



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE  
MÉXICO

---

---

FACULTAD DE CIENCIAS

Galaxias con Líneas de Emisión en el Campo del  
Cúmulo MS 0440.5+0204

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Física

PRESENTA:

Iliana Isabel Cortés Pérez

TUTOR:

Dr. Tomás Verdugo González



Cd. Universitaria, CD. MX., 2021



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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



*A mi mamá  
Puedo dudar de la existencia del Universo, pero no de tu amor*

*When I heard the learn'd astronomer,  
When the proofs, the figures, were ranged in columns before me,  
When I was shown the charts and diagrams, to add, divide, and measure them,  
When I sitting heard the astronomer where he lectured with much applause in the  
lecture-room,  
How soon unaccountable I became tired and sick,  
Till rising and gliding out I wander'd off by myself,  
In the mystical moist night-air, and from time to time,  
Look'd up in perfect silence at the stars.*

*Walt Whitman*



# Agradecimientos

Quiero comenzar por dar las gracias al Dr. Tomás Verdugo González. Me siento muy afortunada de tener su confianza, respaldo y todas las oportunidades que me ha dado. No tengo palabras para agradecer que le haya dedicado tanto de su tiempo a este trabajo. En cada proyecto que estuve involucrada bajo su tutela me sentí segura porque tenía su confianza. Que yo haya decidido dirigir mi vida académica hacia la astrofísica se lo debo en gran parte a usted.

No sólo por estos últimos años, sino por la vida entera, estaré agradecida con mi mamá, jamás lo hubiera conseguido sin ti. Espero algún día lograr todo lo que has soñado.

A mi abuela y mi familia, que siempre han confiado en mí. A Roberto, por el apoyo que nos ha dado a mi mamá y a mí en todo este tiempo.

Tengo la fortuna de vivir los días con alguien que me inspira a crecer y ser mejor persona. Gracias Imanol, por tanto amor y por estar ahí siempre. La felicidad que me das sólo se compara con la de mirar el cielo estrellado.

Cuando alguien me pregunta cómo es estudiar física, hasta hace unos meses lo primero que se me venía a la mente eran las tareas, las prácticas de laboratorio y los exámenes. Ahora mi primer pensamiento es mi otra familia, la que he escogido todos los días durante los últimos cinco años. A Tania, Andrés, Gabriel, Jonathan e Iván. Que mis amigos de primer semestre sigan siendo mis mejores amigos es una de las cosas más valiosas que la física me ha dejado. En los tiempos malos y buenos, saber que estaban junto a mí siempre me hizo salir adelante. Si tuviera un hermano o hermana desearía que diera los abrazos como Jon, que me apoyara como lo hace Tania, que fuera tan considerado como Gabriel, se riera conmigo como Iván y que fuera tan fácil hablar con él o ella como lo es con Andrés. Gracias Miguel, por enseñarme que ustedes son lo mejor que me ha pasado. Aunque la vida nos separe, los recuerdos que tengo a su lado es lo que me llevo de estos años. Las risas no faltaron.

Algunas veces, la persona con quien puedes contar en todo momento es la misma que ha estado a tu lado todo el tiempo. Gracias Ana, por ser mi persona.



Un día, mi profesora de historia me dijo que los alumnos deben aprender con maestro, sin maestro y a pesar del maestro, algo que sin duda me hizo valorar a los maestros apasionados por la enseñanza con los que me he encontrado que, para mi suerte, han sido varios. Gracias Monserrat Balderas González, Yolanda Orduña Rodríguez, Renato Noguera Sierra, Carmen Corvera, Patricio Luna Ramales, Víctor Manuel Romero Rochín, Jorge Amín Seman Harutinian, Luis Manuel Hernández Gallardo, Rosario Paredes y Rocío Jáuregui Renaud.

Gracias a mis amigas de danza, todas hacen que la vida sea ligera y feliz, aun a la distancia.

Al Dr. José Antonio de Diego Onsurbe, por sus comentarios sobre éste y todos los trabajos relacionados. A la Dra. Verónica Motta, por su ayuda y buenos deseos.

A mis sinodales. Gracias Dra. Irene Cruz González, Dra. Beatriz Fuentes Madariaga, Dr. José Antonio de Diego Onsurbe y Dr. Juan Claudio Toledo Roy. Por tomarse el tiempo de leer mi tesis con tanto cuidado y por sus comentarios.

A mi escuela, la Facultad de Ciencias y la Universidad Nacional Autónoma de México. Que me dieron la educación y oportunidades necesarias para perseguir el sueño de ser astrónoma.

Muchas veces durante la carrera, mis amigos y yo soñamos que tal vez nosotros hubiéramos podido hacer grandes descubrimientos (como la naturaleza ondulatoria de la luz, las lunas de Júpiter o el teorema de Pitágoras) de haber nacido en otras épocas. Tal vez eso habría sido una realidad para ellos. Yo sería, con suerte, la aprendiz que se quedaría sin reconocimiento; aunque lo más probable es que hubiera sido una mujer iletrada. El derecho que hoy tengo de estudiar y aprender sobre las cosas que más me apasionan se lo debo a todas las mujeres que han luchado por nuestra libertad, las mujeres cuyos nombres nunca se escribieron en los libros. Sin la lucha feminista, hoy yo no podría ni pensar en ser física. Nunca más una ciencia sin nosotras.

Revolución, Libertad y Conciencia.





# Resumen

Se presentan los resultados de la búsqueda de Galaxias con Líneas de Emisión (ELGs) y Emisores Lyman Alfa (LAEs) en el campo del cúmulo de galaxias MS 0440.5+0204, usando Espectroscopia Multi Objeto (MOS) con el instrumento OSIRIS (Optical System for Imaging and low-intermediate-Resolution Integrated Spectroscopy) en el Gran Telescopio Canarias (GTC). Los candidatos fueron seleccionados previamente, usando los Filtros Sintonizables (TFs) de OSIRIS, en un rango espectral que ubica la línea Ly $\alpha$  con un corrimiento al rojo entre  $6.5 < z < 6.6$ . Después de analizar los datos espectroscópicos, se encontraron principalmente ELGs a bajo corrimiento al rojo, aunque no fueron hallados LAEs. De los 14 objetos estudiados se identificaron 6 ELGs en un rango de corrimientos al rojo entre  $z = 0.2126$  y  $z = 0.8608$ . Asimismo, se exponen las propiedades físicas de estas seis ELGs: ancho equivalente (EW), flujo integrado y luminosidad (de las líneas [OII] $\lambda$ 3727, H $\alpha$ , [OIII] $\lambda$ 5007, H $\beta$  y [NII] $\lambda$ 6583), así como su tasa de formación estelar (SFR). Los valores encontrados de las SFRs (entre 0.03 y 5.587  $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ), calculadas mediante [OII] $\lambda$ 3727, [OIII] $\lambda$ 5007, [OIII] $\lambda$ 5007+H $\beta$  y H $\alpha$ , son consistentes con datos reportados de otras ELGs en el mismo rango de corrimientos al rojo. Finalmente, clasificamos las galaxias haciendo uso de las propiedades halladas, encontrando que cuatro de ellas son Galaxias HII y dos galaxias compuestas HII-LINERs (Regiones Nucleares de Líneas de Emisión de Baja Ionización).



# Índice general

<b>Portada</b>	<b>I</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>V</b>
<b>Resumen</b>	<b>IX</b>
<b>Índice general</b>	<b>XI</b>
<b>Índice de figuras</b>	<b>XV</b>
<b>Índice de tablas</b>	<b>XIX</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Motivación del trabajo . . . . .	1
1.2. Galaxias con líneas de emisión . . . . .	2
1.2.1. Líneas de emisión . . . . .	2
1.2.2. Clasificación espectral . . . . .	4
1.2.2.1. Galaxias HII . . . . .	5
1.2.2.2. LINERs . . . . .	6
1.2.2.3. Galaxias Seyfert . . . . .	6
1.2.3. Diagramas de diagnóstico . . . . .	8
1.2.4. Importancia . . . . .	10
1.3. Propiedades físicas de las galaxias . . . . .	10
1.3.1. Corrimiento al rojo . . . . .	11
1.3.2. Anchura a media altura y ancho equivalente . . . . .	13
1.3.3. Flujo y luminosidad . . . . .	14
1.3.4. Tasa de formación estelar . . . . .	16
1.4. Espectroscopía . . . . .	17
1.4.1. Elementos ópticos dispersivos . . . . .	19
1.4.2. Espectroscopía no dispersiva . . . . .	20
1.5. Sondeos . . . . .	21
1.6. El cúmulo MS 0440.5+0204 . . . . .	23
1.7. Antecedentes y marco de referencia . . . . .	24
1.8. Objetivos . . . . .	29
1.8.1. Objetivo general . . . . .	29
1.8.2. Objetivos particulares . . . . .	29

<b>2. Metodología</b>	<b>31</b>
2.1. OSIRIS-GTC	31
2.1.1. OSIRIS-TF	32
2.1.2. OSIRIS-MOS	33
2.2. Datos astronómicos	33
2.3. Reducción de datos	37
2.3.1. IRAF	37
2.3.2. Reducción estándar	38
2.3.2.1. Transformación en mosaicos	38
2.3.2.2. Corrección por bias	39
2.3.2.3. Corrección por flat	41
2.3.3. Calibración en longitud de onda	43
2.3.3.1. Identificación de líneas y calibración en longitud de onda	43
2.3.4. Sustracción del cielo	45
2.3.5. Calibración en flujo	47
2.4. Procedimiento para calcular el corrimiento al rojo	48
2.5. Metodología para calcular el EW, FWHM y flujo integrado	50
<b>3. Resultados</b>	<b>53</b>
3.1. Espectros	53
3.2. Identificación de líneas de emisión y corrimiento al rojo de los objetos	61
3.2.1. Escrutinio visual	61
3.2.2. La muestra final de galaxias	70
3.3. Comparación con OSIRIS-TF	75
3.4. Flujo integrado, EW, luminosidad y SFR de la muestra final de galaxias	80
3.5. Clasificación de las galaxias	84
3.6. Discusión	86
<b>4. Conclusiones</b>	<b>89</b>
4.1. Sumario y conclusiones	89
4.2. Trabajo a futuro	90
<b>A. Definiciones y conceptos</b>	<b>93</b>
<b>B. Rutinas de IRAF</b>	<b>107</b>
B.1. Abrir mosaicos (mscimage)	107
B.2. Combinar imágenes (imcombine)	109
B.3. Operaciones entre imágenes (imarith)	111
B.4. Respuesta del CCD y normalizar flat (response)	112
B.5. Identificar líneas de emisión en una lámpara de calibración (identify)	113
B.6. Ajustar una función de dispersión a la identificación de líneas (reidentify)	115
B.7. Graduar en longitud de onda la lámpara de calibración (fitcoords)	117
B.8. Calibrar una imagen científica a en longitud de onda (transform)	118
B.9. Extraer el espectro unidimensional (apall)	119
B.10. Quitar el cielo de fondo (background)	122

B.11. Identificar la estrella fotométrica (standard) . . . . .	123
B.12. Caracterizar la respuesta del CCD (sensfunc) . . . . .	124
B.13. Calibrar la imagen científica en flujo (calibrate) . . . . .	125
B.14. Calcular corrimiento al rojo (xcsao) . . . . .	126
<b>C. Comparación con OSIRIS-TF de los objetos 327 y 1361</b>	<b>131</b>
<b>Glosario</b>	<b>133</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>137</b>



# Índice de figuras

1.1. Transiciones y espectro de emisión del átomo de hidrógeno. . . . .	3
1.2. Espectro de la Galaxia HII NGC 5457. . . . .	5
1.3. Espectro de la galaxia LINER NGC 1052. . . . .	7
1.4. Espectro de la galaxia Seyfert II NGC 1667. . . . .	7
1.5. Diagramas Diagnóstico para clasificar ELGs . . . . .	9
1.6. Diagrama de Hubble . . . . .	12
1.7. FWHM y EW de una línea espectral. . . . .	14
1.8. Radiación isotrópica de una fuente luminosa. . . . .	15
1.9. Espectrógrafo dispersivo. . . . .	18
1.10. El cúmulo MS 0440. . . . .	23
1.11. Efecto del continuo asimétrico en la detección de LAEs. . . . .	25
1.12. Selección de candidatos alrededor de MS 0440. . . . .	26
1.13. Datos fotométricos del Candidato 383. . . . .	28
2.1. Posición de las rendijas de los objetos observados . . . . .	34
2.2. Espectros de los objetos en el campo de MS0440.5+0204.1. . . . .	35
2.3. Flats espectroscópicos. . . . .	35
2.4. Bias espectroscópicos. . . . .	36
2.5. Espectros de una lámpara de calibración de HgAr. . . . .	36
2.6. Espectro de la estrella Feige110. . . . .	36
2.7. Proceso de reducción de datos astronómicos. . . . .	37
2.8. Interfaz de IRAF . . . . .	38
2.9. Imagen mosaico . . . . .	39
2.10. Master Bias. . . . .	40
2.11. Sustracción de Bias . . . . .	40
2.12. Master Flat . . . . .	42
2.13. Normalización de Flat. . . . .	42
2.14. Corrección por Flat. . . . .	43
2.15. Espectros de la lámpara de Neón, antes y después de realizar la calibración en longitud de onda . . . . .	44
2.16. Calibración en longitud de onda . . . . .	45
2.17. Espectro bidimensional del objeto 830. . . . .	46
2.18. Sustracción del cielo. . . . .	46
2.19. Tarea background. . . . .	47
2.20. Espectro de la estrella Feige 110. . . . .	48
2.21. Entorno de la tarea xcsao . . . . .	50



