0.76	51.24 \pm 0.01	444	3.43 \pm 3.28

4.3. Análisis de datos usando el modelo de síntesis de población

4.3.1. Brotes estelares

En las galaxias interactuantes, los brotes estelares o *starburst* (SB), que son regiones con una tasa de formación estelar muy alta, ocurren por la súbita compresión de extensas zonas de gas, debida a la onda de densidad causada por el choque entre las galaxias o inestabilidades causadas por su acercamiento. En las galaxias anilladas, producto de una colisión entre galaxias, la formación estelar ocurre violentamente debido a la onda de densidad que se propaga desde el centro (o punto de máxima interacción) hacia afuera y se localiza principalmente sobre el anillo, en grandes nudos o regiones HII. Estos brotes forman estrellas muy masivas, como las de tipo OB, que generan fuertes vientos y se encuentran asociadas en regiones HII, donde ionizan el medio a su alrededor, haciéndolo muy brillante en H α . Debido a su alta masa, estas estrellas tienen tiempos de vida muy cortos, alcanzando su máximo en ~ 5 Myr, para después convertirse en supernovas. Los brotes estelares pueden ser *instantáneos* (IB) y durar sólo unos pocos millones de años, o *continuos* (CSF) y desarrollarse durante decenas de millones de años. Se considera a un *starburst* como reciente a aquél que ha ocurrido hace unos 10 Myr o menos.

4.3.2. Modelos de un brote instantáneo

Se emplean los modelos de síntesis evolutiva de poblaciones estelares de Mayya (1995, 1997), los cuales reproducen las edades de los brotes estelares. Con el ancho equivalente, los índices de color (corregidos por extinción) y de acuerdo a las metalicidades obtenidas, los modelos utilizados dan una idea de la edad del brote de formación estelar en las regiones HII de las galaxias estudiadas. El primer modelo usa la función inicial de masa (IMF) de Salpeter para una población de estrellas, con pendiente $\alpha=2.35$, entre 1 y $100 M_{\odot}$, para metalicidades de $Z=0.001$, 0.008 , 0.02 y 0.04 , abarcando un rango de $0.1-100$ Myr. El segundo modelo usa una IMF muy cercana a la de Salpeter, con pendiente $\alpha=2.5$, entre 1 y $60 M_{\odot}$, con una metalicidad de $Z=0.02$, y abarca un rango de edades de $0-20$ Myr.

Ambos modelos están calculados para un brote instantáneo de formación estelar (IB). Para las regiones en las que no se cuenta con la metalicidad (Tablas 3.9 y 3.10) se tomó $Z=0.008$, que es el valor que prevalece en la mayoría de las regiones HII estudiadas. Los valores de la IMF se eligieron por ser los más cercanos a los valores de metalicidad encontrados en las regiones HII estudiadas. La pendiente de la IMF se aplanaba hacia bajas metalicidades. De acuerdo con los modelos, al aumentar la IMF (y por lo tanto la metalicidad), aumentan la edad y masa de las poblaciones estelares, volviéndose más rojas.

4.3.3. Análisis de edad con diagramas color–color

Comparando dos índices de color en los llamados *diagramas color-color* (Figura 4.2) es posible saber desde cuándo ha estado ocurriendo la formación estelar. El ancho equivalente indica la edad de las estrellas que actualmente están brillando; sin embargo, está afectado por la dilución de la luz en el medio, debido a la contribución de estrellas más viejas del disco (Sección 4.1.2). Como es de esperar, la edad dada por el ancho equivalente es menor que la indicada por los colores; aunque, si es el caso de un brote instantáneo reciente, pueden estar de acuerdo. Cuando la edad calculada con el ancho equivalente resulta ser mayor que la de color, significa que la dilución juega un papel importante.

En la Figura 4.2 se muestran las trazas de los modelos evolutivos en los diagramas de $EW(H\alpha)_0$ contra (B-V), en (a), y (B-V) contra (V-I), en (b). Los datos están corregidos por extinción y dilución. El modelo da la edad probable de las estrellas en cada región HII. El hecho de que algunos puntos se salgan del modelo puede deberse al tratamiento que se dio a la dilución, a los errores en la corrección por extinción o indican que debe haber una componente extra de ionización.

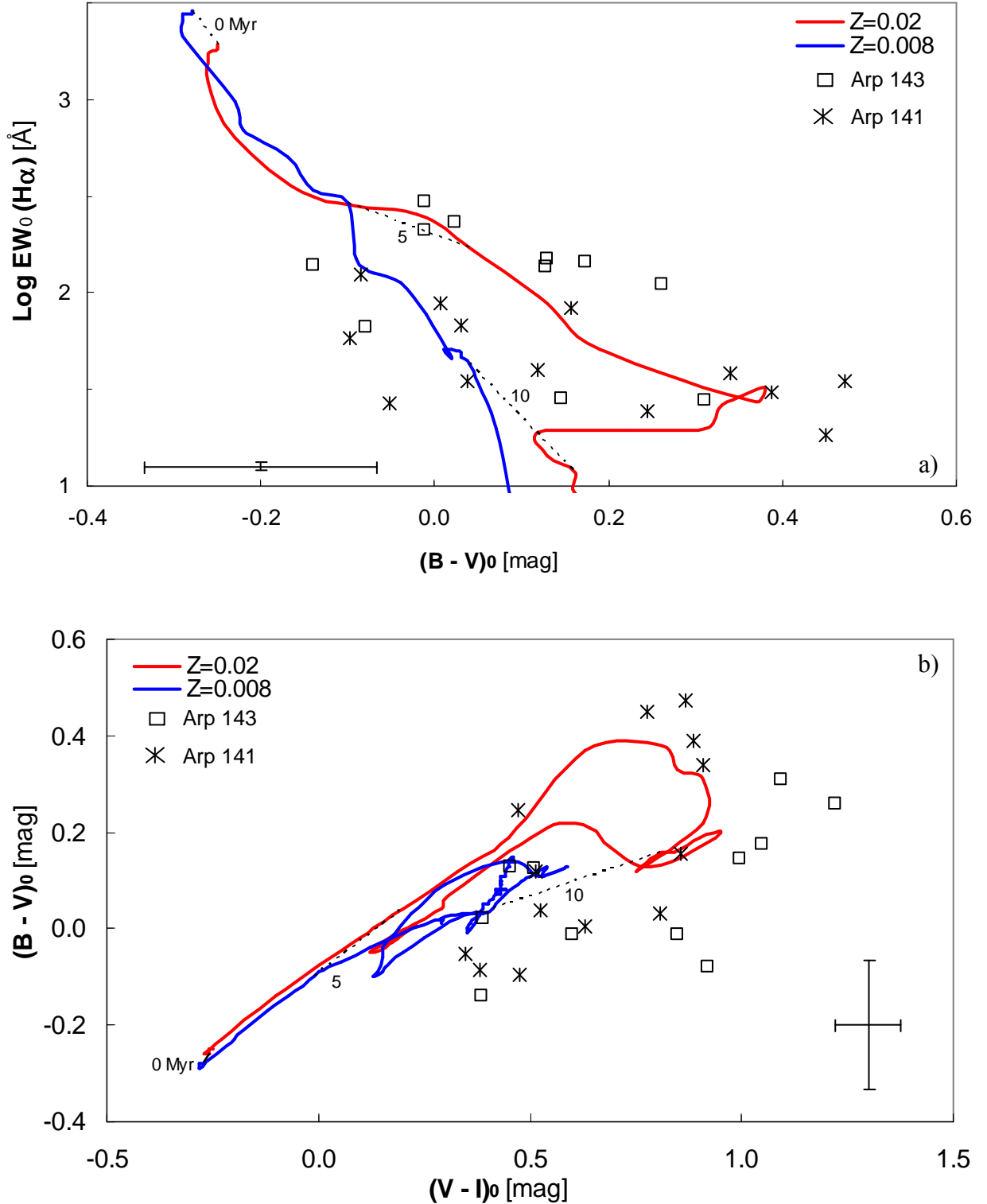


Figura 4.2. Diagramas color-color para un brote instantáneo (IB): a) $\text{EW}(\text{H}\alpha)_0$ contra $(B-V)_0$; b) $(B-V)_0$ contra $(V-I)_0$. Todos los datos están corregidos por extinción y dilución. En líneas continuas los modelos de evolución estelar de Mayya (1995, 1997) para un IB con IMF de Salpeter ($\alpha=2.35$ y $Z=0.008$; $\alpha=2.5$ y $Z=0.02$). En líneas punteadas las edades entre modelos. Las cruces corresponden al intervalo de incertidumbres en los datos.

Para un brote instantáneo se espera que las regiones sean muy azules; es decir, que tengan (B-V) muy pequeño. Las regiones corregidas por dilución son ligeramente más rojas de lo esperado, sobre todo en Arp 141; lo cual implica que la formación estelar ha estado ocurriendo de manera continua desde hace más tiempo del que indica el modelo de brote instantáneo. Es posible que exista un brote estelar anterior al predicho por el ancho equivalente o que la corrección por dilución haya sido insuficiente para las regiones ubicadas en zonas donde el disco es más grueso.

4.3.4. Modelo de dos brotes estelares

En un brote instantáneo, después de 10 Myr, H α es insensible a la formación estelar, ya que para esa edad ya murieron todas las estrellas con flujo ionizante; pero los colores sí son sensibles a formación estelar de mayor edad de algún brote anterior. Las edades calculadas con los colores dan idea de cuándo sucedió el paso de la onda de densidad por ese punto de anillo.