## ÍNDICE DE FIGURAS

---

2.22. Interfaz de spectool . . . . .	51
2.23. Análisis con spectool. . . . .	52
3.1. Candidato 327 . . . . .	54
3.2. Candidato 383 . . . . .	54
3.3. Candidato 565 . . . . .	55
3.4. Candidato 830 . . . . .	55
3.5. Candidato 1128 . . . . .	56
3.6. Candidato 1266 . . . . .	56
3.7. Candidato 1361 . . . . .	57
3.8. Candidato 1382 . . . . .	57
3.9. Objeto 4 . . . . .	58
3.10. Objeto 15 . . . . .	58
3.11. Objeto 7 . . . . .	59
3.12. Candidato 268 . . . . .	59
3.13. Candidato 936 . . . . .	60
3.14. Candidato 1101 . . . . .	60
3.15. Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 383 . . . . .	62
3.16. Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 565 . . . . .	63
3.17. Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 830 . . . . .	64
3.18. Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 1128 . . . . .	65
3.19. Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 1266 . . . . .	66
3.20. Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 1382 . . . . .	67
3.21. Espectro bidimensional del objeto 327 . . . . .	68
3.22. Comparación del objeto 327 con líneas del cielo . . . . .	68
3.23. Espectro bidimensional del objeto 1361 . . . . .	69
3.24. Identificación de líneas de emisión del objeto 383 por RVSAO . . . . .	71
3.25. Identificación de líneas de emisión del objeto 565 por RVSAO . . . . .	71
3.26. Identificación de líneas de emisión del objeto 830 por RVSAO . . . . .	72
3.27. Identificación de líneas de emisión del objeto 1266 por RVSAO . . . . .	72
3.28. Identificación de líneas de emisión del objeto 1382 por RVSAO . . . . .	73
3.29. Ajuste Gaussiano a una línea de emisión del objeto 1128 . . . . .	74
3.30. Ajuste de la longitud de onda en los TFs . . . . .	76
3.31. Comparación entre TFs y MOS del objeto 383 . . . . .	76
3.32. Comparación entre TFs y MOS del objeto 565 . . . . .	77
3.33. Comparación entre TFs y MOS del objeto 830 . . . . .	77
3.34. Comparación entre TFs y MOS del objeto 1128 . . . . .	78
3.35. Comparación entre TFs y MOS del objeto 1266 . . . . .	78
3.36. Comparación entre TFs y MOS del objeto 1382 . . . . .	79
3.37. Tasa de Formación Estelar en los objetos . . . . .	82
3.38. SFR en función del corrimiento al rojo . . . . .	83
3.39. Clasificación de ELGs I . . . . .	84
3.40. Clasificación de ELGs II . . . . .	84
A.1. Extinción interestelar . . . . .	98

A.2. Extinción atmosférica . . . . .	99
A.3. Clasificación morfológica de las galaxias. . . . .	100
A.4. LBG observada en tres filtros diferentes . . . . .	102
A.5. Historia Cósmica del Universo. . . . .	103
A.6. Lente gravitacional puntual . . . . .	103
C.1. Comparación entre TF y MOS de los objetos 327 y 1361 . . . . .	131



# Índice de tablas

1.1. Clases de espectrógrafos de acuerdo con su resolución . . . . .	19
1.2. Predicciones de Victoria-Ceballos (2016). . . . .	27
2.1. Características de OSIRIS-GTC . . . . .	32
2.2. Características de los grismas disponibles en OSIRIS . . . . .	33
2.3. Correspondencia entre rendijas, candidatos y localización. . . . .	34
2.4. Regiones de las rendijas . . . . .	41
2.5. Líneas de emisión prominentes en las ELGs <sup>a</sup> . . . . .	49
3.1. Corrimientos al rojo obtenidos después de la identificación visual de las líneas de emisión . . . . .	61
3.2. Identificación de las líneas de emisión por RVSAO . . . . .	70
3.3. Corrimiento al rojo de los objetos. . . . .	73
3.4. Ancho Equivalente de las líneas de emisión analizadas . . . . .	80
3.5. Flujo Integrado de las líneas de emisión analizadas . . . . .	80
3.6. Luminosidad mínima de las líneas de emisión analizadas . . . . .	81
3.7. Luminosidad máxima de las líneas de emisión analizadas . . . . .	81
3.8. Comparación con las predicciones . . . . .	85
A.1. Clasificación Estelar de Harvard . . . . .	99
A.2. Características típicas de las galaxias. . . . .	100



# Introducción

A principios del Siglo XX, Henrietta Swan Leavitt examinó la variabilidad de las estrellas Cefeidas en la Nube Menor de Magallanes (Leavitt & Pickering, 1912), y halló una relación entre la luminosidad y el periodo de estas estrellas (Ley de Leavitt) que permitió calcular con precisión su distancia. En una época en la que aún se discutía si la Vía Láctea conformaba la totalidad del Universo, el descubrimiento de Henrietta Leavitt revolucionó para siempre la astronomía. Años más tarde Edwin Hubble observó Cefeidas en Andrómeda y, usando la Ley de Leavitt pudo concluir que la Vía Láctea es una entre tantas galaxias en el Universo (Hubble, 1926b).

Hubble fue el primero en proponer una clasificación morfológica de dichos objetos (Hubble, 1926a). Pero las galaxias se pueden clasificar no sólo por su morfología, sino también por sus índices de color, características espectrales, actividad estelar, entre otras (Schneider, 2007).

En la presente tesis se estudian ELGs. Siendo este primer capítulo, de corte introductorio, donde se sientan las bases teóricas para el posterior análisis de datos observacionales (espectroscópicos) de objetos extragalácticos.

La primera sección (§ 1.1) explica, *grosso modo*, la motivación de esta tesis; después, se encuentra una revisión bibliográfica de las ELGs (Sección § 1.2); en la Sección § 1.3 se exponen las propiedades físicas de las galaxias a estudiar; la Sección § 1.4 presenta las bases de la espectroscopía como método de estudio de dichas galaxias; en la Sección § 1.5 se describe la búsqueda de galaxias en la esfera celeste; las particularidades del campo en donde se centra el estudio de este trabajo se encuentran en la Sección § 1.6; por último, los antecedentes y el marco de referencia, así como los objetivos de esta tesis se pueden consultar en las secciones § 1.7 y § 1.8, respectivamente.

## 1.1 Motivación del trabajo

El estudio de las ELGs es fundamental para comprender no sólo cómo evolucionan las galaxias, sino como dicha evolución está conectada a la historia misma del Universo (ver § 1.2 y § 1.3). Al examinar, por ejemplo, espectroscópicamente las galaxias (sus líneas espectrales, luminosidad, el número de estrellas que producen, etc.), sus propiedades físicas pueden ser entendidas. Este trabajo busca estudiar ELGs en el campo del

cúmulo de galaxias MS 0440.5+0204 usando Espectroscopia Multi Objeto (MOS) con el instrumento OSIRIS (Optical System for Imaging and low-intermediate-Resolution Integrated Spectroscopy) en el Gran Telescopio Canarias (GTC) (ver Capítulo 2). Este cúmulo de galaxias ha sido estudiado previamente buscando Emisores Lyman Alfa (LAEs), e identificando potenciales candidatos a ser ELGs (ver § 1.7), sin embargo tales estudios carecían de un análisis espectroscópico detallado. Así nace la motivación de la presente tesis, que es, a saber, ampliar dichos trabajos preliminares, para confirmar la presencia de ELGs (en particular LAEs) en el campo de MS 0440.5+0204 y estudiar sus propiedades físicas, así como corroborar las capacidades de los filtros sintonizables de OSIRIS para detectar ELGs.

### 1.2 Galaxias con líneas de emisión

Entre las galaxias existe un grupo cuyo espectro tiene marcadas líneas de emisión, que se originan en las nubes de gas ionizadas por estrellas masivas o por la radiación en los núcleos activos de galaxias, denominadas *Galaxias con Líneas de Emisión*. Las ELGs son típicamente galaxias espirales de tipo tardío e irregulares<sup>1</sup>; aunque cualquier galaxia activa con alta tasa de formación estelar (SFR; ver § 1.3.4) es candidata a ser ELG (Kennicutt, 1992; Osterbrock & Ferland, 2006). El propósito de esta sección es sentar antecedentes sobre estos objetos extragalácticos, su clasificación e importancia; no sin antes discutir la naturaleza de las líneas de emisión que caracterizan a sus espectros.

#### 1.2.1 LÍNEAS DE EMISIÓN

De acuerdo con el modelo de Bohr (véase Anexo A), la energía de un átomo de hidrógeno, dependiente de la órbita en la que se encuentra el electrón, está dada por:

$$E = \frac{\hbar^2}{8m_e a_0 n^2}, \quad (1.1)$$

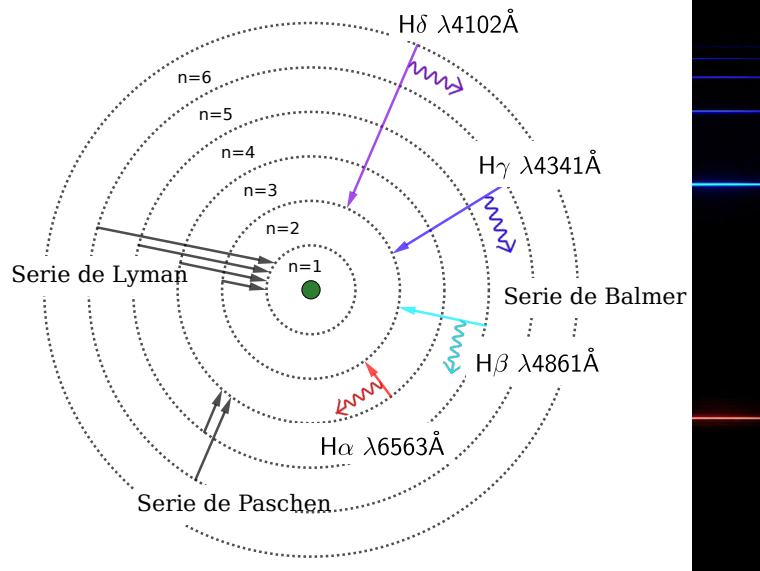
donde  $\hbar$  es la constante de Planck reducida,  $m_e$  la masa del electrón,  $a_0$  el radio de Bohr y  $n_i$  el número de órbita, que puede expresarse como:

$$\frac{1}{\lambda} = \frac{13.6eV}{hc} \left( \frac{1}{n_1} - \frac{1}{n_2} \right). \quad (1.2)$$

La ecuación 1.2 indica que la energía del electrón disminuye conforme se sitúa en órbitas más alejadas del núcleo. Un átomo adquiere energía cuando uno de sus electrones pasa de un nivel menor a uno mayor absorbiendo un fotón y pierde energía cuando emite un fotón que hace cambiar el electrón de un nivel lejano a uno cercano al núcleo. Este proceso se traduce en espectros de absorción y emisión, respectivamente (Bohr, 1913).

---

<sup>1</sup>Consultar *Clasificación morfológica de las galaxias* en Anexo A.



Adaptado de: Olmo & Nave (2019)

**Figura 1.1:** Transiciones y espectro de emisión del átomo de hidrógeno.

Anders Jonas Ångstrom señaló que, en el rango de luz visible, el espectro del hidrógeno se compone por una línea roja, una verde-azul y una violeta. Si el electrón pasa a  $n_1 = 1$  de cualquier otra órbita, los fotones pertenecen a la serie de Lyman en el ultravioleta (UV), si  $n_1 = 2$  a la serie de Balmer en el visible, si  $n_1 = 3$  a la serie de Paschen en el infrarrojo (IR). Generalmente, se utilizan letras griegas para definir las transiciones, por ejemplo, en la serie de Balmer están H $\alpha$ (3  $\rightarrow$  2), H $\beta$ (4  $\rightarrow$  2) y H $\gamma$ (5  $\rightarrow$  2), con las longitudes de onda que indica la Figura 1.1. El hidrógeno emite la línea Ly $\alpha$ (2  $\rightarrow$  1) en 1215Å (Nanni, 2015).

Al igual que el hidrógeno, los átomos o iones pueden producir líneas de emisión cuando sus electrones cambian de estado cuántico. Los principales procesos, fuera de la Tierra, que producen líneas espectrales son recombinación, excitación colisional y fotoexcitación.

### I. RECOMBINACIÓN

El proceso mediante el cual un ion atrapa un electrón en un estado ligado  $n$  y emite un fotón, cuya energía es la suma de la energía cinética del electrón más la energía de ligadura del estado, se denomina recombinación radiativa (Rybicki & Lightman, 1991). Existe también la recombinación dielectrónica, en donde se captura un electrón y con su energía se excita a otro, lo que provoca que el nuevo estado doblemente excitado decaiga emitiendo un fotón (Knapp, 1996).

Las líneas de emisión que resultan de estos procesos se llaman *líneas de recombinación* y se designan con el nombre del átomo recombinado. Sus intensidades son proporcionales a la abundancia de la especie recombinada, siendo las más



## 1. INTRODUCCIÓN

---

comunes HI ( $\text{H}^+ + e^-$ ), HeI ( $\text{He}^+ + e^-$ ) y HeII ( $\text{He}^{++} + e^-$ ). Las líneas de recombinación de elementos más pesados son, por varios órdenes de magnitud, más débiles que las de hidrógeno y helio (Stasinska, 2008).

### II. EXCITACIÓN COLISIONAL

La interacción de átomos con termoelectrones puede originar una emisión de fotones si el estado de reposo de dichos átomos es de baja energía, como en el caso de  $\text{O}^+$ ,  $\text{O}^{++}$  y  $\text{N}^+$ . Aunque la abundancia de estos elementos es baja, su potencial de excitación es del orden de  $kT$  ( $k$  es la constante de Boltzman y  $8000 \lesssim T \lesssim 12000\text{K}$ , una temperatura que es posible alcanzar en una nebulosa) lo cual favorece la emisión de líneas por este proceso; a diferencia del hidrógeno o helio, cuya contribución de líneas colisionalmente excitadas es menor.

Las probabilidades de transición de estas líneas son escasas pero las condiciones del medio difuso (nebulosas) las hacen posibles, lo cual sería difícilmente logrado bajo condiciones de laboratorio. A estas líneas de emisión se les conoce como *líneas prohibidas* (e.g. [OII] $\lambda$ 3727,  $\lambda$ 3730, [OIII] $\lambda$ 5007) y se denotan entre corchetes (Osterbrock & Ferland, 2006).

### III. FOTOEXCITACIÓN

Se da cuando un fotón, que no tiene suficiente energía cinética para fotoionizar el sistema, es absorbido por un átomo haciendo que un electrón cambie a un estado de energía mayor. La fotoluminiscencia (de líneas permitidas) se da cuando el electrón regresa al estado original radiando un fotón con energía igual a la diferencia entre los estados (May *et al.*, 2007). Un ejemplo de este proceso son las líneas OIII $\lambda$ 3133, 3444 que surgen de la fotoexcitación debida a la emisión de HeII $\lambda$ 304 (ver Kastner & Bhatia, 1996 y referencias ahí mostradas).

#### 1.2.2 CLASIFICACIÓN ESPECTRAL

Las principales características del espectro de una galaxia son: el *continuo*, que es una superposición de la emisión de la población estelar y cualquier otro tipo de materia radiante; la *discontinuidad en 4000Å* dada por la absorción de fotones con alta energía provenientes de estrellas; *líneas de absorción*, causadas por los fotones que atraviesan el medio interestelar siendo absorbidos por el gas y polvo; y *líneas de emisión*, como las mencionadas en la Subsección §1.2.1 (Schneider, 2007; Driver, 2014).

Las ELGs son galaxias con prominentes líneas de emisión que se clasifican en: Galaxias HII, LINERs (Regiones Nucleares de Líneas de Emisión de Baja Ionización) y Seyfert (Sy). Estas dos últimas presentan núcleos activos<sup>1</sup> y existen métodos, que se discutirán más adelante, para diferenciarlas de las galaxias con regiones HII. Se debe realizar la distinción porque las galaxias HII tienen acentuadas líneas de emisión de origen puramente estelar mientras que la preponderancia de las líneas de emisión en el

---

<sup>1</sup>Consultar *Galaxias con Núcleo Activo* en Anexo A.

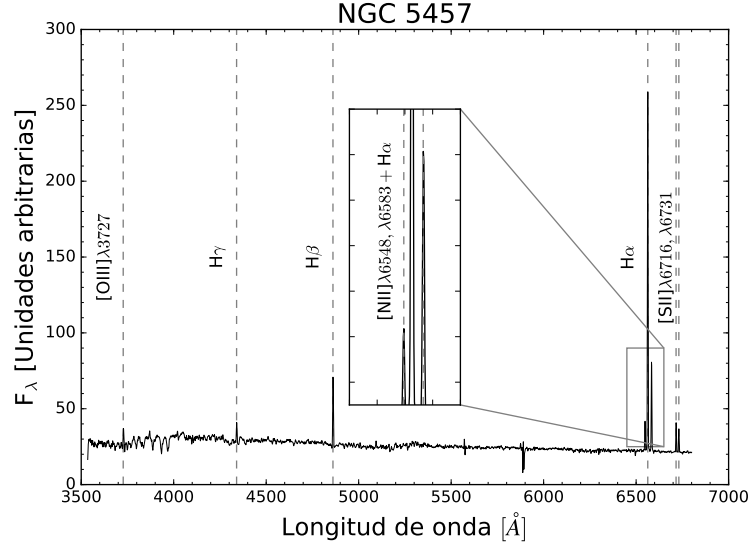


Figura 1.2: Espectro de la Galaxia HII NGC 5457.

espectro de LINERs y Sy no es debida a las estrellas en la galaxia (Rola *et al.*, 1997; Marziani *et al.*, 2017).

### 1.2.2.1 Galaxias HII

En una galaxia, las estrellas calientes<sup>1</sup> emiten luz ultravioleta que transfiere energía al gas del medio interestelar por fotoionización. Los fotones que sobrepasan el potencial de ionización del hidrógeno (13.6eV) son absorbidos, y el exceso de energía se libera como energía cinética en un fotoelectrón. Una región del espacio donde el hidrógeno está ionizado se conoce como región HII.

La línea  $\text{H}\alpha$  en  $\lambda = 6563 \text{\AA}$  es el mejor trazador de hidrógeno ionizado. En las regiones HII la luminosidad de las líneas de la serie de Balmer es directamente proporcional a los flujos ionizantes de las estrellas contenidas (Osterbrock & Ferland, 2006). La fotoionización de elementos pesados puede ser producida por estrellas jóvenes y masivas; el doblete de emisión  $[\text{OII}]\lambda 3727, 3730$  es la característica más acentuada después de la línea de emisión  $\text{H}\alpha$ , aunque en promedio  $[\text{OII}]$  tiene la mitad de flujo que  $\text{H}\alpha$  (Kennicutt, 1992).

En la Figura 1.2 se observa el espectro de NGC 5457, clasificada como una galaxia con regiones HII. La línea más intensa es  $\text{H}\alpha$  seguida de  $\text{H}\beta$  e incluso se observa la tercera línea de Balmer,  $\text{H}\gamma$ . También está presente la emisión de  $[\text{OII}]\lambda 3727$ . Los datos y la identificación de líneas fueron obtenidos de Lira *et al.* (2007).

<sup>1</sup>Estrellas O (véase *Clasificación Estelar* en Anexo A) con temperatura  $T_\star \sim 30000\text{K}$ .

## 1. INTRODUCCIÓN

---

### 1.2.2.2 LINERs

Heckman (1980) realizó un sondeo espectroscópico concluyendo que las LINERs tienen espectros, en el rango óptico, dominados por líneas de emisión de baja ionización. Por ejemplo, [OII], con potencial de ionización igual a 54.94 eV; [NII], cuyo potencial de ionización es 29.60 eV; y [SII] con potencial de ionización de 23.34 eV (Kramida *et al.*, 2018). Por el contrario, las LINERs muestran líneas débiles cuando el potencial de ionización es alto. Estas características son evidencia de actividad inusual en el núcleo de las galaxias que los albergan, probablemente no asociadas con la actividad estelar.

Algunos de los criterios, basados en la intensidad de las líneas de emisión, para diferenciar LINERs de otras ELGs son (Heckman, 1980; Filippenko & Terlevich, 1992; Rola *et al.*, 1997):

- $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007 \geq 1$
- $[\text{OI}]\lambda 6300/[\text{OIII}]\lambda 5007 \geq \frac{1}{3}$
- $[\text{NII}]\lambda 6583/\text{H}\alpha \geq 0.6$
- $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) \leq 0.5$
- $\text{EW}([\text{OII}]\lambda 3727)/\text{EW}(\text{H}\beta) > 3.5$
- $\text{EW}(\text{H}\beta) < 10\text{\AA}$

donde EW es el ancho equivalente, definido en § 1.3.2. En la Figura 1.3 se muestra el espectro de NGC 1052, objeto al que Heckman estudió y clasificó como LINER. Es visible un pronunciado doblete de [OIII], H $\alpha$  está combinada con el doblete [NII], asimismo se distingue [SII]. Los datos fueron obtenidos de Jones *et al.* (2009) y la identificación de líneas está basada en el trabajo de Peterson (1997).

### 1.2.2.3 Galaxias Seyfert

Después de descubrir galaxias espirales con líneas fuertes y anchas que emiten desde su núcleo, Carl Keenan Seyfert (1941) concluyó que éstas eran huéspedes de enérgicas actividades no estelares; aunque el término “Galaxia Seyfert” lo utilizó por primera vez de Vaucouleurs (1960). Una Galaxia Seyfert (SyG) es un objeto espiral con un núcleo compacto mucho más brillante que el de las galaxias comunes. Su distribución espectral muestra un grado de excitación más alto que el requerido para producir [OII] y [NeIII], con anchas líneas de emisión (Sersic, 1982).

Las SyG representan alrededor del 1% de las galaxias espirales y la mayoría son de tipo Sc o Sb<sup>1</sup>. Weedman (1977) las clasificó de acuerdo con el ancho de sus líneas de emisión en dos tipos:

- Seyfert I (SyI): El EW de las líneas prohibidas es considerablemente más angosto que el de las líneas de hidrógeno, *e.g.* NGC 5584.

---

<sup>1</sup>Consultar *Clasificación morfológica de las galaxias* en Anexo A.

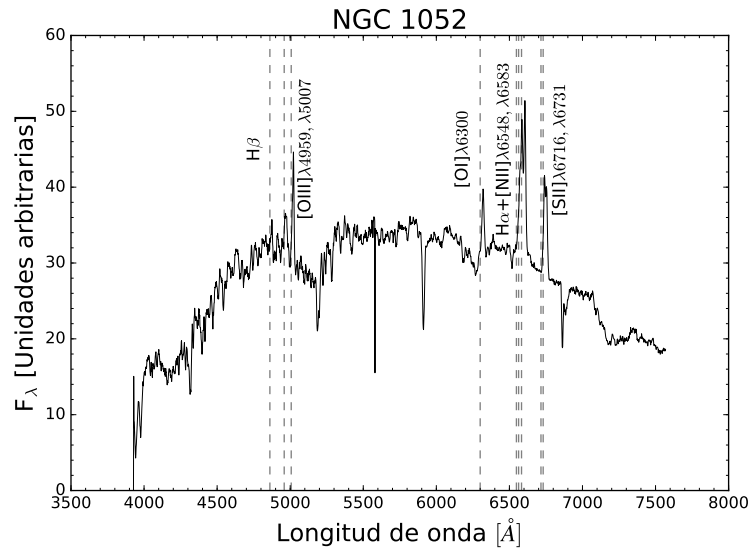


Figura 1.3: Espectro de la galaxia LINER NGC 1052.

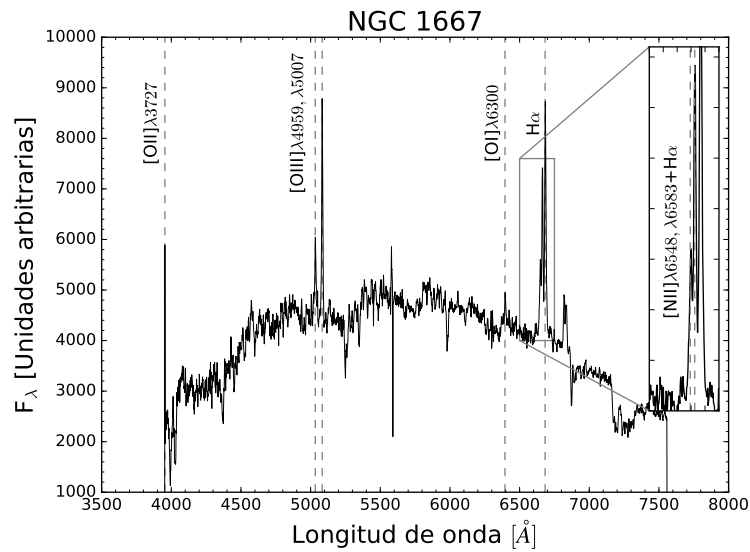


Figura 1.4: Espectro de la galaxia Seyfert II NGC 1667.