Para ilustrar que es posible la existencia de dos brotes estelares (2B), se realizó la Figura 4.3 para las regiones HII de Arp 143; en la cual se traza un modelo para dos brotes estelares de la misma masa y separados en el tiempo (Mayya, 1995). Este modelo usa una IMF cercana a la de Salpeter ($\alpha=2.5$, entre 1 y 60 M_{\odot}) para una metalicidad de $Z=0.02$ y abarca un rango de 0–14 Myr. De acuerdo con el modelo, la existencia de dos brotes estelares provocaría una disminución en el ancho equivalente y el enrojecimiento de los colores. Los parámetros del modelo se eligieron por ser los más cercanos a los valores obtenidos para las regiones HII de Arp 143 y Arp 141.

En el modelo, N_L es el número de fotones ionizantes por segundo por masa solar; haciendo uso de este parámetro y de $Q(H^0)$ de las Tablas 4.6 y 4.7 (ambos en su forma logarítmica), se obtiene la masa total que se está convirtiendo en estrellas (M_{T*}):

$$\frac{M_{T*}}{M_{\odot}} = 10^{[Q(H^0) - N_L]} \quad (\text{Ec. 4.23})$$

El modelo supone que en los dos brotes se formó igual masa estelar como una aproximación para estimar el efecto de una población ligeramente más vieja; por lo tanto, la masa total de estrellas será el doble de lo obtenido en la Ecuación 4.23. Dado que la mayoría de las regiones son consistentes con dos poblaciones, es posible que la más joven de ellas tenga una edad menor que la obtenida con el ancho equivalente para un solo brote; por lo que, con el propósito de calcular la edad del brote antiguo, se emplean valores de $N_L=45.44-45.54$ para Arp 143 y de $N_L=45.05-45.34$ para Arp 141, correspondientes a edades de 5 y 6 Myr para el brote más joven, respectivamente. Cabe aclarar que el objetivo de este trabajo no es tratar de ajustar cada punto al modelo, sino únicamente entender qué está sucediendo con la duración de la formación estelar en el anillo de las galaxias.

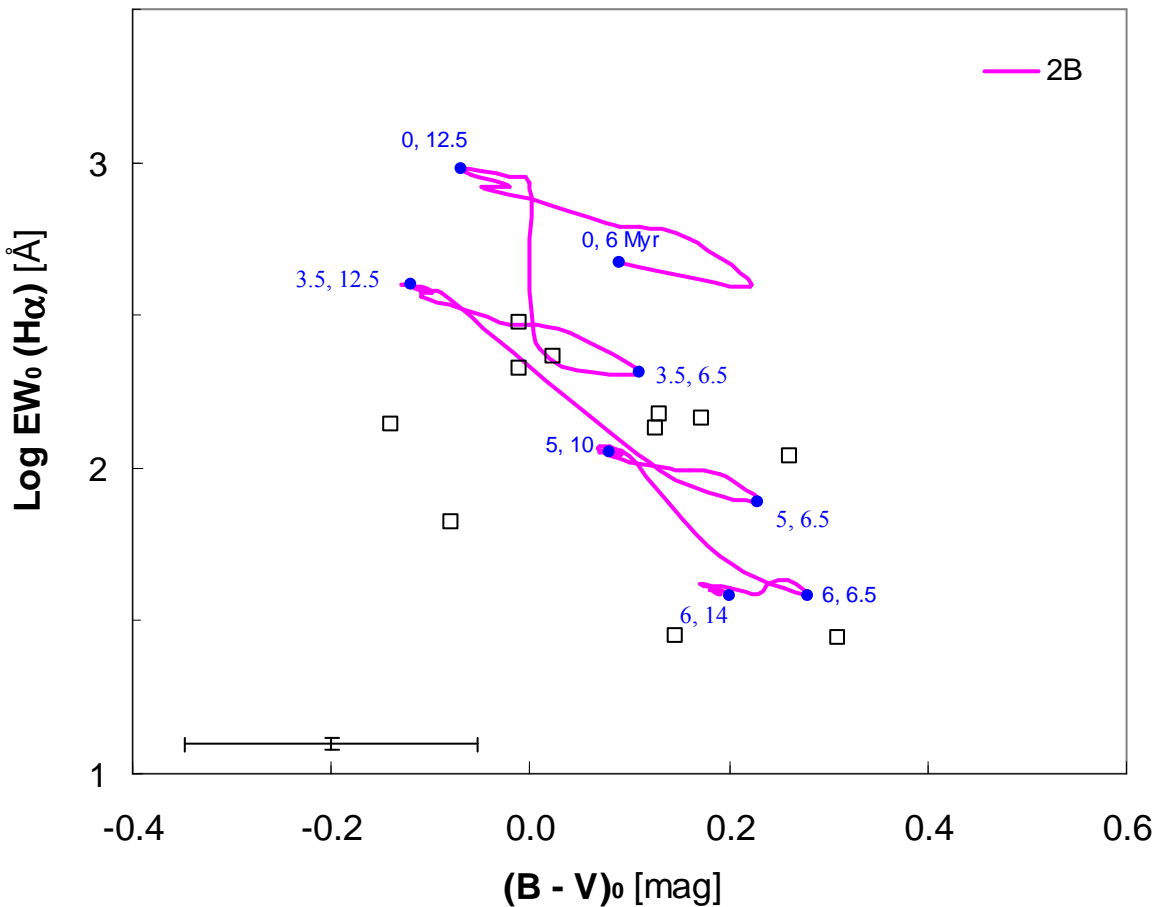


Figura 4.3. Diagrama para dos brotes estelares en Arp 143, con $EW(H\alpha)_0$ contra $(B-V)_0$, corregidos por extinción y dilución. En línea continua el modelo de evolución estelar de Mayya (1995) para 2B con IMF muy cercana a la de Salpeter ($\alpha=2.5$, $Z=0.02$). Se muestran algunas edades (puntos azules) para el brote joven y el viejo. La cruz corresponde al intervalo de incertidumbres en los datos.

4.3.5. Historia de formación estelar

El hecho de que los colores (y por lo tanto las edades) de las regiones HII sean muy similares, hace pensar que la formación estelar fue causada por un mismo fenómeno reciente alrededor del anillo, como la expansión de la onda de densidad radial resultante de la formación del anillo debida a la interacción de las galaxias; lo cual puede considerarse como un brote instantáneo de formación estelar tanto en Arp 143 como en Arp 141. Sin embargo, el ligero enrojecimiento encontrado en las regiones HII implica la posible existencia de dos brotes en Arp 143 y que la formación estelar podría ser continua para toda la edad del brote viejo. Aunque no debe descartarse la posibilidad de que la dilución o los errores en la corrección por extinción sean también causantes de este enrojecimiento.

En las Tablas 4.8 y 4.9 aparecen las edades calculadas para las regiones HII de Arp 143 y Arp 141, respectivamente. La Edad(IB) se obtiene empleando el modelo de Mayya (1997) y se calcula con base en el ancho equivalente; marca el inicio de la formación estelar reciente, considerando un solo brote instantáneo y usa una IMF de Salpeter ($\alpha=2.35$) con un rango de masas de 1–100 M_{\odot} y metalicidades de $Z=0.008$ y $Z=0.02$. La Edad(2B) se obtiene empleando el modelo para dos brotes estelares de Mayya (1995), con valores de IMF similar a la de Salpeter ($\alpha=2.5$) con masas de 1–60 M_{\odot} y $Z=0.02$. Para ambos modelos las edades se obtienen de acuerdo a la metalicidad de cada región (Tablas 3.9 y 3.10). M_{T^*} es la masa total de estrellas y corresponde al doble de lo calculado en la Ecuación 4.23, ya que se toman en cuenta los dos brotes estelares.

Para un brote estelar, Arp 143 tiene dos regiones (R5 y R7) donde la edad parece mayor a 10 Myr, pero al estar contaminadas por el flujo de estrellas cercanas, su edad puede ser menor; para el resto de los nudos la edad fluctúa entre 4.9 y 7.2 Myr, lo cual indica un brote instantáneo. La diferencia entre las edades obtenidas con el ancho equivalente y los índices de color (Figura 4.2) indica que pudo haber un primer brote hace más de 10 Myr y la formación estelar reciente es muy joven aún, de 5–7 Myr. En cambio, en Arp 141 no se observa un rango estrecho de edades, sino que éstas oscilan entre 7 y 13 Myr, lo cual puede indicar formación estelar continua.

El modelo de dos brotes estelares indica que, suponiendo una edad de 5 Myr en el brote más reciente de Arp 143, la formación estelar debió haber iniciado hace 7.5 Myr. Para Arp 141 se supuso una edad de 6 Myr para el brote reciente y se encontró un brote antiguo de 11–14 Myr. Las regiones HII del anillo tienen masas totales de estrellas de 10^6 – $10^7 M_{\odot}$, con un valor global de $M_{T^*}=1.2 \times 10^8 M_{\odot}$ en Arp 143 y $M_{T^*}=4 \times 10^7 M_{\odot}$ en Arp 141.

De acuerdo con los modelos de onda de densidad originada por la colisión de las galaxias, se concluye que la formación estelar en los anillos de ambas galaxias es reciente y que es posible la formación estelar continua a partir del surgimiento del brote antiguo.

Tabla 4.8. Edades en Arp 143.

Región	Edad(1B) [Myr]	Edad(2B) [Myr]	M_{T^*} [$10^6 M_{\odot}$]
R1	6.2	5, 6	6.29 ± 0.09
R2	4.9	5, 7.5	26.69 ± 0.35
R3	5.8	5, 7	30.40 ± 0.44
R4	6.4	5, 7	1.98 ± 0.04
R5	10.7	5, 7	2.11 ± 0.04
R6	6.4	5, 6	15.71 ± 0.24
R7	10.7	5, 6	7.22 ± 0.15
R8	5.3	5, 6	1.06 ± 0.02
R9	5.7	5, 6	17.88 ± 0.28
R10	7.2	5, 6	1.44 ± 0.03
R11	5.6	5, 6	4.75 ± 0.05

Tabla 4.9. Edades en Arp 141.