- Seyfert II (SyII): Líneas prohibidas y de hidrógeno con el mismo ancho, *e.g.* NGC 1068.

La Figura 1.4 muestra el espectro de una SyII. Además de la línea  $H\alpha$  se advierten otras de oxígeno y nitrógeno, el ancho de éstas no difiere demasiado de las de hidrógeno. Los datos fueron obtenidos de Jones *et al.* (2009) y la identificación de líneas de Peterson (1997).

## 1. INTRODUCCIÓN

---

### 1.2.3 DIAGRAMAS DE DIAGNÓSTICO

La distinción entre ELGs con líneas provenientes de procesos estelares y galaxias con núcleo activo se puede realizar por medio de *Diagramas de Diagnóstico* (DDs) espectroscópicos. Estos DDs hacen uso de modelos de fotoionización que permiten obtener el límite superior para la localización de regiones fotoionizadas por estrellas O/B<sup>1</sup>; ELGs por encima de este límite deben albergar un núcleo activo (Stasinska, 2008; Marziani *et al.*, 2017; Rola *et al.*, 1997).

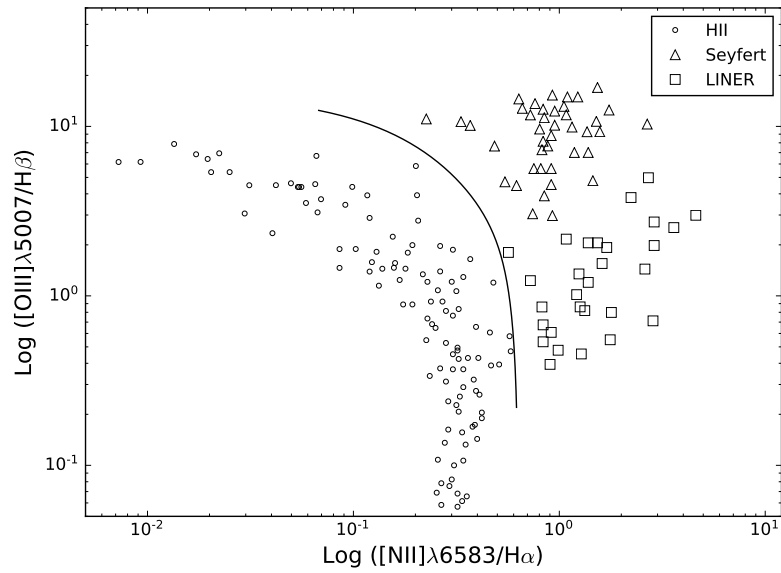
El más famoso de estos DDs es el Diagrama BPT, propuesto por Baldwin *et al.* (1981), que compara los cocientes  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  vs.  $[\text{NII}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$  (ver 1.5a; la curva sólida es una división empírica para diferenciar galaxias HII). Los fotones de Núcleos Activos de Galaxias (AGNs) son más energéticos que aquellos procedentes de estrellas masivas que ionizan las regiones HII, en consecuencia producen líneas por excitación colisional, que serán más brillantes que las de recombinación dadas por la ionización estelar. Veilleux & Osterbrock (1987) propusieron diagramas complementarios:  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  vs.  $[\text{SII}]\lambda 6731/\text{H}\alpha$  y  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  vs.  $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ , en donde las regiones HII forman una región angosta dentro de ellos.

Sin embargo, en el caso de galaxias que se encuentran a un corrimiento al rojo ( $z$ ; ver § 1.3.1) mayor a 0.4,  $\text{H}\alpha$  y  $[\text{NII}]\lambda 6583$  salen de la ventana óptica. Rola *et al.* (1997) propusieron un DD basado en  $\text{O}[\text{II}]\lambda 3727$  y  $\text{H}\beta$  (ver 1.5b), dado que estas líneas se encuentran en el rango óptico para  $z$  de hasta 0.75. Estos autores utilizaron el EW de las líneas de emisión, ya que este valor es independiente de la extinción (véase Anexo A). La línea horizontal se definió por inspección de la distribución del cociente  $\text{EW}([\text{OII}]\lambda 3727)/\text{EW}(\text{H}\beta)$ ; cerca de 79 % de las galaxias con núcleo activo de la muestra están por encima de 3.5. Es importante mencionar que para la distinción entre LINERs y SyG fue necesario un análisis posterior, aunque los resultados se reflejen en las gráficas de la figura.

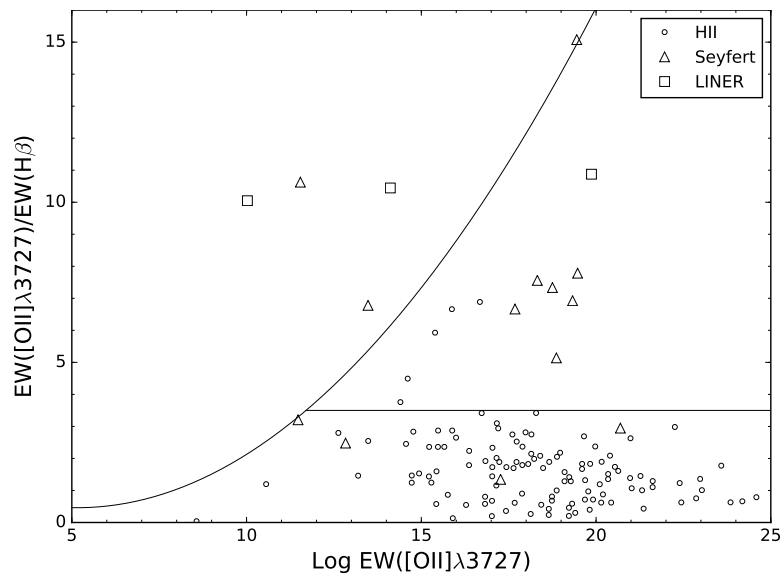
Las principales desventajas de la clasificación de ELGs a través de DDs es que requieren medir de manera precisa de tres a cuatro líneas de emisión, las cuales pueden encontrarse embebidas en el espectro de absorción de la galaxia huésped (Marziani *et al.*, 2017). La distinción exacta es difícil de precisar debido, entre otras razones, a la incertidumbre en el espectro de la atmósfera estelar (Rola *et al.*, 1997).

---

<sup>1</sup>Ver *Clasificación Estelar* en Anexo A.



a) Adaptado de: Peterson (1997).



b) Adaptado de: Rola et al. (1997).

**Figura 1.5:** Diagramas Diagnóstico para clasificar ELGs.

## 1. INTRODUCCIÓN

---

### 1.2.4 IMPORTANCIA

Una forma de estudiar la composición química y las condiciones físicas de las galaxias y su entorno, ya sea en el Universo cercano o a grandes corrimientos al rojo, es analizando sus líneas de emisión.

De hecho, en Galaxias HII,  $H\alpha$  es utilizada para calcular cuantitativamente la SFR (ver § 1.3.4). Además de  $H\alpha$ , en general, las líneas de recombinación y las prohibidas son sensibles a la SFR; cuando el corrimiento al rojo es alto ( $z > 0.5$ ) se utiliza  $[OII]\lambda 3727$ , que se desplaza al rango óptico (Kennicutt, 1992). Además de la SFR, existen diagnósticos empíricos basados en líneas de emisión como la temperatura y densidad electrónica, abundancias de iones y elementos, estimación de la temperatura efectiva de las estrellas ionizantes y la distinción entre galaxias con regiones HII y AGNs (Padovani *et al.*, 2017).

Las ELGs son una componente clave de la población de galaxias del Universo en cualquier época y, por lo tanto, constituyen un punto de referencia para los modelos cosmológicos sobre el origen y la evolución de las galaxias. Determinar la historia de su formación estelar, es decir, si produjeron sus estrellas en el Universo temprano o tardío es una importante restricción observacional para los modelos de evolución galáctica (Stasinska, 2008).

Una hipótesis, ampliamente aceptada, sobre la evolución del Universo es el modelo  $\Lambda$ CDM<sup>1</sup>, que explica la dinámica de la materia por medio de una posible energía del vacío proveniente de una constante cosmológica (Riess *et al.*, 1998; Perlmutter *et al.*, 1999). Las Oscilaciones Acústicas Bariónicas<sup>2</sup> (BAO) son una forma de medir la historia de expansión del Universo (Seo & Eisenstein, 2003). Para calcular la constante cosmológica  $\Lambda$  con BAO es necesario medir distancias en función del corrimiento al rojo (Escoffier *et al.*, 2012), identificando sus líneas de emisión; ahí yace la necesidad de observar ELGs en el marco de la cosmología. Comprender la naturaleza de  $\Lambda$ , y si existe o no, con base en las observaciones astronómicas es fundamental para interpretar la historia y futuro del Universo.

## 1.3 Propiedades físicas de las galaxias

Las galaxias, al igual que cualquier sistema físico, son descriptibles en términos cuantitativos. Un análisis espectroscópico de objetos astronómicos no se limita a la identificación de líneas de emisión y absorción. Existen mediciones obtenidas del espectro directamente relacionadas con propiedades físicas de las galaxias. En esta sección se estudiarán algunas de esas cantidades.

---

<sup>1</sup>Ver *Modelo  $\Lambda$ CDM* en Anexo A.

<sup>2</sup>Ver *Oscilaciones Acústicas Bariónicas* en Anexo A.

## 1.3.1 CORRIMIENTO AL ROJO

La longitud de onda de cada línea espectral observada en los objetos extragalácticos se encuentra desplazada respecto de las líneas de emisión en reposo (*i.e.* las medidas en un laboratorio). En astronomía se utiliza la letra  $z$  para denotar el cambio en la longitud de onda

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_e} = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} \Rightarrow 1 + z = \frac{\lambda_o}{\lambda_e}. \quad (1.3)$$

En la ecuación 1.3,  $\lambda_o$  es la longitud de onda observada y  $\lambda_e$  es la emitida.  $z$  es comúnmente llamado el corrimiento al rojo, dado que si  $z > 0$  una línea espectral en el visible será desplazada hacia la parte roja del espectro.

El cambio en la longitud de onda, medida por un observador en movimiento relativo respecto a la fuente, puede ser interpretado como efecto Doppler. Aunque conceptualmente es diferente, ya que dicho cambio en la longitud de onda se origina por la expansión del Universo. Si  $v/c \ll 1$ , entonces el cambio en la longitud de onda será como lo indica la ecuación 1.4, con  $v$  la velocidad relativa de la fuente respecto al observador (Karttunen *et al.*, 2016):

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_e} = \pm \frac{v}{c}. \quad (1.4)$$

De (1.3) y (1.4), se infiere la expresión para el corrimiento al rojo en función de la velocidad:

$$v = cz. \quad (1.5)$$

Si el movimiento de los cuerpos extragalácticos fuese aleatorio, entonces se deberían medir el mismo número de  $z$  negativos que positivos. Sin embargo, las observaciones indican que estos valores son predominantemente positivos, de lo cual se infiere que las galaxias se están alejando (Sartori, 1996).

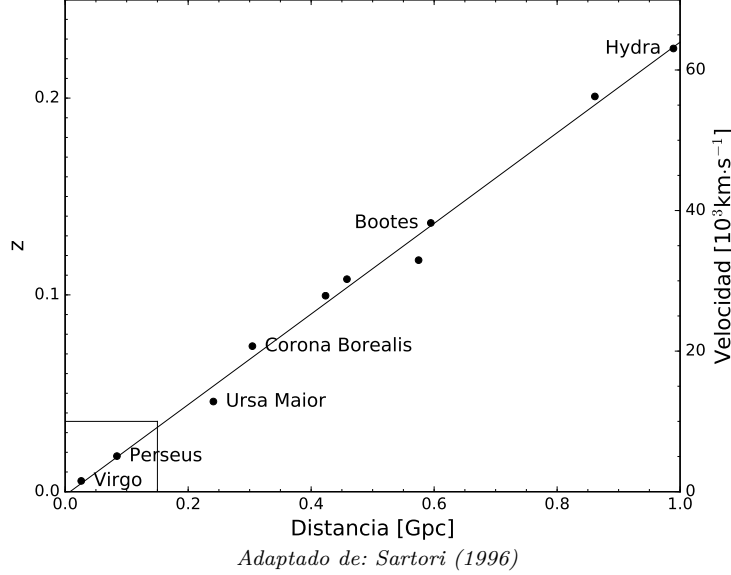
Hubble (1929) graficó la velocidad relativa en función de la distancia de 18 galaxias y descubrió que existía una relación lineal entre ellas, lo que el día de hoy se conoce como la Ley de Hubble-Lemaître (IAU, 2018). Si existe dicha relación lineal, aunada al resultado de la ecuación 1.5, se concluye que el corrimiento al rojo es proporcional a la distancia. Posteriores estudios confirmaron que la dependencia lineal es válida para corrimientos al rojo de hasta 0.2 (Sartori, 1996; Karttunen *et al.*, 2016). Ver Figura 1.6.