Región	Edad(1B) [Myr]	Edad(2B) [Myr]	M_{T^*} [$10^6 M_{\odot}$]
R1	11.6	6, 14	13.90 ± 0.44
R2	11.1	6, 13.5	3.40 ± 0.11
R3	10.6	6, 11.5	2.40 ± 0.09
R4	10.4	6, 11.5	2.57 ± 0.09
R5	12.9	6, 12.5	2.62 ± 0.11
R6	7.9	6, 6	0.86 ± 0.04
R7	9.0	6, 6	1.46 ± 0.06
R8	10.4	6, 13.5	1.05 ± 0.06
R9	7.3	6, 6	6.96 ± 0.24
R10	6.9	6, 6	0.55 ± 0.03
R11	10.2	6, 11.5	1.57 ± 0.07
R12	10.7	6, 11	1.21 ± 0.06
R13	6.9	6, 6	1.57 ± 0.05

4.4. Confrontación de la historia observada con modelos de onda de densidad

Se espera tener formación estelar únicamente en el anillo, ya que es en éste donde se distribuyen los nudos brillantes en H α . Calculando el cociente entre el ancho del anillo y su velocidad de expansión, se obtiene la duración de la formación estelar desde que la onda de densidad se ha producido. Usando la velocidad de expansión reportada por Higdon *et al.* (1997) para Arp 143, que es de $118 \pm 30 \text{ km s}^{-1}$, y un ancho aproximado para el anillo de Arp 143 de 2.5 kpc, es posible estimar una edad de 20 Myr para las poblaciones del anillo. Este resultado es congruente con la edad de 5–7.5 Myr encontrada con los modelos, ya que la edad del anillo debe ser mayor a la edad de los brotes de formación estelar, e implica que la formación estelar es reciente comparada con las poblaciones estelares en galaxias anilladas más antiguas como Cartwheel, que ha estado formando estrellas desde hace ~ 300 Myr.

4.5. Regiones difusas

Las regiones difusas son zonas visibles en H α que no están bien definidas y que en las imágenes espectrales no muestran continuo estelar; por lo tanto no están ionizadas directamente por estrellas masivas. Su brillo puede deberse al reflejo de la luz emitida por las estrellas en regiones HII cercanas o a que estén ionizadas por fotones que pueden provenir de estrellas más viejas y poco masivas dentro de la misma región, pero que no son visibles; o que estén ionizadas por choques, los cuales calientan la nube de gas volviéndola ligeramente brillante en H α , como tratará de demostrarse en el capítulo siguiente.

Zona noroeste del anillo de Arp 143

5.1. Antecedentes

De acuerdo con los espectros se sospecha que puede haber choques presentes en las regiones R1–R4 y D2 de Arp 143; esto debido a la presencia de fuertes líneas de [OI] $\lambda 6300$. De estas regiones, las tres primeras son las más brillantes en H α y todas ellas se encuentran en la porción noroeste del anillo, entre el núcleo y la galaxia compañera, muy cercanas entre sí y formando una especie de arco que se adentra en el anillo; por lo cual están más cerca del núcleo que el resto de las regiones presentes. Estas regiones son más o menos elípticas, están muy bien definidas (excepto D2) y su borde externo muestra un corte abrupto en todas las bandas observadas, dándole una apariencia “achatada” a la galaxia. Es normal que las regiones difusas presenten líneas de baja excitación más fuertes que en las regiones HII, debido a que son ionizadas por fotones difusos, con un menor parámetro de ionización.

Appleton y Struck-Marcell (1987) encontraron una larga pluma de HI que se extiende 150 kpc de Arp 143 hacia el norte, la cual debe ser producto de una colisión entre una galaxia rica en gas y NGC 2445. En el óptico, Appleton, Schombert y Robson (1992) encontraron una pluma delgada y extremadamente débil saliendo de NGC 2444, la cual coincide con la pluma de HI y sugiere que en el pasado hubo interacción entre esta galaxia y NGC 2445; también mencionan la sorprendente linealidad del borde oeste de NGC 2445, adjudicándolo a una propiedad estructural del disco, causada por una interacción de marea o colisión galáctica más reciente.

Las observaciones de Higdon, Rand y Lord (1997) del gas molecular, usando las líneas de emisión de $^{12}\text{CO}(1-0)$, muestran que NGC 2445 está dominada por un núcleo y dos grandes regiones al oeste-noroeste, asociadas con un pico de alta densidad de HI en el anillo. También encontraron que el parámetro de impacto (distancia entre los centros de las galaxias, perpendicular a la dirección de impacto) debió ser lo suficientemente grande como para que se pudiera haber generado la pluma de HI (Appleton *et al.* 1987) y enviado gas al centro de NGC 2445, lo cual habría reducido la energía orbital total lo suficiente para que NGC 2444 pasara a través del disco de NGC 2445, formando el anillo.

Beirão *et al.* (2009), en sus mediciones en IR medio y UV de Arp 143, encontraron una emisión inusualmente fuerte de H₂ caliente, asociada con una onda de choque en expansión entre el núcleo y los nudos en la zona oeste, la cual presenta forma de medialuna y un borde causado principalmente por los choques.

El presente estudio tiene como objetivo confirmar o descartar si los datos obtenidos en este trabajo apoyan la presencia de choques en la zona noroeste de Arp 143; así como saber qué tan importante pueda llegar a ser la componente de choques en la ionización de los nudos y cuál fenómeno es el que domina en cada uno de ellos.

5.2. Diagramas de diagnóstico

Los diagramas de diagnóstico permiten distinguir con bastante certeza cuál es el mecanismo de ionización que domina en un objeto; separan a los distintos objetos por fuente de ionización entre los ionizados por estrellas, por choques o, incluso, por núcleos activos de galaxias. Fueron propuestos por Baldwin, Phillips y Terlevich en 1981 y llamados diagramas BPT; posteriormente fueron retomados por Veilleux y Osterbrock en 1987 y por Osterbrock en 1989, ya como diagramas de diagnóstico. En este caso el interés se centra únicamente en el proceso de fotoionización y en el de choques, el cual se encuentra en la zona de AGN's.

Los cocientes se eligieron para minimizar los efectos de la extinción por polvo, debido a su pequeña separación en longitud de onda; por lo que son relativamente insensibles al enrojecimiento y calibración en flujo, pudiendo evitarse los errores de dicha corrección; por lo tanto, para realizar los cocientes usados en los diagramas de diagnóstico, se usan los flujos medidos sin corregir por extinción de las Tablas 3.1 y 3.2.

El cociente [OIII]/H β es un gran indicador del nivel medio de ionización y temperatura. También se usan [OI]/H α y [SII]/H α , que son indicadores de la zona parcialmente ionizada, producida por fotoionización de alta energía; además, aumentan en las regiones de choques.

El cociente de $[OI]/H\alpha$ (≥ 0.5) indica las regiones excitadas por choques (Dopita *et al.*, 2006); siendo el mejor indicador en estos casos, ya que no depende de la metalicidad por ser una transición excitada colisionalmente. Para tener $[OI]/H\alpha$ alto, en una región únicamente fotoionizada, se requiere un campo de radiación muy fuerte (Dopita *et al.* 2006). Por otra parte, el cociente de $[SII]/H\alpha$ depende de la metalicidad y se usa para identificar remanentes de supernovas dentro de regiones HII o en el medio interestelar. Por último está el cociente $[NII]/H\alpha$, que provee una buena separación entre regiones HII, choques y AGN's.

Generalmente se trazan modelos que separan los diferentes tipos de objetos, los cuales pueden ser teóricos o empíricos. Cuando algún objeto queda muy cerca del modelo, muy probablemente esté igualmente ionizado por los dos procesos a los que este separa; tanto fotoionizado por estrellas OB como ionizado por choques, en este caso.

No debe perderse de vista que en todas la regiones HII hay vientos y fotones ionizantes. Las regiones HII se componen por al menos una estrella, la cual está rodeada por gas fotoionizado y sobre éste se encuentra el choque; por lo tanto, se trata de regiones fotoionizadas que pueden tener una componente de choques más o menos importante. Los choques agregan energía a la ionización, pero no son completamente responsables de ésta; aunque sí pueden llegar a ser muy fuertes y calentar la región HII.

5.3. Modelos de fotoionización y choques

De acuerdo con las consideraciones de Dopita y Sutherland (1995, 1996), un choque radiativo rápido en el espacio interestelar es un productor eficiente de líneas prohibidas y una poderosa fuente de fotones ionizantes. Estos fotones son producidos en el plasma caliente detrás del choque y cuando éste se enfría, se difunden en un flujo divergente (hacia arriba y hacia abajo). Los fotones difundiéndose hacia arriba se encuentran con el gas que está antes del choque y pueden producir una extensa región HII precursora; mientras que los que se difunden hacia abajo pueden influir profundamente en la estructura de ionización

y temperatura de la región de recombinación del choque. Gran parte de la entalpía (energía disponible para intercambiar con el entorno) se irradia en este campo de fotones. Los efectos de fotoionización producidos por el campo difuso UV pueden dominar la emisión óptica producida por la región de enfriamiento del mismo choque.

Los modelos de choques son herramientas que comparan los cocientes de líneas usados en los diagramas de diagnóstico y sirven para determinar qué tan importante es la componente de choques respecto a la de fotoionización en regiones HII.

En este trabajo se emplearon los modelos teóricos presentados por Dopita y Sutherland (1996), los cuales se obtienen usando el código MAPPINGS II; así como los modelos de Allen *et al.* (2008), que emplean el código MAPPINGS III. Los modelos se basan en la entrada de energía mecánica en lugar de la fotoionización, desde una fuente central. La fuente de la energía mecánica puede ser tanto de los movimientos de turbulencia de nubes en la galaxia o por medio de la disposición de la energía directa de un chorro, que fluye hacia fuera, o burbuja de electrones relativistas.

En el modelo de Dopita y Sutherland (1996) se emplean densidades de $n_e = 1 \text{ cm}^{-3}$, velocidades entre 150 y 500 km s^{-1} y un parámetro magnético con valores de $B=0, 1, 2$ y 4 μG . Las abundancias solares adoptadas por el modelo son $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.93$, $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=8.05$ y un cociente de $\text{Log}(\text{N}/\text{O})= -0.88$; es decir, supone una metalicidad muy por encima de los valores aquí obtenidos para Arp 143 y Arp 141.

Para el modelo de Allen *et al.* (2008) se emplean densidades de $n_e = 1 \text{ cm}^{-3}$, velocidades entre 100 y 1000 km s^{-1} a intervalos de 25 km s^{-1} y un parámetro magnético con valores de $B=10^{-4}, 0.5, 1.0, 2.0, 3.23, 4.0, 5.0$ y 10.0 μG . Este modelo usa varios conjuntos de abundancias solares, por lo que se toma el de las más cercanas a las usadas en este trabajo (basadas en Asplund *et al.*, 2009), que son las que aparecen como listadas por Dopita *et al.* (2005) y basadas en Asplund *et al.* (2005): $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.44$, $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=7.58$ y un cociente de $\text{Log}(\text{N}/\text{O})= -0.86$.

Estos modelos dan la velocidad a la que ocurre el choque radiativo, dependiendo del campo magnético (B), y se grafican sobre los diagramas de diagnóstico (mallas de línea continua en las Figuras 5.1–5.3). El parámetro magnético sirve para incrementar el parámetro de ionización en el plasma enfriado del choque.

En las Figuras 5.1–5.3 también pueden verse las curvas de los límites teóricos superiores de los modelos de Dopita *et al.* (2000) para un brote instantáneo de formación estelar (Ecuaciones 5.1–5.2) y Dopita *et al.* (2002) para formación estelar continua (Ecuaciones 5.3–5.5); utilizados para separar regiones fotoionizadas de las regiones ionizadas por choques. Ambos límites emplean las mismas abundancias del modelo de Dopita y Sutherland (1996).

$$\log[OIII]/H\beta = \frac{0.76}{(\log[SII]/H\alpha - 0.05)} + 1.23. \quad (\text{Ec. 5.1})$$

$$\log[OIII]/H\beta = \frac{0.69}{(\log[NII]/H\alpha - 0.125)} + 1.10. \quad (\text{Ec. 5.2})$$

$$\log[OIII]/H\beta = \frac{0.73}{(\log[OI]/H\alpha + 0.59)} + 1.33. \quad (\text{Ec. 5.3})$$

$$\log[OIII]/H\beta = \frac{0.72}{(\log[SII]/H\alpha - 0.32)} + 1.30. \quad (\text{Ec. 5.4})$$

$$\log[OIII]/H\beta = \frac{0.61}{(\log[NII]/H\alpha - 0.47)} + 1.19. \quad (\text{Ec. 5.5})$$

El cálculo de las abundancias de Arp143 se realizó con los métodos ONS y NS de Pilyugin *et al.* (2010), que son calibraciones empíricas basadas en mediciones espectroscópicas de regiones HII en galaxias espirales e irregulares. El hecho de no usar una calibración basada en algún modelo de fotoionización ayuda para que no haya estimaciones inciertas de las abundancias en las zonas con choques. Existen modelos que incluyen otros cocientes de líneas con las que no se cuenta, y que se localizan en el IR, Rx y UV, como los usados por Dopita *et al.* (2006) y Beirão *et al.* (2009).

5.4. Evidencia de choques

Se usan los diagramas de diagnóstico de las Figuras 5.1–5.3 para tener una estimación confiable sobre la presencia e importancia de la contribución de los choques a la fotoionización en la galaxia Arp 143. A la derecha de las gráficas queda la zona de choques y a la izquierda la zona de fotoionización.

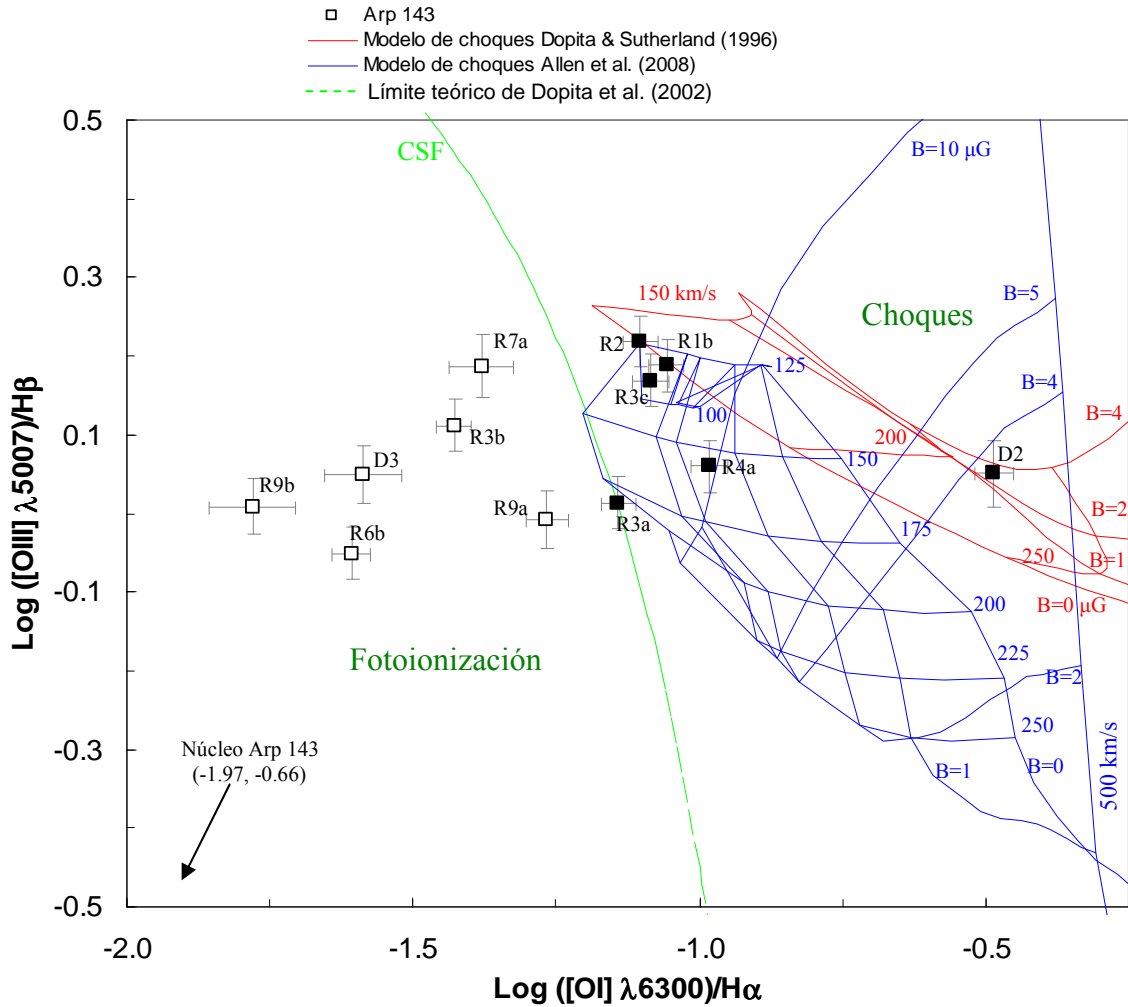


Figura 5.1. Diagrama de diagnóstico utilizando los cocientes $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ contra $[\text{OI}]/\text{H}\alpha$. La línea punteada es el límite teórico de Dopita *et al.* (2002) entre fotoionización y choques, para una formación estelar continua. En malla roja, el modelo de choques de Dopita y Sutherland (1996). En malla azul, el modelo de choques de Allen *et al.* (2008). Los cuadrados rellenos corresponden a las regiones con choques en Arp 143.

En la Figura 5.1 aparece el diagrama de diagnóstico que compara $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ contra $[\text{OI}]/\text{H}\alpha$. Un cociente de $[\text{OI}]/\text{H}\alpha$ mayor al límite teórico de Dopita *et al.* (2002) indica la presencia de choques. Las regiones que aparecen en la zona de choques también quedan

dentro de los modelos de Dopita y Sutherland (1996) y/o de Allen *et al.* (2008). Ya que la línea de [OI] $\lambda 6300$ es muy común en regiones chocadas, esta figura será la base para establecer la presencia de choques, marcando con un cuadrado relleno a las regiones donde los haya y que son en las que se enfocará este estudio; el resto de las regiones HII se denotan con cuadrados vacíos. En las Figuras 5.2 y 5.3 se marcan como chocadas las mismas regiones de la Figura 5.1.