La pendiente de la recta ajustada en el diagrama de Hubble (Figura 1.6), con velocidad en función de la distancia, es conocida como la constante de Hubble ( $H_0$ ). La ecuación 1.6 expresa la Ley de Hubble-Lemaître.

$$v = H_0 d. \quad (1.6)$$

Partiendo de que el Universo está en expansión, se escoge un sistema coordenado  $x$  en el tiempo  $t = t_0$  tal que la distancia  $\vec{r}(t)$  a cualquier tiempo esté determinada por





**Figura 1.6:** Diagrama de Hubble. Las galaxias que usó originalmente Edwin Hubble están en el recuadro de la esquina inferior izquierda. El eje vertical derecho indica la velocidad y el izquierdo el corrimiento al rojo.

un factor de escala  $a(t)$ , con  $\vec{r}(t) = a(t)x$ . Es posible hallar la tasa de dicha expansión al calcular la velocidad como la derivada de la posición como:

$$\vec{v}(\vec{r}, t) = \frac{d}{dt}\vec{r}(t) = \frac{da}{dt}x = \dot{a}x = \frac{\dot{a}}{a}\vec{r}(t) \equiv H(t)\vec{r}(t), \quad (1.7)$$

donde  $H(t)$  se conoce como parámetro de Hubble, y se expresa:

$$H(t) \equiv \frac{\dot{a}}{a}. \quad (1.8)$$

La ecuación 1.7 es una generalización de la ecuación 1.6 para un tiempo arbitrario. Establece que cualquier observador en el Universo en expansión observará un campo de velocidad isotrópico que sigue la Ley de Hubble-Lemaître.

Sobre un rayo de luz, que viaja de cualquier punto del Universo a otro, se pueden colocar dos observadores separados por una distancia  $dr$ ; dichos observadores experimentan un movimiento relativo debido a la expansión cósmica, de acuerdo con la ecuación 1.7, que es posible medir como un corrimiento al rojo de la luz, dado por  $d\lambda/\lambda = dz = dv/c$ ; a la luz le toma un tiempo  $dt = dr/c$  llegar de un observador a otro. Así, de la ecuación 1.7 se obtiene que:

$$\frac{d\lambda}{\lambda} = \frac{dv}{c} = \frac{H}{c}dr = Hdt = \frac{da}{a}. \quad (1.9)$$

La expresión  $d\lambda/\lambda = da/a$  tiene como solución:

$$\lambda(a) = a\lambda_o. \quad (1.10)$$

Al combinar las ecuaciones 1.3 y 1.10 se obtiene la relación entre el corrimiento al rojo y el factor de escala

$$1 + z = \frac{1}{a}. \quad (1.11)$$

El modelo estándar cosmológico, que considera un Universo homogéneo e isotrópico en expansión, el cual puede ser descrito por la métrica de Friedmann-Robertson-Walker (léase Segal, 1976; Sartori, 1996), utiliza comúnmente al factor de escala  $a(t)$  como una variable. Sin embargo, para la mayoría de las fuentes extragalácticas el corrimiento al rojo es la única información que se conoce, y si  $a$  es una función monótonica del tiempo también lo es  $z$ . El corrimiento al rojo es tan buen indicador de la distancia como lo es el factor de escala (Schneider, 2007).

### 1.3.2 ANCHURA A MEDIA ALTURA Y ANCHO EQUIVALENTE

Las líneas espectrales no son infinitamente delgadas, se expanden en un rango de longitudes de onda (ver *ancho de línea* en Anexo A). Para una línea espectral de ensanchamiento  $\gamma$  e intensidad máxima  $I_0$ , el perfil natural de línea está dado por la ecuación

$$I(\nu) = \frac{\gamma}{2\pi} \frac{I_0}{(\nu - \nu_0)^2 + \gamma^2/4}. \quad (1.12)$$

En la frecuencia central ( $\nu = \nu_0$ ), la ecuación 1.12 se transforma en:

$$I(\nu_0) = \frac{2}{\pi\gamma} I_0, \quad (1.13)$$

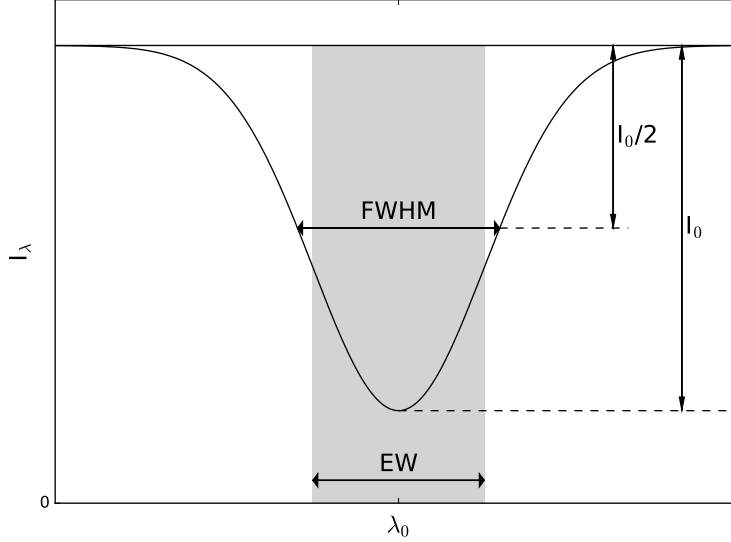
y en la frecuencia  $\nu = \nu_0 + \gamma/2$ :

$$I(\nu_0 + \gamma/2) = \frac{1}{\pi\gamma} I_0 = \frac{1}{2} I(\nu_0). \quad (1.14)$$

Es decir,  $\gamma$  es el ancho del perfil de línea a una profundidad donde la intensidad es la mitad del máximo, es decir, la Anchura a Media Altura (FWHM; ver Figura 1.7). Se relaciona con la desviación estándar como:

$$FWHM = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma, \quad (1.15)$$

donde  $\sigma$  es la desviación estándar del ajuste gaussiano sobre la línea. En general, las líneas espectrales no tienen la forma del perfil dado por la ecuación 1.12. El perfil de la línea es la convolución de los perfiles producidos por diferentes mecanismos de ensanchamiento (ver Anexo A).



Adaptado de: Karttunen et al. (2016)

**Figura 1.7:** Anchura a Media Altura y Ancho Equivalente de una línea espectral.

Por otro lado, el EW es ancho de un rectángulo cuya área es la misma que la del perfil de la línea (ver Figura 1.7). Para un espectro normalizado, *i.e.*  $I_0 = 1$ , la ecuación 1.16 describe el EW de una línea espectral.

$$EW = \left| \int_{\Delta\lambda} (1 - I_N(\lambda)) d\lambda \right|. \quad (1.16)$$

El EW no es el ancho de línea, sino la magnitud de la fuerza de una línea de emisión o absorción. Describe la energía correspondiente a una línea espectral, independientemente de la forma del perfil (Karttunen *et al.*, 2016; Chromey, 2016). El EW puede ser usado para clasificar objetos astronómicos (ver § 1.2.3), y se relaciona con el FWHM por medio de la expresión:

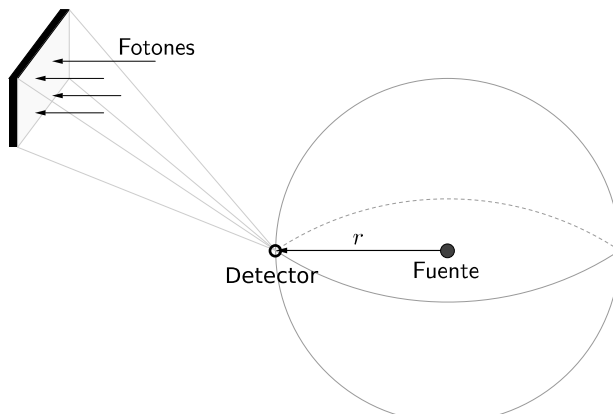
$$\delta(EW) \simeq 1.5 \frac{\sqrt{FWHM \cdot \rho}}{SNR}, \quad (1.17)$$

donde  $\delta(EW)$  es la incertidumbre del EW,  $\rho$  es la relación pixel-longitud de onda y SNR la relación señal a ruido<sup>1</sup> de la línea de emisión (Cayrel, 1988).

### 1.3.3 FLUJO Y LUMINOSIDAD

Los fotones recibidos por un detector dependen de la energía de la fuente radiativa, pero también de la distancia entre dicha fuente y el observador. Es necesario distinguir dos cantidades que cuantifican la energía recibida: el flujo y la luminosidad.

<sup>1</sup>Ver *Relación señal a ruido* en Anexo A.



Adaptado de: Chromey (2016)

**Figura 1.8:** Radiación isotrópica de una fuente luminosa.

La densidad de flujo, o simplemente flujo, es la energía por unidad de tiempo por unidad de área. Es decir, la cantidad de fotones que llegan a un receptor de determinada superficie en un intervalo de tiempo conocido. Sus unidades en sistema cgs son  $\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-2}$ . Por otro lado, la luminosidad es la energía total que emite la fuente por unidad de tiempo. Es decir, la luminosidad es el flujo total. Sus unidades son  $\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$  en el sistema cgs (Chromey, 2016).

Si la fuente radía isotrópicamente, su energía a una distancia  $r$  está distribuida uniformemente sobre una esfera de superficie  $4\pi r^2$  (ver Figura 1.8). Entonces, la luminosidad se relaciona con la densidad de flujo como:

$$L = 4\pi r^2 F. \quad (1.18)$$

Dado que en la presente tesis estamos estudiando objetos a alto  $z$ , el factor  $r$  en la ecuación 1.18 es la distancia luminosa ( $D_L$ ), así:

$$L = 4\pi D_L^2 F, \quad (1.19)$$

donde  $D_L$  está dada por

$$D_L = (1 + z)X(z, \Omega_M, \Omega_\Lambda), \quad (1.20)$$

siendo  $X(z, \Omega_M, \Omega_\Lambda)$  una función del modelo cosmológico, que en este trabajo hemos asumido como  $\Lambda$ CDM, con  $H_0=71.0 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0.266$  y  $\Omega_\Lambda = 0.734$  (véase Anexo A).

El flujo observado de una galaxia no es igual al flujo que emite originalmente (flujo intrínseco). El polvo absorbe fotones de origen estelar con longitud de onda en el UV-visible y los re-emite en el IR lejano, es decir, la galaxia se enrojece. A esta pérdida de radiación se le conoce como *extinción* (Karttunen *et al.*, 2016).

El flujo de una galaxia, corregido por extinción, es:

## 1. INTRODUCCIÓN

---

$$F_i(\lambda) = F_o(\lambda)10^{0.4E_S(B-V)K(\lambda)}, \quad (1.21)$$

donde  $F_i(\lambda)$  es el flujo intrínseco de la galaxia,  $F_o(\lambda)$  el flujo observado y  $E_S(B - V)$  el exceso de color<sup>1</sup> del continuo estelar. Por otro lado,  $K(\lambda)$  es la curva de enrojecimiento o extinción (ver Anexo A) por polvo en regiones extendidas de galaxias con brote estelar. Esta expresión no asume ninguna geometría del polvo dentro de las galaxias y es un resultado empírico, dada por (Calzetti, 1999):

$$K(\lambda) = \begin{cases} 2.659 \left( -1.857 + \frac{1.040}{\lambda} \right) + 4.88 & 0.63\mu\text{m} \leq \lambda \leq 2.20\mu\text{m} \\ 2.659 \left( -2.156 + \frac{1.509}{\lambda} - \frac{0.198}{\lambda^2} + \frac{0.011}{\lambda^3} \right) + 4.88 & 0.12\mu\text{m} \leq \lambda \leq 0.63\mu\text{m} \end{cases} \quad (1.22)$$

El exceso de color del continuo estelar  $E_S(B - V)$  es aproximadamente 0.44 veces el exceso de color  $E(B - V)$  derivado del cociente de las línea de emisión de origen nebular,  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  principalmente:

$$E_S(B - V) = (0.44 \pm 0.03)E(B - V). \quad (1.23)$$

En la presente tesis, consideraremos que nuestros objetos son galaxias con formación estelar y supondremos que  $0.12 \pm 0.10 \leq E(B - V) \leq 0.60 \pm 0.06$ , siendo este rango tomado de la muestra de Calzetti *et al.* (2000). Por lo tanto  $0.05 \pm 0.04 \leq E_S(B - V) \leq 0.26 \pm 0.04$ .

### 1.3.4 TASA DE FORMACIÓN ESTELAR

La SFR es la masa de estrellas que se forman por año en una galaxia, generalmente se usan las unidades  $\text{M}_\odot \cdot \text{yr}^{-1}$ . Este indicador es crucial para conocer la naturaleza física de las galaxias y de vital importancia para constreñir los modelos de evolución galáctica (*e.g.* Bicker *et al.*, 2002).

La SFR puede derivarse a partir de la luminosidad del continuo en el radio, IR lejano y UV, o con las líneas de emisión (Schneider, 2007). En particular, las líneas de recombinación reemiten de manera eficaz la luminosidad estelar a partir de la discontinuidad Lyman (ver § 1.7), por lo tanto, representan una manera directa de sondear a la población joven y masiva de las galaxias<sup>2</sup>, dado que son las estrellas con estas características las que contribuyen significativamente al flujo ionizante.

Como la emisión  $\text{H}\alpha$  proviene principalmente de las regiones HII que se forman alrededor de estrellas jóvenes y calientes ( $T \sim 10^4\text{K}$ ), la línea  $\text{H}\alpha$  es el principal trazador de SFR. Para calcular el factor de conversión entre la luminosidad y la SFR, generalmente, se hace uso de modelos de síntesis evolutiva. La luminosidad de  $\text{H}\alpha$  se relaciona con la SFR a través de la siguiente expresión (Kennicutt *et al.*, 1994):

---

<sup>1</sup>Ver *Color* en el Anexo A.

<sup>2</sup>Estrellas con tiempos de vida  $< 20\text{Myr}$  y masas  $> 10\text{M}_\odot$ .

$$SFR(H\alpha)(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} \cdot L_{H\alpha}(\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}). \quad (1.24)$$

Cuando las galaxias se localizan a un corrimiento al rojo  $z > 0.4$ ,  $H\alpha$  ya no se encuentran en el rango óptico. La segunda línea de emisión más intensa en el espectro de una galaxia es el doblete  $[\text{OII}]\lambda 3727$  (Ver Tabla 2.5). Aunque la luminosidad de las líneas prohibidas no está directamente relacionada con la luminosidad ionizante, la excitación de  $[\text{OII}]\lambda 3727$  puede ser calibrada (a través de su cociente con  $H\alpha$ ) como un trazador de la SFR:

$$SFR([\text{OII}])(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) = 1.4 \times 10^{-41} \cdot L_{[\text{OII}]}(\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}), \quad (1.25)$$

donde  $[\text{OII}]$  depende de la temperatura y densidad, además del grado de ionización y la metalicidad (ver Anexo A) del gas (Gallagher *et al.*, 1989; Kennicutt, 1992; Rosa-González *et al.*, 2002).

Además de la emisión  $[\text{OII}]\lambda 3727$ , aunque con menos frecuencia, es utilizada la línea  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ . Esta línea es poco empleada, ya que dado el alto nivel de ionización de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ , su luminosidad depende fuertemente de la temperatura del gas ionizado y la metalicidad de la galaxia. La relación entre la luminosidad de esta línea y la SFR se encuentra a través del cociente con  $H\alpha$ .

Carollo & Lilly (2001) reportan que, con base en una muestra de galaxias que presentan corrimientos al rojo  $0.5 < z < 1.0$ , es probable que el cociente entre las líneas  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  y  $H\alpha$  no haya cambiado en este rango de corrimientos al rojo. De acuerdo con Hippelein *et al.* (2003), en promedio, la razón entre los flujos de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  y  $H\alpha$  cumple  $F[\text{OIII}]/F[H\alpha] \sim 0.9$  en galaxias a  $z \approx 0.25$ , y calculan la SFR como:

$$SFR([\text{OIII}])(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) = 1 \times 10^{-41} \cdot L_{[\text{OIII}]}(\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}). \quad (1.26)$$

En los espectros de baja resolución es común encontrar la línea  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  mezclada con  $H\beta$ , de modo que es necesario considerar esta contribución para el cálculo del factor de conversión entre la luminosidad y SFR (Drozdovsky *et al.*, 2005):

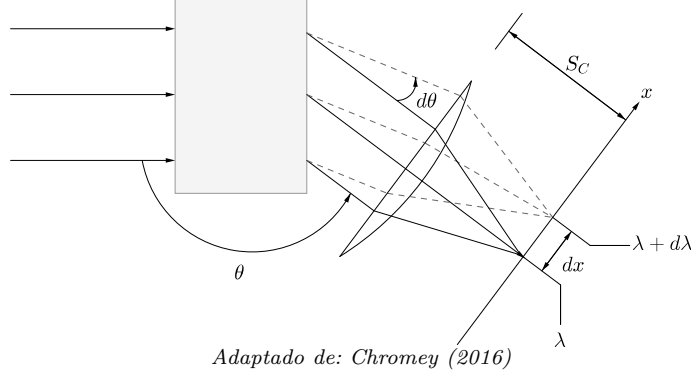
$$SFR([\text{OIII}]+H\beta)(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) = 6 \times 10^{-42} \cdot L_{[\text{OIII}]+H\beta}(\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}). \quad (1.27)$$

Aunque en los espectros analizados en esta tesis es posible resolver  $H\beta$  y  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ , usaremos también esta expresión para calcular la SFR y compararla con las expresiones anteriores.

## 1.4 Espectroscopía

Dado que los datos astronómicos a estudiar en este trabajo son espectros de galaxias, en esta sección se presentan los métodos y dispositivos utilizados para la obtención de tales datos.

Se denomina espectroscopía al estudio de la interacción de materia con radiación electromagnética, dicha interacción genera un espectro. Un espectro es una distribución de luz como función de su longitud de onda (frecuencia); para generarlo se utilizan



**Figura 1.9:** Diagrama de un espectrógrafo dispersivo.

dos métodos: dispersando la radiación de acuerdo a su longitud de onda en diferentes direcciones, o estudiando la distribución de intensidad de radiación sin provocar tal dispersión.

Un *espectrógrafo* es un instrumento que capta luz de una fuente, produce y enfoca el espectro en un detector que registra la imagen espectral (Hearnshaw, 2009). Un espectrógrafo enfoca todos los rayos de luz con longitud de onda  $\lambda$  en el mismo punto  $P$  con dirección  $\theta$ , a una distancia  $S_c$  donde un detector puede medir su intensidad. Dependiendo de la longitud de onda de la luz incidente, existe una dispersión angular ( $d\theta/d\lambda$ ) y los rayos con longitud de onda  $\lambda + d\lambda$  se enfocarían a una distancia  $dx$  de  $P$ , *i.e.*, existe dispersión lineal que se expresa como:

$$\frac{dx}{d\lambda} = S_c \frac{d\theta}{d\lambda}. \quad (1.28)$$

La Figura 1.9 muestra un diagrama simplificado de un espectrógrafo dispersivo. La imagen espectral formada es de un ancho  $w_0$ . Este ancho depende del tamaño angular de la fuente y otros procesos que limitan la resolución óptica (*e.g.* difracción, seeing atmosférico<sup>1</sup>, aberraciones ópticas, errores en el proceso de dispersión).

El ancho  $w_0$  corresponde a un intervalo de longitudes de onda  $\Delta\lambda$ . La cantidad  $\Delta\lambda$ , que es función de  $w_0$  y de la dispersión lineal, se denomina pureza espectral; mide la capacidad del espectrógrafo de resolver detalles en el espectro. Si la distancia entre dos líneas de emisión es menor que  $\Delta\lambda$  se traslaparían y no es posible distinguir una de otra. La pureza espectral se relaciona con la resolución, que es una cantidad adimensional, a través de la ecuación (Chromey, 2016)

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}. \quad (1.29)$$

La Tabla 1.1 muestra cómo se clasifican los espectrógrafos dependiendo de su resolución.

<sup>1</sup>Consultar *Seeing* en Anexo A.

**Tabla 1.1:** Clases de espectrógrafos de acuerdo a su resolución<sup>a</sup>.

Resolución	Clase
$R < 1000$	Baja
$1000 < R < 10000$	Media
$R > 10000$	Alta

<sup>a</sup>Fuente: Chromey (2016) & Kitchin (1995).

#### 1.4.1 ELEMENTOS ÓPTICOS DISPERSIVOS

##### I. PRISMA

Un prisma dispersa la luz por refracción diferencial, *i.e.* el índice de refringencia del material que lo compone depende de la longitud de onda. Dos rayos de luz son desviados a puntos diferentes si su longitud de onda no coincide. Los prismas, comúnmente usados en espectrógrafos astronómicos, tienen una resolución espectral  $R \sim 15000$  (Kitchin, 1995).

Los prismas presentan alta absorción en el rango UV, dispersión angular no lineal y baja resolución a longitudes de onda grandes. Su diámetro debe ser del tamaño de la apertura del telescopio si se utiliza como el elemento principal de dispersión, lo que los hace inviables si es mayor a 1m. Aunque se usan prismas en muchos telescopios, rara vez se utilizan como dispersor primario (Kitchin, 1995; Hearnshaw, 2009; Chromey, 2016).

##### II. REJILLA DE DIFRACCIÓN

Una rejilla de difracción consiste en un conjunto de líneas paralelas espaciadas uniformemente sobre una superficie, pueden ser rendijas (rejilla de transmisión) o espejos (rejilla de reflexión). La dispersión producida por estos dispositivos depende de la interferencia de la luz difractada. Para producir interferencia el ancho de las líneas debe ser del orden de la longitud de onda de la luz incidente. En el rango óptico del espectro electromagnético, las rejillas astronómicas típicamente cuentan con 100 a 3000 líneas por milímetro (Chromey, 2016).

La ecuación 1.30, conocida como la ecuación de difracción de Fraunhofer, explica el comportamiento de la luz al pasar por una rejilla. En donde  $m$  es el orden de difracción,  $\lambda$  la longitud de onda,  $\alpha$  el ángulo de incidencia y  $\theta$  el ángulo de difracción.

$$m\lambda = d(\sin \alpha + \sin \theta). \quad (1.30)$$

La dispersión angular es casi constante con la longitud de onda, en contraste



## 1. INTRODUCCIÓN

---

con los prismas, existe alta dispersión para longitudes de onda cercanas al rojo y nula absorción en el UV. La luz se dispersa en múltiples órdenes de difracción  $m$ , lo cual puede representar un problema dado que para  $m \neq 0$  las imágenes espectrales se traslapan (Hearnshaw, 2009). La resolución depende sólo del orden de difracción y del número de líneas. En el rango visible, las rejillas usadas en espectrógrafos astronómicos alcanzan  $R \gtrsim 30000$  (Kitchin, 1995).

### III. GRISMA

Es una combinación de un prisma con una rejilla de difracción. Se utiliza para espectroscopía de baja resolución ( $R < 2000$ ) en un rango espectral amplio. La rejilla difracta la luz, la función del prisma es refractar el espectro del primer orden (o superiores) al orden de cero desviación y no como dispersor *per se* (Hearnshaw, 2009).

#### 1.4.2 ESPECTROSCOPIA NO DISPERSIVA

##### I. FOTOMETRÍA DE BANDA ANGOSTA

Un dispositivo fotométrico es sensible en una banda espectral<sup>1</sup> restringida, es decir, actúa como un filtro óptico. La *fotometría de banda ancha* es una técnica de imagen con muy baja resolución ( $R = \lambda_c / \Delta\lambda < 15$ , donde  $\lambda_c$  es la longitud de onda central y  $\Delta\lambda$  el ancho de banda). Al analizar los datos de banda ancha se puede inferir la temperatura y luminosidad del objeto observado. El sistema de Johnson & Morgan (1953), UBVR<sub>I</sub> (Ultravioleta, Azul, Visual, Rojo, Infrarrojo) es uno de los más usados en el rango visible del espectro electromagnético (consultar *magnitud* en Anexo A).

Por otro lado, la *fotometría de banda angosta* generalmente tiene como objetivo aislar alguna línea atómica o molecular, con una resolución  $R > 50$ . Es común el uso de filtros de banda angosta para evaluar la emisión o absorción de H $\alpha$  (Chromey, 2016).

##### II. FILTROS SINTONIZABLES

Entre 1896 y 1906 Charles Fabry y Alfred Perot idearon un dispositivo, hoy conocido como interferómetro Fabry-Perot, para espectroscopía de alta resolución; compuesto, *grosso modo*, por dos placas paralelas de cristal que producen interferencia debido a múltiples reflexiones (Fabry & Perot, 1901).

Aunque *etalon* se usa indistintamente como sinónimo de interferómetro Fabry-Perot, el etalon está compuesto por una placa transparente con dos superficies reflectoras, mientras que el interferómetro contiene dos espejos altamente reflectantes. El espectro de transmisión en función de la longitud de onda exhibe un máximo, correspondiente a las resonancias del etalon. La diferencia más importante entre interferómetro y etalon es que en este último la distancia entre las placas se puede modificar para cambiar la longitud de onda del máximo de transmisión (Castañeda & Bongiovanni, 2008).