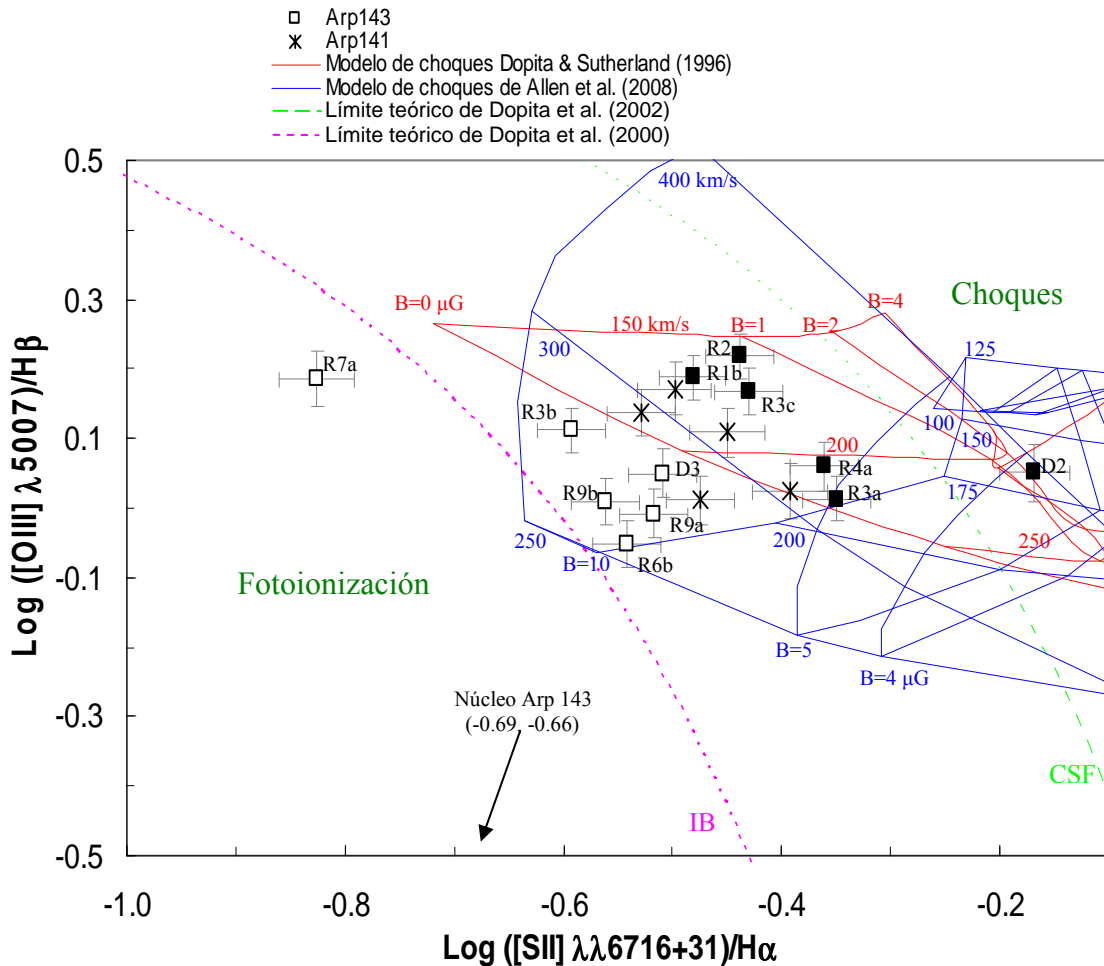


Figura 5.2. Diagrama de diagnóstico utilizando los cocientes [OIII]/H β contra [SII]/H α . La línea punteada es el límite teórico de Dopita *et al.* (2002) entre fotoionización y choques, para una formación estelar continua. La línea discontinua es el límite teórico de Dopita *et al.* (2000), para un brote instantáneo de formación estelar. En malla roja, el modelo de choques de Dopita y Sutherland (1996). En malla azul, el modelo de choques de Allen *et al.* (2008). Los cuadrados rellenos corresponden a las regiones chocadas de Arp 143 en la Figura 5.1.

Se considera que hay choques presentes en la región R3 debido a que en zonas como R3a y R3c la componente de choques es muy importante respecto a la fotoionización. El espectro de R3b muestra una línea de [OI] $\lambda 6300$ claramente visible e importante, pero no

está marcada como chocada ya que domina la fotoionización y el cociente $[OI]/H\alpha$ es pequeño. Todas las regiones estudiadas de Arp 141, el núcleo y las regiones de Arp 143, con $[OI]/H\alpha$ menor que el límite de choques, están completamente fotoionizadas.

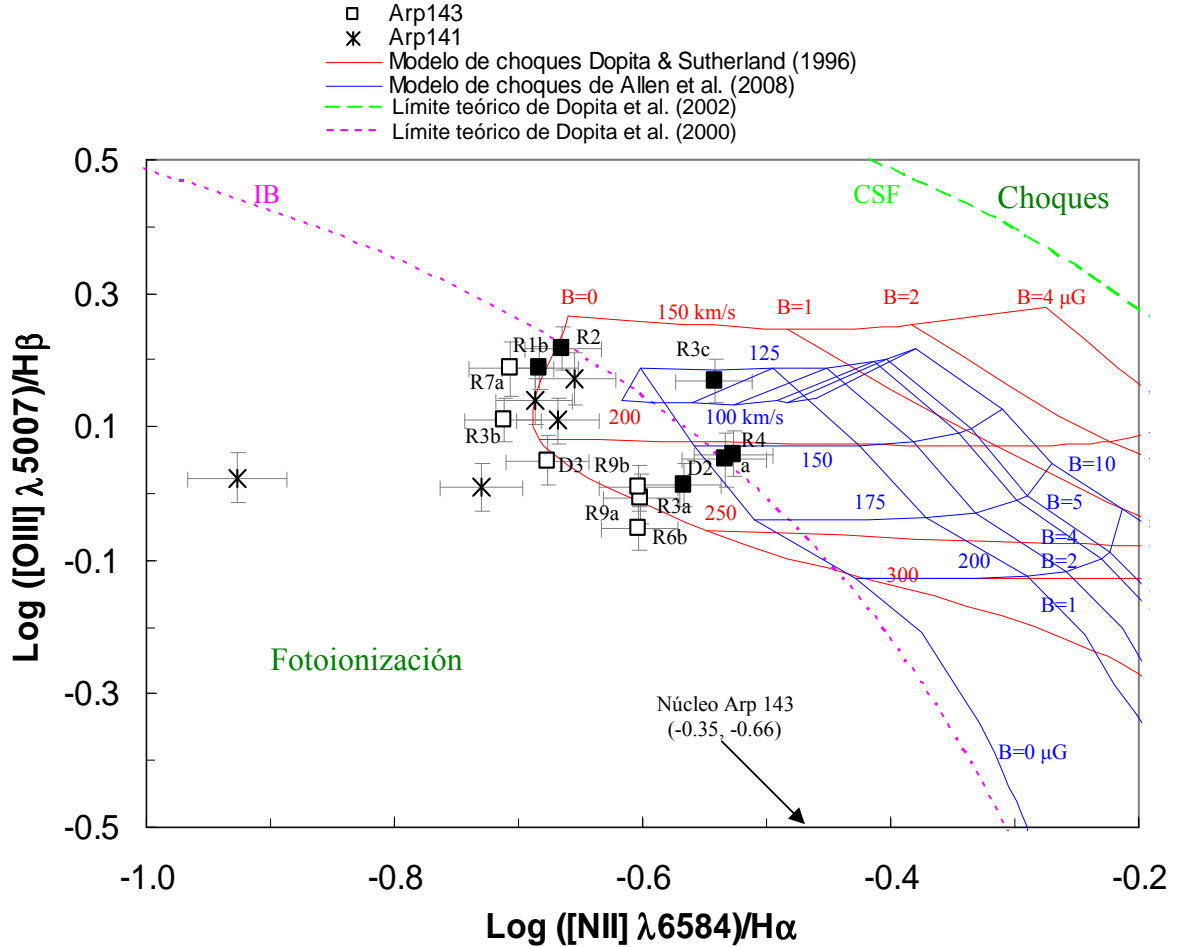


Figura 5.3. Diagrama de diagnóstico utilizando los cocientes $[OIII]/H\beta$ contra $[NII]/H\alpha$. La línea punteada es el límite teórico de Dopita *et al.* (2002) entre fotoionización y choques, para una formación estelar continua. La línea discontinua es el límite teórico de Dopita *et al.* (2000), para un brote instantáneo de formación estelar. En malla roja, el modelo de choques de Dopita y Sutherland (1996). En malla azul, el modelo de choques de Allen *et al.* (2008). Los cuadrados rellenos corresponden a las regiones chocadas de Arp 143 en la Figura 5.1.

En la Figura 5.2 aparece el diagrama de diagnóstico que compara $[OIII]/H\beta$ contra $[SII]/H\alpha$, en el cual la componente de fotoionización de las regiones HII es más importante, por lo que éstas se alejan un poco de la zona de choques (excepto D2), cruzando el límite teórico de Dopita *et al.* (2002) para formación estelar continua, pero permaneciendo dentro del límite de Dopita *et al.* (2000) para un brote instantáneo. Cabe recordar que los brotes

estelares de Arp 143 son muy jóvenes, de 4.9–7.2 Myr (Capítulo 4), de acuerdo al modelo de un brote instantáneo. Las regiones marcadas como chocadas (de acuerdo con la Figura 5.1) son las más cercanas al límite de choques para formación estelar continua y permanecen dentro de los modelos de choques de Dopita y Sutherland (1996) y de Allen *et al.* (2008).

En la Figura 5.3 se muestra el diagrama de diagnóstico que compara $[OIII]/H\beta$ contra $[NII]/H\alpha$, en el cual la componente de fotoionización de las regiones HII es todavía más importante que en las figuras anteriores, por lo que las regiones están muy alejadas de la zona de choques, cruzando el límite teórico de Dopita *et al.* (2002) para formación estelar continua e incluso el límite de Dopita *et al.* (2000) para un brote instantáneo (excepto R3c, R4a y D2). Las regiones marcadas como chocadas (de acuerdo con la Figura 5.1) son las más cercanas al límite de choques para un brote instantáneo y permanecen dentro del modelo de choques de Dopita y Sutherland (1996) y tres de ellas (R3c, R4a y D2) en el de Allen *et al.* (2008).