---

<sup>1</sup>O *Ancho de banda*, es un intervalo de longitudes de onda.

El máximo de transmisión se da por interferencia constructiva cuando los rayos de luz están en fase. Lo cual depende de la longitud de onda  $\lambda$  de la luz y el ángulo de incidencia  $\theta$ , así como del grosor  $d$  del etalon y de  $\mu$ , el índice de refracción del material entre las superficies reflectoras. Si ambas placas tienen un coeficiente de transmisión  $T$  y coeficiente de reflexión  $\hat{R}$ , entonces la función de transmisión del etalón está descrita por la ecuación:

$$\frac{I_{transmitida}}{I_{incidente}} = \left( \frac{T}{1 - \hat{R}} \right)^2 \left[ 1 + \frac{4\hat{R}}{(1 - \hat{R})^2} \sin^2 \left( \frac{2\pi\mu d \cos \theta}{\lambda} \right) \right]^{-1}. \quad (1.31)$$

Un etalon actúa como un filtro que sólo transmite una banda espectral si se cumple la condición de interferencia, que expresa la ecuación:

$$m\lambda = 2\mu d \cos \theta, \quad (1.32)$$

donde  $m$  es un entero, conocido como el índice de interferencia (Atherton, 1995; Gelderman *et al.*, 1995; Bland-Hawthorn, 2000).

Un Filtro Sintonzable (TF) es un etalon de muy baja resolución, donde el espacio entre las placas es de 2 a  $12\mu\text{m}$  y es movable. De tal forma que una variación en  $d$ , como lo indica la ecuación 1.32, significa un cambio en la longitud de onda. Los TF representan un avance tecnológico respecto a los filtros de banda angosta pues con uno solo se puede cubrir un amplio rango de longitudes de onda (Castañeda & Bongiovanni, 2008).

## 1.5 Sondeos

Un *sondeo*, *exploración* o *survey* es un cartografiado de una región del cielo, que se realiza observando objetos con una o más características en común. Con los sondeos se crean clasificaciones y catálogos, siendo posible en algunos casos realizar análisis estadísticos con los datos de los mismos (*e.g.* Gaztañaga *et al.*, 2005; Planck Collaboration *et al.*, 2011). Los sondeos pueden ser de objetos de nuestra galaxia, de objetos extragalácticos o de ambos.

Desde que Hubble (1929) descubrió la relación lineal existente entre la velocidad radial y la distancia de objetos extragalácticos, aunado a los modelos teóricos sobre la expansión del universo (Friedmann, 1922; Lemaître, 1931), telescopios alrededor del mundo han mapeado el universo a través de sondeos de corrimientos al rojo de galaxias. Las ELGs son una herramienta de los modelos cosmológicos en los sondeos espectroscópicos de nueva generación (Favole, 2016).

Llevar a cabo exploraciones relativamente profundas<sup>1</sup> se hizo posible en la década de 1980 gracias al uso de CCDs (dispositivos de carga acoplada) en la espectroscopía óptica

<sup>1</sup>Galaxias con  $m_B \leq 15$ . Consultar *Magnitud* en Anexo A.

## 1. INTRODUCCIÓN

---

y a la reducción de datos por técnicas de correlación cruzada. En 1982, el Smithsonian Astrophysical Observatory completó el primer sondeo de corrimientos al rojo con  $\sim 2400$  galaxias, el *CfA redshift survey* (Davis *et al.*, 1983).

El mejoramiento y desarrollo de las técnicas de MOS, a principios de la década de 1990, impulsó la creación de sondeos de gran volumen ( $\gtrsim 10^5$  objetos). El *2dF Galaxy Redshift Survey* midió el corrimiento al rojo de más de 200,000 galaxias en una región del cielo de  $1500^\circ^2$ , siendo el primer sondeo en caracterizar una región estadísticamente representativa del Universo (Colless *et al.*, 2003).

Quizás el más grande y ambicioso survey ha sido el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; Abazajian *et al.*, 2009). Durante la primera época, del 2000 al 2008, el SDSS obtuvo datos fotométricos en un área  $\approx 11000^\circ^2$ , con más de 1.6 millones de datos espectroscópicos, de los cuales 930,000 correspondían a galaxias. El SDSS ha ido creciendo con el paso de los años (*e.g.* Albareti *et al.*, 2017 y referencias ahí mostradas), con nuevas exploraciones y sondeos, por ejemplo, el *Extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey* (eBOSS; Raichoor *et al.*, 2017), que busca medir la historia de expansión del Universo a través del método BAO (ver § 1.2.4).

Aunque estas exploraciones han permitido detectar ELGs, no son sondeos dedicados a ese fin. En particular, para buscar ELGs se realizan mapeos con filtros de banda angosta (NBF), como son *Subaru Cosmos-20* (Taniguchi *et al.*, 2015), *H $\alpha$  galaxy survey* (James *et al.*, 2004) y *Census of the Local Universe (CLU) Narrowband Survey I* (Cook *et al.*, 2019). También los TF encuentran aplicación en el campo de los sondeos, ejemplo de ellos son *Taurus Tunable Filter Field Galaxy Survey* del Telescopio Anglo-Australiano (Jones & Bland-Hawthorn, 2001) y el *OSIRIS Tunable Emission Line Object survey* (OTELo) del GTC (Lara-López *et al.*, 2010; Bongiovanni *et al.*, 2019).

Los sondeos extragalácticos no se ven limitados únicamente a observaciones en el rango óptico del espectro electromagnético. Por ejemplo, el *Submillimetre Common-User Bolometer Array (SCUBA) Half Degree Survey (SHADES)* en el Telescopio James Clerk Maxwell es un sondeo de 120 galaxias sub-milimétricas<sup>1</sup> en la banda de  $850 \mu\text{m}$ , con el objetivo de caracterizar la historia de formación estelar y agrupación de galaxias brillantes sub-milimétricas (Aretxaga *et al.*, 2007). En el lejano infrarrojo, el sondeo *SAFIREs (Spitzer Archival Far-Infrared Extragalactic Survey)* recopila la información de datos extragalácticos tomados con el Telescopio Espacial Spitzer en dos bandas ( $70$  y  $160 \mu\text{m}$ ) en aproximadamente  $180$  grados cuadrados del cielo (Hanish *et al.*, 2015). El Telescopio Espacial Hubble llevó a cabo el *Legacy ExtraGalactic UV Survey (LEGUS)*, cuyo propósito es el estudio de la formación estelar y su relación con el ambiente galáctico, observándose 50 galaxias con emisión ultravioleta en un radio de  $50\text{Mpc}$  (Calzetti *et al.*, 2015). El *Extended Medium Sensitivity Survey* (EMSS) del Einstein Observatory recopiló la información de 835 fuentes de Rayos X, principalmente AGNs y cúmulos de galaxias, con flujo entre  $\sim 5 \times 10^{-14}$  y  $3 \times 10^{-12} \text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-2}$  en la banda  $0.3\text{-}3.5 \text{ KeV}$ . El EMSS se llevó a cabo con el propósito de conocer la densidad

---

<sup>1</sup>Galaxias luminosas con alto corrimiento al rojo, descubiertas por su emisión en longitudes de onda sub-milimétricas ( $200 \mu\text{m} < \lambda < 1 \text{ mm}$ ). Ver Blain *et al.*, 2002.



*Fuente: Verdugo et al. (2020)*

**Figura 1.10:** El cúmulo MS 0440. Imagen compuesta de las bandas g', r', i' en un área aproximada de  $5 \times 5$  arcmin.

de emisores de Rayos X y su distribución espacial (Gioia *et al.*, 1990). Por mencionar algunas exploraciones. Cabe señalar que esta revisión no es exhaustiva y se enfoca parcialmente en los sondeos que son de interés para la presente tesis.

## 1.6 El cúmulo MS 0440.5+0204

Los *cúmulos de galaxias* son los objetos astrofísicos más grandes unidos gravitacionalmente. Los cúmulos tienen más de 50 miembros y diámetros mayores a  $1.5h^{-1}$ ·Mpc. Típicamente, la masa de un cúmulo supera las  $3 \times 10^{14}M_{\odot}$  (Schneider, 2007).

MS 0440.5+0204 (MS 0440, de aquí en adelante; ver Figura 1.10) es un cúmulo descubierto en el EMSS por su emisión en Rayos X. Se localiza en las coordenadas  $\alpha = 04 : 43 : 09.74$ ,  $\delta = 02 : 10 : 18.66$  (Gioia *et al.*, 1990). Ha sido observado en múltiples longitudes de onda con los Telescopios Canada-France-Hawaii (CFHT), Multi Mirror Telescope (MMT), Hubble Space Telescope (HST), Roentgen Satellite (ROSAT), Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics (ASCA) y W. M. Keck (Gioia *et al.*, 1998). Se ha estimado que la masa de MS 0440 es de  $3.5 \pm 0.9 \times 10^{14}M_{\odot}$  en un radio de  $132^{+30}_{-32}$ Kpc (Verdugo *et al.*, 2020).

MS 0440, localizado a un corrimiento al rojo  $z = 0.1965$ , posee una galaxia central dominante con múltiples núcleos, y cuenta con 93 miembros confirmados (Luppino *et al.*, 1993; Gioia *et al.*, 1998; Verdugo *et al.*, 2020). En la parte central se observan al menos 24 arcos gravitacionales.

Este trabajo centra su estudio en objetos alrededor del cúmulo MS 0440.

## 1.7 Antecedentes y marco de referencia

Existe un tipo especial de ELG con emisión Ly $\alpha$  ( $\lambda = 1215\text{\AA}$ ) prominente<sup>1</sup> y EW > 20 $\text{\AA}$  (Dayal & Ferrara, 2012; Mallery *et al.*, 2012). Dichos Emisores Ly $\alpha$  (LAEs) son predominantemente galaxias starburst (SBG)<sup>2</sup> jóvenes o galaxias con estrellas de bajo contenido metálico (Malhotra & Rhoads, 2002).

Todas las SBG producen intensa radiación UV y un flujo ionizante con emisión Ly $\alpha$ , al menos en sus regiones HII (Ouchi *et al.*, 2010; Cowie *et al.*, 2011) y alrededor de 2/3 del hidrógeno recombinado emite la línea Ly $\alpha$  (Osterbrock & Ferland, 2006). La línea Ly $\alpha$  es una de las emisiones más intensas en la región UV; más del 10% de la luminosidad de una galaxia puede ser emitida en esta transición, lo que hace posible detectar la línea Ly $\alpha$  a alto corrimiento al rojo (Schaerer, 2008). Partridge & Peebles (1967) plantearon que los LAEs podrían ser utilizadas en la búsqueda de galaxias primitivas.

Más aún, los LAEs podrían tener un rol importante en la Época de Reionización<sup>3</sup> (EoR; Barkana & Loeb, 2001; Becker *et al.*, 2001). Se cree que el gas neutro del medio intergaláctico suprimió los fotones Ly $\alpha$  emitidos por galaxias a  $z > 6$  durante la EoR (Dijkstra, 2016). La detección de LAEs (tal como la encontrada por Hu *et al.*, 1998 a  $z \approx 5.7$ ) cerca de la EoR representa una restricción de la distribución y el estado de ionización del gas neutro en esa era (Haiman & Spaans, 1999; Malhotra & Rhoads, 2002).

Las galaxias LAEs podrían ser una etapa temprana de SBGs embebidas en un medio interestelar de baja metalicidad, con SFR  $\sim 6 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$  (Taniguchi *et al.*, 2005). Se sabe, por ejemplo, que la contribución de LAEs a la población de SBG aumenta con el corrimiento al rojo (Verhamme *et al.*, 2008); de hecho, a  $z \sim 6$  cerca del 30% de la SFR proviene de LAEs (Shimasaku *et al.*, 2006).