En los datos obtenidos con este trabajo hay clara evidencia de choques en la galaxia Arp143; lo cual se deduce por la presencia de fuertes líneas de $[OI] \lambda 6300$, $[SII] \lambda\lambda 6716+6731$ y $[NII] \lambda 6584$ en los espectros, por la ubicación de las regiones en los diagramas de diagnóstico y a que quedan dentro de la zona de choques de los modelos de Allen *et al.* (2008) y Dopita y Sutherland (1996), obteniendo así una velocidad de choque. Las regiones que se encuentran chocadas son: R1b, R2, R3a, R3c, R4a y D2, con velocidades de choque que van desde 160 hasta 230 km s^{-1} , según el modelo de Dopita y Sutherland (1996); y de 125 hasta 185 km s^{-1} , según el modelo de Allen *et al.* (2008). Los parámetros de choques de acuerdo a cada modelo se encuentran en las Tablas 5.1 y 5.2. La zona de choques se encuentra exclusivamente en la zona “achatada” de la galaxia, ubicada al noroeste del anillo, entre los 270° y los 330° , formando una especie de barrera visible en varias longitudes de onda; la cual además, es la zona más brillante en $H\alpha$.

5.4.1. Campos magnéticos

Según Beck (2010), los campos magnéticos (B) son un factor importante en el medio interestelar de galaxias espirales, barradas e irregulares; ya que contribuyen significativamente a la presión total que equilibra el medio interestelar contra la gravedad, pueden afectar los flujos de gas en los brazos espirales, alrededor de las barras y en los halos galácticos; también son esenciales para el inicio de la formación de estrellas. La turbulencia magnetohidrodinámica (MHD) distribuye la energía de las explosiones de supernovas dentro del medio interestelar.

Las galaxias típicas tienen un campo magnético de unos pocos μG ; sin embargo, localmente se han encontrado campos magnéticos mucho más fuertes, que pueden llegar hasta decenas de μG en zonas como los brazos espirales. Chyzy y Beck (2004) estudiaron en radio las galaxias NGC 4038/39 (las antenas), que forman un sistema colisionante y encontraron que los campos magnéticos típicos en estas galaxias son similares a los observados en galaxias espirales normales, los cuales son del orden de $3 \mu\text{G}$. Aunque también encontraron campos magnéticos mayores, de $20 \mu\text{G}$.

En una muestra de más de 70 galaxias espirales, Beck (2010) encontró que el campo magnético total es de $\sim 10 \mu\text{G}$ y que galaxias radio débiles como M 31 y M 33, de la vecindad galáctica, tiene campos más débiles ($B = 5\text{--}7 \mu\text{G}$); mientras que las galaxias ricas en gas con altas tasas de formación estelar como M 51, M 83 y NGC 6946, tienen $15 \mu\text{G}$ en promedio; ya que en los brazos espirales prominentes el campo magnético puede ser de hasta $30 \mu\text{G}$, aunque localmente alcanza $\sim 1 \mu\text{G}$.

Los campos magnéticos encontrados en las regiones HII chocadas de Arp 143 se determinan comparando los cocientes de líneas medidas con los cocientes dados por las tablas del modelo de Dopita y Sutherland (1996) y el de Allen *et al.* (2008), cuyos parámetros aparecen en la Sección 5.3. Las fuerzas de estos campos magnéticos son pequeñas, de $0\text{--}2.3 \mu\text{G}$ con el primer modelo y de $3\text{--}10 \mu\text{G}$ para el segundo; los cuales son valores típicos de B en el medio interestelar y son del orden esperado para galaxias

normales. El hecho de que sea una galaxia colisionante y además con choques, hace suponer que los campos magnéticos deberían ser al menos de $3 \mu\text{G}$ (igual que en otras galaxias estudiadas), como los valores obtenidos empleando el método de Allen *et al.* (2008).

5.5. Origen de los choques

Es posible que los choques se hayan producido por remanentes de supernovas enclavados en la estela de la onda de densidad que originó al anillo. Por otra parte, los choques también podrían ser producidos por la expansión de la misma onda de densidad al chocar con el medio interestelar o por fuertes vientos producidos por los brotes estelares masivos. Sin embargo, si fueran producidos por la onda de densidad habría choques en todas las galaxias anilladas, lo cual no es el caso.

McCray y Kafatos (1987) postulan que en las estrellas muy masivas, como las asociaciones OB, la mayor parte de su energía es liberada como radiación ionizante y fuertes vientos estelares que se producen durante su estancia en la secuencia principal; la cual dura hasta los 5 Myr y durante la cual la estrella pierde gran parte de su masa.

Cada región chocada tiene estrellas OB con edades entre 4.9 y 6.4 Myr; usando la función inicial de masa se calcula cuántas estrellas mueren. Se usa el modelo de brote instantáneo de formación estelar, con una IMF de Salpeter ($\alpha=2.35$ y $M_{\text{UP}}=100 M_{\odot}$), para cúmulos de $10^6 M_{\odot}$ y de acuerdo a la metalicidad de las regiones chocadas (Tabla 3.9). Usando *starburst99* (Leitherer *et al.* 1999), se encuentra la energía cinética liberada por vientos estelares y SN's como función del tiempo. Para los vientos, los cuales tienen duraciones menores a 5 Myr, se esperan energías menores a 10^{54} erg; para las SN's, las cuales empiezan a ser importantes después de los 5 Myr, las energías cinéticas llegan hasta los 10^{55} erg.

Se obtiene la energía cinética (E_k), proporcional a la masa estelar de cada región HII en choque, que tendría que estarse generando en cada región en caso de haber presentes vientos estelares fuertes o SN's. La energía cinética requerida (E_{sh}) para causar los choques se obtiene de la masa de hidrógeno ionizado de la región y la velocidad del choque (v_{sh}) encontrada:

$$E_{sh} = \frac{1}{2} M_{HII} v_{sh}^2 . \quad (\text{Ec. 5.6})$$

En la Tabla 5.1 se compara la energía requerida para generar los choques observados, según el modelo de Dopita y Sutherland (1996) con la energía cinética que podría producir cada candidato (independiente del modelo) y comprobar si es factible que sea producida o no por éste. En la Tabla 5.2 aparecen los parámetros de choques de acuerdo con el modelo de Allen *et al.* (2008); la energía cinética de los candidatos es la misma de la Tabla 5.1.

Tabla 5.1 Parámetros de choques en regiones de Arp 143 de acuerdo con el modelo de Dopita y Sutherland (1998).

Región	v_{sh} [km/s]	B [μ G]	Log E_{sh} [erg]	Log E_k [erg]	Log (E_{sh} / E_k)
R1b	170	0.24	51.34	55.33	-4.00
R2	160	0.43	51.87	55.81	-3.94
R3a	230	0.12	52.20	55.99	-3.78
R3c	170	0.57	51.94	55.97	-4.03
R4a	210	0.37	49.55	54.88	-5.33
D2	230	2.25	49.62	54.30	-4.67

Tabla 5.2 Parámetros de choques en regiones de Arp 143 de acuerdo con el modelo de Allen *et al.* (2008).

Región	v_{sh} [km/s]	B [μ G]	Log E_{sh} [erg]	Log (E_{sh} / E_k)
R1b	130	5.4	51.09	-4.25
R2	125	10.0	51.64	-4.17
R3a	185	10.0	52.00	-3.99
R3c	135	7.5	51.74	-4.23
R4a	155	3.0	49.30	-5.58
D2	155	3.9	49.30	-4.99

De acuerdo a la última columna de las Tablas 5.1 y 5.2, sólo se necesita un pequeño porcentaje menor al 0.02% de la energía cinética liberada por los posibles candidatos para generar los choques en Arp 143; por lo que es muy posible que los choques sí estén generados por supernovas y vientos estelares, de acuerdo a lo inferido por *starburst99*. Si se toma en cuenta la edad de los brotes (4.9–7.2 Myr) y el hecho de que los vientos son menos importantes después de los 5 Myr, el mejor candidato para generar la mayoría de los choques son las explosiones de supernovas.

Para concluir, es necesario recalcar que las estrellas masivas proveen suficiente energía como para crear choques, pero dado que hay otras regiones con esta energía en las que los choques no se observan, no es posible llegar a una conclusión firme.

Conclusiones

6.1. Conclusiones

Arp 143 y Arp 141 son galaxias anilladas resultado de colisiones galácticas y están formadas por la galaxia con el anillo (rica en gas) y una galaxia compañera. Alrededor del anillo tienen regiones HII muy brillantes en $H\alpha$, cuyo continuo estelar está dominado por estrellas azules. Estas regiones tienen colores corregidos por extinción y dilución de $V=15.64-20.02$ mag y $(B-V)=-0.14-0.47$ mag. Se trata de regiones HII gigantes, ya que alcanzan radios de $0.2-1.9$ kpc y masas de $M_{HII}=2.3 \times 10^2-6.1 \times 10^4 M_{\odot}$. Los núcleos de ambas galaxias interactuantes están dominados por estrellas rojas más viejas.

Las regiones HII de Arp 143 tienen luminosidades de $L_{H\alpha} \sim 2.5 \times 10^{39}-6.0 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ y el núcleo de $L_{H\alpha}=4.2 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$; las regiones de Arp 141 (incluyendo al núcleo) tienen luminosidades de $L_{H\alpha} \sim 8.1 \times 10^{38}-1.1 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$; siendo más brillantes que las regiones HII típicas e incluso más que algunas regiones HII gigantes conocidas. Globalmente, Arp 143 alcanza un valor de $L_{H\alpha} \sim 6.7 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ y Arp 141 de $L_{H\alpha} \sim 3.9 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$. En ambas galaxias la extinción es de $A_V=0.4-1.2$ mag en las regiones HII y de $A_V=1.6$ mag en el núcleo de Arp 143.

El hecho de que los colores (y por lo tanto las edades) de las regiones HII sean muy similares, hace pensar que la formación estelar fue causada por un mismo fenómeno reciente alrededor del anillo, como la expansión de la onda de densidad radial resultante de la formación del anillo debida a la interacción de las galaxias; lo cual puede considerarse como un brote instantáneo de formación estelar tanto en Arp 143 como en Arp 141. De acuerdo con este escenario, en Arp 143 hubo un primer brote estelar hace más de 10 Myr y la formación estelar reciente data de hace 5–7 Myr; en Arp 141 la formación estelar es de hace 7–13 Myr, lo cual puede indicar formación estelar continua.

El ligero enrojecimiento en algunas regiones implica la posible existencia de dos brotes en Arp 143 y que la formación estelar podría ser continua para toda la edad del brote viejo. Según el modelo de dos brotes estelares, suponiendo una edad de 5 Myr en el brote más reciente de Arp 143, la formación estelar debió haber iniciado hace 7.5 Myr. Para Arp 141

se supuso una edad de 6 Myr para el brote reciente y se encontró un brote antiguo de 11–14 Myr. Las regiones HII del anillo tienen masas totales de estrellas de 10^6 – $10^7 M_{\odot}$, con un valor global de $M_{T^*}=1.2 \times 10^8 M_{\odot}$ en Arp 143 y $M_{T^*}=4 \times 10^7 M_{\odot}$ en Arp 141.

Usando una velocidad de expansión de $118 \pm 30 \text{ km s}^{-1}$ y un ancho para el anillo de 2.5 kpc, se estima una edad de 20 Myr para las poblaciones del anillo de Arp 143; lo cual es congruente con la edad de 5–7.5 Myr encontrada con los modelos, e implica que la formación estelar es reciente comparada con las poblaciones estelares de galaxias anilladas más antiguas como Cartwheel, que ha estado formando estrellas desde hace ~ 300 Myr.

Con el método R_{23} se obtuvieron abundancias químicas sobreestimadas para Arp 143 y Arp 141; alcanzando valores de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.37$ – 9.11 y $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=7.15$ – 8.47 para las regiones HII (incluyendo al núcleo de Arp 141), y de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=9.32$ y $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=8.91$ en el núcleo de Arp 143. Las abundancias de oxígeno muestran un gradiente de -0.058 para Arp 143 y de -0.13 para Arp 141.

Con los métodos empíricos ONS y NS, se mejoró el cálculo de las abundancias en las regiones HII de Arp 143 y Arp 141; las cuales adquieren valores de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.20$ – 8.49 y $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=7.05$ – 7.72 ; mostrando que la composición química de los discos es bastante uniforme y menor que la solar, muy parecidos a los de las galaxias normales y de otras galaxias anilladas colisionantes.

Las bajas metalicidades observadas sugieren que no ha habido un cambio drástico en la metalicidad de las galaxias desde la colisión; es decir, no ha habido formación estelar eficiente en los brotes estelares anteriores y las nuevas generaciones de estrellas no han tenido tiempo de enriquecer el medio circundante, incorporando los nuevos elementos al disco. También es posible que, debido a las interacciones galácticas, fuertes flujos hayan llevado el gas menos enriquecido a regiones más internas de la galaxia, diluyendo el gas en esas zonas y produciendo una disminución en las abundancias químicas.

El núcleo de Arp 143 es muy metálico por ser la parte más vieja de la galaxia, con abundancias de $12+\text{Log}(\text{O}/\text{H})=8.71$ y $12+\text{Log}(\text{N}/\text{H})=8.32$, las cuales decrecen radialmente hacia el anillo y las partes externas de este. El gradiente de abundancias obtenido mediante un ajuste, suponiendo el núcleo en el centro de la galaxia, es de -0.022 dex/kpc para Arp 143 y casi plano para Arp 141.

Arp 143 tiene una zona chocada en la porción noroeste del anillo, indicada por la presencia de fuertes líneas de oxígeno neutro [OI] $\lambda 6300$. Estos choques alcanzan velocidades de 160 a 230 km s^{-1} , según el modelo de Dopita y Sutherland (1996); y de 125 a 185 km s^{-1} , según el modelo de Allen *et al.* (2008); con campos magnéticos menores a 10 μG . Los choques podrían ser producidos por supernovas y, en menor medida, por vientos de estrellas muy masivas; tienen, junto con la fotoionización, un papel importante en la ionización de esa zona. El resto de las regiones HII en Arp 143 y la totalidad de ellas en Arp 141 se encuentran únicamente fotoionizadas.

6.2. Trabajo a futuro

Para finalizar, se exponen acciones con las que se podría continuar este estudio para llevar a resultados interesantes sobre las galaxias anilladas colisionantes.

Sería de utilidad realizar observaciones espectroscópicas con mayor profundidad, sobre todo, a fin de poder detectar la línea de [OII] $\lambda 4363$ y conocer así la temperatura de las regiones HII; para saber si existe alguna correlación o diferencia entre las temperaturas de las regiones ionizadas únicamente por estrellas de las ionizadas también por choques; las cuales también servirían para estudiar con mayor detalle el gas en el interior del anillo, así como más allá de él y los brazos observados por el equipo de Beirão en Arp 143.

Estas mismas observaciones servirían para realizar el estudio espectroscópico de las regiones HII de ambas galaxias que quedaron fuera de este estudio debido a que no hubo rendijas que pasaran sobre ellas; en especial las más cercanas al núcleo de Arp 141.

Observaciones fotométricas de más profundidad ayudarían a conocer con mayor detalle el interior de las regiones HII y a encontrar diferencias importantes entre los grumos embebidos en las mismas.

Estudios más profundos de las propiedades químicas y físicas de éstas y otras galaxias anilladas, para verificar si sus características actuales están relacionadas con las que poseían las galaxias originales. Además, se podrían usar modelos de colisiones entre galaxias para saber cómo eran Arp 143 y Arp 141 antes de la colisión. También podrían usarse nuevos modelos de evolución de poblaciones estelares que describan las edades de las regiones HII con mayor precisión.

Finalmente, podrían utilizarse modelos de choques para bajas metalicidades; así como buscar zonas de choques en otras galaxias anilladas mediante la detección espectroscópica de la línea de [OI] $\lambda 6300$; o bien, podría también profundizarse en el corte abrupto que tiene Arp 143 en el borde noroeste, para saber qué lo provoca y si está realmente relacionado con los choques en esa zona o únicamente es un alabeo del disco. Un estudio más profundo de las regiones cercanas al núcleo, e incluso de éste mismo, podría indicar si el desplazamiento del núcleo debido a la colisión ha dejado material chocado detrás de él, o si ya se diluyó en el disco original.

Bibliografía

Referencias

1. Abraham, R.G., Valdés, F., Yee, H.K.C. & van den Bergh, S. 1994, ApJ, 432, 75.
2. Allen, M.G., Groves, B.A., Dopita, M.A., Sutherland, R.S. & Kewley, L.J. 2008, ApJS, 178, 20.
3. Appleton, P.N., Ghigo, F.D., van Gorkom, J.H., Shombert, J.M. & Struck-Marcell, C. 1987, Nature, 330, 140.
4. Appleton, P.N., Schombert, J.M. & Robson, E.I. 1992, ApJ, 385, 491A.
5. Appleton, P.N. & Struck-Marcell, C. 1987, ApJ, 312, 566A.
6. Appleton, P.N. & Struck-Marcell, C. 1996, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 16, 111.
7. Arp, Halton. 1966, *Atlas of Peculiar Galaxies*.
8. Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A.J. 2005, in ASP Conf. Ser. 336, Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis, ed. T.G. Barnes, III, & F.N. Bash (ASP: San Francisco), 25.
9. Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A.J. & Scott, P. 2009, ARAA, 47, 481.
10. Baldwin, J.A., Phillips, M.M. & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5.
11. Beck, R. "Towards a New Era of Observing Cosmic Magnetic Fields". Proceedings of the ISKAF 2010 Science Meeting. 2010iska.meetE...3B.
12. Beirão, P., Appleton, P.N., Brandl, B.R., Seibert, M., Jarrett, T. & Houck, J.R. 2009, ApJ, 693, 1650B.
13. Bessell, M.S. 1990, PASP, 102, 1181.
14. Bransford, M.A., Appleton, P.N., Marston, A.P. & Charmandaris, V. 1998, AJ, 116, 2757.
15. Brocklehurst, M. 1971, MNRAS, 153, 471B.
16. Burbidge, E.M. & Burbidge, G.R. 1959, ApJ, 130, 12.
17. Burstein, D. & Heiles, C. 1982, AJ, 87, 1165.
18. Buta, R.J. 2013. *Planets, Stars and Stellar Systems*, Vol. 6, 1-89. Springer Netherlands.
19. Buta, R.J. & Combes, F. 1996. *Fundamentals of Cosmic Physics*, 17, 95.

20. Calzetti, D. 1997, AIPC, 408, 403C.
21. Cardelli, J.A., Clayton, G.C. & Mathis, J.S. 1989, ApJ, 345, 245C.
22. Chyzy, K. T. & Beck, R. 2004, IAUS, 217, 436C.
23. Coziol, R., Reyes, C., Considère, S., Davoust, E. & Contini, T. 1999, A&A, 345, 733.
24. Cruz-González, I., Carrasco, L., Ruiz, E., Salas, L., Skrutskie, M., Meyer, M., Sotelo, P., Barbosa, F., Gutiérrez, L., Iriarte, A., Cobos, F., Bernal, A., Sánchez, B., Valdéz, J., Argüelles, S., Conconi, P. 1994. *Instrumentation in Astronomy VIII*. D.L. Crawford & E.R. Craine, Editors, Proc. SPIE 2198, p. 774-780.
25. Dopita, M.A., Fischera, J., Sutherland, R.S., Kewley, L.J., Leitherer, C., Tuffs, R.J., Popescu, C.C., van Breugel, W. & Groves, B. 2006, ApJS, 167, 177.
26. Dopita, M.A., Groves, B.A., Fischera, J., Sutherland, R.S., Tuffs, R.J., Popescu, C.C., Kewley, L.J., Reuland, M. & Leitherer, C. 2005, ApJ, 619, 755.
27. Dopita, M.A., Kewley, L.J., Heisler, C.A. & Sutherland, R.S. 2000, ApJ, 542, 224.
28. Dopita, M.A., Kewley, L.J. & Sutherland, R.S. 2002, RMAAC, 17, 225.
29. Dopita, M.A. & Sutherland, R.S. 1995, ApJ, 455, 468.
30. Dopita, M.A. & Sutherland, R.S. 1996, ApJS, 102, 161.
31. Edmunds, M.G. & Pagel, B.E.J. 1978, MNRAS, 185, 78P.
32. Edmunds, M.G. & Pagel, B.E.J. 1984, MNRAS, 211, 507.
33. Estalella, R. & Anglada, G. 1999. *Introducción a la física del medio interestelar*. 2ª ed., Barcelona, Edicions de la Universitat de Barcelona.
34. Freeman, K.C. & de Vaucouleurs, G. 1974, ApJ, 194, 569.
35. Galavís, M.E., Mendoza, C. & Zeippen, C.J. 1997, A&AS, 123, 159.
36. Garnett, D.R. 1990, ApJ, 363, 142.
37. Gerber, R.A., Lamb, S.A. & Balsara, D.S. 1996, MNRAS, 278, 345.
38. Groves, B. & Kewley, L. 2008, ASP Conference Series, 390, 283.
39. Gusev, A.S., Pilyugin, L.S., Sakhibov, F., Dodonov, S.N. & Ezhkova, O.V. 2012, MNRAS, 424, 1930.

40. Higdon, J.L. 1995, ApJ, 455, 524.
41. Higdon, J.L. 1996, ApJ, 467, 241.
42. Higdon, J.L. & Higdon, S.J.U. 2010, ASP Conference Series, 423, 12.
43. Higdon, J.L., Rand, R.J. & Lord, S.D. 1997, ApJ, 489, L133.
44. Higdon, J.L., Smith, B.J., Lord, S.D. & Rand, R.J. 1995, ApJ, 438, L79.
45. Hunter, D.A., Guillet, F.C., Gallagher, J.S., Rice, W.L. & Low, F.J. 1986, ApJ, 303, 171.
46. Jeske, N.A. 1986, PhD thesis, Univ. of California, Berkeley.
47. Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M. & Donner, K.J. 1996, *Fundamental Astronomy*. Alemania, Springer-Verlag, Segunda Edición.
48. Keel, W., Kennicutt, R.C.Jr., Hummel, E. & van der Hulst, J.M. 1985, AJ, 90, 708K.
49. Kennicutt, R.C.Jr. 1998, ARA&A, 36, 189K.
50. Kewley, L.J. & Dopita, M.A., 2002, ApJS, 142, 35.
51. Kewley, L.J., Dopita, M.A., Heisler, C.A. & Sutherland, R.S. 2000, RevMexAA Serie de Conferencias, 9, 163.
52. Kewley, L.J., Groves, B. Kauffmann, G. & Heckman, T. 2006, MNRAS, 372, 961.
53. Kormendy, J. & Bender, R. 1996, ApJ, 464, L119.
54. Kormendy, J. & Bender, R. 2012, ApJS, 198, 2.
55. Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J.D., González-Delgado, R.M., Robert, C., Kune, D.F., de Mello, D.F., Devost, D. & Heckman, T.M. 1999, ApJS, 123, 3.
56. López-Sánchez, A.R. & Esteban, C. 2010, A&A, 517, A85.
57. Lynds, R. & Toomre, A. 1976, ApJ, 209, 382.
58. Mayya, Y.D. 1995, AJ, 109, 2503.
59. Mayya, Y.D. 1997, ApJL, 482, L149.
60. Mapelli, M., Moore, B., Giordano, L., Mayer, L., Colpi, M., Ripamonti, E. & Callegari, S. 2007, MNRAS, 383, 230.

61. Márquez, I., Masegosa, J., Moles, M., Varela, J., Bettoni, D. & Galletta, G. 2002, A&A, 393, 389.
62. Mazzarella, J.M. & Boroson, T.A. 1993, ApJS, 85, 27.
63. McCall, M.L., Rybski, P.M. & Shields, G.A. 1985, ApJS, 57, 1.
64. McCray, R. & Kafatos, M. 1987, ApJ, 317, 190.
65. McGaugh, S.S. 1991, ApJ, 380, 140.
66. McLean Ian S. 1997. *Electronic Imaging in Astronomy: Detectors and Instrumentation*. Inglaterra, John Wiley & Sons.
67. Osterbrock, D. E. 1989. *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. California, University Science Books.
68. Pagel, B.E.J., Edmunds, M.G., Blackwell, D.E., Chun, M.S. & Smith, G. 1979, MNRAS, 189, 95.
69. Pagel, B.E.J., Simonsen, E. A., Terlevich, R.J. & Edmunds, M.G. 1992, MNRAS, 255, 325.
70. Peimbert, M. & Costero, R. 1969, Bol. Obs. Tonantzintla Tacubaya, 5, 3.
71. Péquignot, D., Petitjean, P., & Boisson, C. 1991, A&A, 51, 680P.
72. Pilyugin, L.S. & Mattsson, L. 2011, MNRAS, 412, 1145.
73. Pilyugin, L.S. 2001a, A&A, 369, 594.
74. Pilyugin, L.S. 2001b, A&A, 374, 412.
75. Pilyugin, L.S. & Thuan, T.X. 2005, ApJ, 631, 231.
76. Pilyugin, L.S., Vílchez, J.M. & Contini, T. 2004, A&A 425, 849.
77. Pilyugin, L.S., Vílchez, J.M. & Thuan, T.X. 2010, ApJ, 720, 1738.
78. Renzini, A. & Voli, M. 1981, A&A, 94, 175.
79. Rich, J.A., Kewley, L.J. & Dopita, M.A. 2011, ApJ, 734, 87.
80. Richer, M.G. & McCall, M.L. 1995, ApJ, 445, 642.
81. Rodríguez, M. & García-Rojas, J. 2010, ApJ, 708, 1551.

82. Romano, R. 2006. *Estudio fotométrico en bandas ópticas e infrarrojas de galaxias anilladas y su comparación con predicciones teóricas*. Tesis Doctoral, INAOE, Puebla.
83. Romano, R., Mayya, Y.D., & Vorobyov, E.I. 2008, AJ, 136, 1259.
84. Sandage, Allan. 1975, *Classification and Stellar Content of Galaxies*.
85. Schneider, Peter. 2006. *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction*. Berlin, Springer.
86. Seaton, M.J. 1979, MNRAS, 185, 57P.
87. Shaw, R. A. & Dufour, R. J. 1995, PASP, 107, 896S.
88. Skillman, E.D. & Kennicutt, R.C. 1993, ApJ, 411, 655.
89. Struck, C. 1997, ApJS, 113, 269.
90. Struck, C., Appleton, P.N., Borne, K.D. & Lucas, R.A. 1996, AJ, 112, 1868.
91. Theys, J.C. & Spiegel, E.A. 1976, ApJ, 208, 650.
92. Theys, J.C. & Spiegel, E.A. 1977, ApJ, 212, 616.
93. Thurston, T.R., Edmunds, M.G. & Henry, R.B.C. 1996, MNRAS, 283, 990.
94. Tomisaka, K., Habe, A. & Ikeuchi, S. 1981, Ap&SS, 78, 273.
95. van den Bergh, S. 1998. *Galaxy Morphology and Classification*. Cambridge, Cambridge University Press.
96. van Zee, L., Salzer, J.J., & Haynes, M.P. 1998, ApJ, 497, L1-L4.
97. van Zee, L., Salzer, J.J., Haynes, M.P., O'Donoghue, A.A. & Balonek, T.J. 1998, AJ, 116, 2805.
98. Veilleux, S. & Osterbrock, D.E. 1987, ApJS, 63, 295.
99. Vila-Costas, M.B. & Edmunds, M.G. 1993, MNRAS, 265, 199.
100. Zaritsky, D., Kennicutt, R.C. & Huchra, J.P. 1994, ApJ, 420, 87.

Páginas consultadas en Internet

1. Cornell University Library (Astrophysics)
<http://arxiv.org/archive/astro-ph>
2. Mappings III Shock Model Library
<http://cdsweb.u-strasbg.fr/~allen/shock.html>
3. NASA/IPAC Extragalactic Database
<http://ned.ipac.caltech.edu>
4. The European homepage for the NASA/ESA Hubble Space Telescope
<http://www.spacetelescope.org>
5. The SAO/NASA Astrophysics Data System
<http://adsabs.harvard.edu>
6. The Sloan Digital Sky Survey (SDSS)
<http://www.sdss.org>