Se han detectado exitosamente galaxias a alto  $z$  por su emisión Ly $\alpha$  (*e.g.* Bromm & Yoshida, 2011; Finkelstein, 2016; De Barros *et al.*, 2017), aunque todavía no se cuenta una metodología definitiva para hallar LAEs. Existen dos métodos principales para la búsqueda de galaxias lejanas por medio de la emisión Ly $\alpha$ :

### I. DISCONTINUIDAD LYMAN

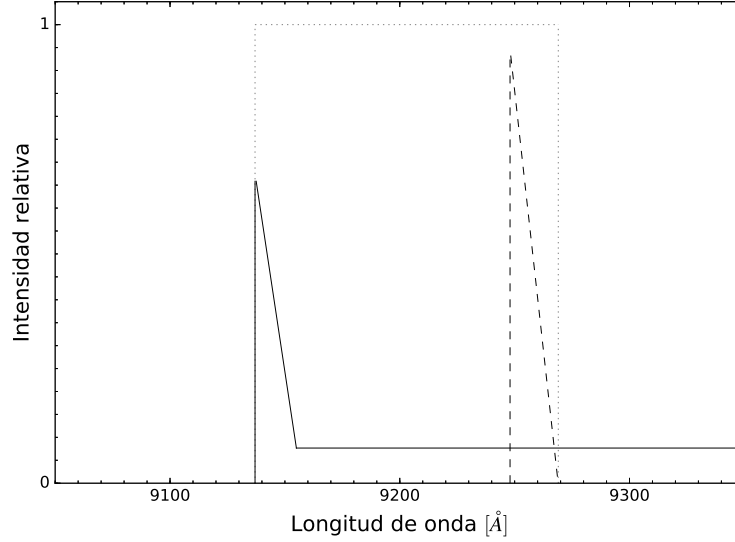
El hidrógeno absorbe cualquier fotón con  $\lambda < 912\text{\AA}$  (continuo Lyman); dado que el hidrógeno es el elemento más abundante en el Universo, si un fotón del continuo Lyman atraviesa el medio intergaláctico, es prácticamente imposible que su luz llegue hasta nosotros, lo cual se traduce en una caída abrupta, o discontinuidad, de flujo en el espectro de las galaxias. Más aún, la fuerza de esta absorción incrementa con  $z$ . Se puede estimar el corrimiento al rojo de las galaxias al observar en qué longitud de onda se encuentra la discontinuidad Lyman, si se observan dichas galaxias en varios filtros de banda ancha (*e.g.* Steidel *et al.*, 1996; Dickinson, 1998).

---

<sup>1</sup>Alta luminosidad en la línea (L $\alpha$  >  $1.5 \times 10^{42}$  erg·s<sup>-1</sup>)

<sup>2</sup>Consultar *Starburst* en Anexo A.

<sup>3</sup> $6 \lesssim z \lesssim 30$ . Consultar *Historia Cósmica del Universo* en Anexo A.



Adaptado de: de Diego *et al.* (2013)

**Figura 1.11:** Efecto del continuo asimétrico en la detección de LAEs.

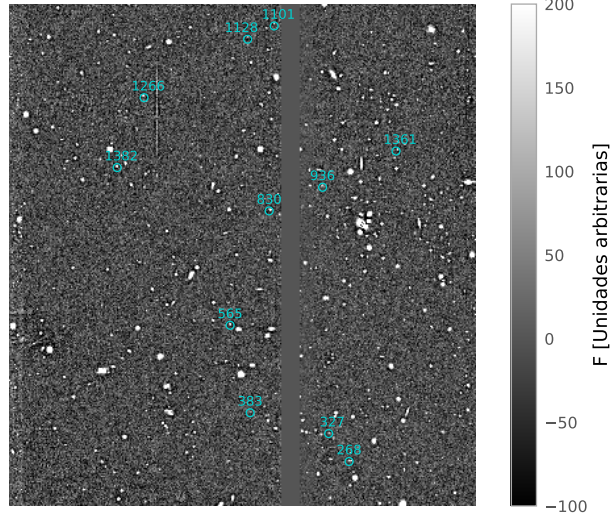
## II. EXCESO EN BANDA ANGOSTA

Los LAEs muestran un exceso de flujo en una banda angosta (incluyendo la línea  $\text{Ly}\alpha$ ) respecto a la banda ancha (considerando el continuo UV). Tomando en cuenta la transmisión de los filtros de banda angosta, que sólo permiten el paso de ciertas longitudes de onda, se puede llevar a cabo una exploración en un rango de corrimiento al rojo específico (*e.g.* Cowie & Hu, 1998; Rhoads *et al.*, 2000; Gronwall *et al.*, 2007; Nilsson *et al.*, 2009). Por ejemplo, para una galaxia  $z \sim 6$  la línea  $\text{Ly}\alpha$  sería observada en  $\lambda \sim 8505\text{\AA}$ .

En años recientes se ha extendido el uso de filtros de banda ultra-angosta (UNBF; Tilvi *et al.*, 2010; Krug *et al.*, 2012) y TFs para buscar LAEs y otros tipos de ELGs (Swinbank *et al.*, 2003; De Leo *et al.*, 2013). Los OSIRIS-TF (Cepa, 2010), en el GTC, permiten obtener tanto espectros de baja resolución como imágenes de banda ancha de todos los objetos en su campo de visión; haciendo posible la búsqueda de LAEs por la técnica del exceso en la banda angosta.

La Distribución Espectral de Energía (SED; ver Anexo A) de los LAEs es particular. El perfil de la línea de emisión  $\text{Ly}\alpha$  es asimétrico, presenta un truncamiento del lado azul (*i.e.* en las longitudes de onda más cortas) debido a la absorción por hidrógeno neutro (Hu & Cowie, 2006). Aún se discuten los límites de las características espectrales (*e.g.* luminosidad y EW) de los LAEs, dado que podría ocurrir una variación debida a los métodos de selección en los sondeos y a sesgos observacionales (Hayes *et al.*, 2010; Ouchi *et al.*, 2010; Gangolli *et al.*, 2021).

La asimetría en la línea constata que sólo se transmite la señal de un LAE para longitudes de onda  $\lambda > \text{Ly}\alpha$ ; si para detectarlos se utiliza un UNBF con FWHM del orden del EW de la línea  $\text{Ly}\alpha$ , la contribución del continuo a la intensidad total puede



**Figura 1.12:** Selección de candidatos (círculos azules) alrededor de MS 0440.

verse afectada dependiendo del redshift del objeto, es decir, varía según la posición de la discontinuidad Lyman (de Diego *et al.*, 2013).

En la Figura 1.11 se ejemplifica el impacto del redshift y del perfil asimétrico en la detección de LAEs. Simulando un filtro con  $\text{FWHM} \approx 132\text{\AA}$  (rectángulo punteado en gris), semejante al *NB921 Subaru Filter* usado en la detección de LAEs y ELGs (Sonnagaia *et al.*, 2018; Jones *et al.*, 2020). Se muestran además dos espectros simplificados de LAEs; un espectro a  $z = 6.51$  (línea negra continua) y otro a  $z = 6.61$  (línea negra discontinua). Ambos objetos tienen  $\text{FWHM} > 10\text{\AA}$  y el mismo continuo.

La línea  $\text{Ly}\alpha$  de la galaxia que se encuentra a menor corrimiento al rojo (galaxia A) está ubicada en el borde izquierdo del filtro y su  $\text{EW} \approx 330\text{\AA}$  es aproximadamente 2.5 veces el rango de longitud de onda del filtro. Lo que se traduce en una magnitud de diferencia entre la línea de emisión y el continuo, un criterio ampliamente empleado en la selección de LAEs en sondeos de NBF.

Para que sea posible que la galaxia a mayor corrimiento al rojo (galaxia B) alcance la misma señal a través del filtro rectangular, la intensidad (o EW) de la línea  $\text{Ly}\alpha$  debe ser 34% mayor que el de la galaxia A; el sesgo a causa del perfil asimétrico es más acentuado conforme el EW disminuye (de Diego *et al.*, 2013). En este contexto, de Diego *et al.* (2013) llevaron a cabo una búsqueda a ciegas en cúmulos de galaxias que muestran efecto de lente gravitatoria para obtener muestras de LAEs, que no se vean afectadas por la metodología de los UNBF.

En esa misma investigación, examinaron el desempeño de los OSIRIS-TF para hallar candidatos a ser LAEs y otras ELGs en el campo del cúmulo de galaxias MS 2053.7-0449. Aunque no se reportaron candidatos a LAEs a  $z \approx 6.5$ , sí se encontraron posibles intrusos con emisión en [OII], y una Galaxia con Discontinuidad Lyman (LBG; ver Anexo A), lo cual mostraba la capacidad de los OSIRIS-TF para buscar

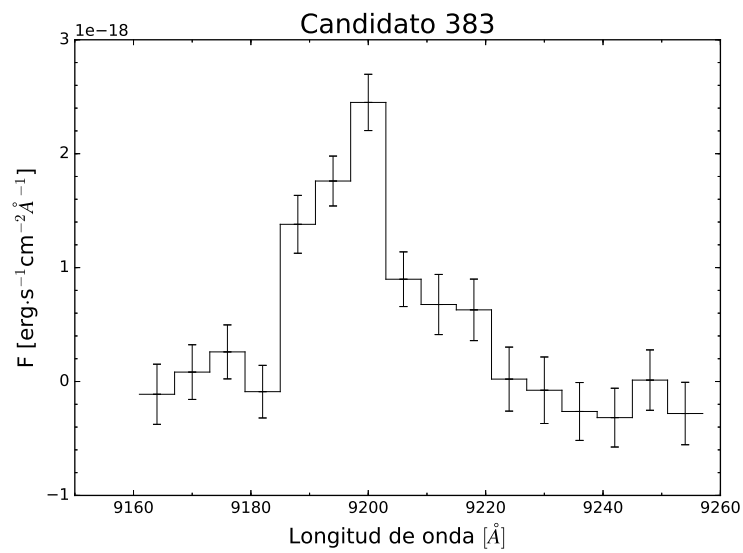
ELGs. Además, se probó que, en el caso de los sondeos de UNBF, el rendimiento de los OSIRIS-TF para la detección de LAEs no se ve afectado por el perfil de transmisión del filtro. Continuando dicho estudio, se observó el campo de MS 0440 como parte de la propuesta GTC4-11AIACMEX usando el instrumento OSIRIS-TF con un FWHM=12Å a 16 longitudes de onda contiguas separadas cada 6Å (de 9164 a 9254Å), y un campo de visión de alrededor de 8'. Con un tiempo de exposición total de 3680s. El rango espectral ubica a la línea Ly $\alpha$  con un corrimiento al rojo entre  $6.5 < z < 6.6$ .

Victoria-Ceballos (2016) realizó la identificación de candidatos a LAEs y ELGs en el campo de MS 0440, haciendo uso de la técnica del exceso en banda angosta. La Figura 1.12 muestra los candidatos seleccionados (círculos en azul) por Victoria-Ceballos (2016), en la Tabla 1.2 se muestran las predicciones para cada objeto. Existen candidatos, como el objeto 383, cuyo perfil fotométrico (ver Figura 1.13) es compatible con el de un LAE. En el año 2016 se observó nuevamente MS 0440, mediante la propuesta GTC5-16BIACMEX, utilizando Espectroscopía Multi-Objeto (MOS) con OSIRIS-GTC, se realizaron observaciones espectroscópicas de los candidatos planteados por Victoria-Ceballos (2016). La presente tesis comprende el análisis de las observaciones espectroscópicas, las cuales contienen 14 candidatos a ELGs y LAEs, así como el estudio de las propiedades físicas de algunos de estos objetos.

**Tabla 1.2:** Predicciones de Victoria-Ceballos (2016).

Candidato	Tipo de objeto
268	ELG a bajo $z$
327	LAE o LBG
383	LAE
565	SBG
830	SBG
936	...
1101	LBG
1128	Sy I
1266	SBG
1361	LBG
1382	LBG





*Adaptado de: Victoria-Ceballos (2016)*

**Figura 1.13:** Datos fotométricos del Candidato 383.

## 1.8 Objetivos

### 1.8.1 OBJETIVO GENERAL

- Realizar un estudio espectroscópico de los candidatos a LAEs y ELGs a alto corrimiento al rojo, que se encuentran alrededor del cúmulo MS 040, utilizando observaciones de MOS con el instrumento OSIRIS del GTC.

### 1.8.2 OBJETIVOS PARTICULARES

- Discriminar entre diferentes tipos de galaxias, a saber, LAEs o ELGs.
- Comprobar la capacidad de los TFs del instrumento OSIRIS-GTC para encontrar LAEs y ELGs.
- Estudiar diversas propiedades de las galaxias, tales como el corrimiento al rojo, la luminosidad y la SFR.
- Clasificar las ELGs utilizando diagramas diagnóstico.



## Metodología

Los objetos, descritos en § 1.7, alrededor del cúmulo MS 0440 fueron observados por el instrumento OSIRIS incorporado en el GTC, haciendo uso tanto de TFs como de MOS. Este capítulo comprende el procedimiento realizado para transformar las observaciones de MOS, obtenidas mediante la propuesta de observación GTC5-16BIACMEX, en espectros calibrados en longitud de onda y densidad de flujo.

En la Sección § 2.1 (OSIRIS-GTC) se recopilan algunos datos importantes sobre el instrumento OSIRIS y el GTC. La Sección § 2.2 (Datos astronómicos) está dedicada a la explicación de las observaciones adquiridas por OSIRIS en modo MOS, de los candidatos a LAEs y ELGs seleccionados por Victoria-Ceballos (2016). El proceso de reducción de datos, es decir, los métodos utilizados para producir espectros de los objetos astronómicos observados por OSIRIS-GTC, se detalla en la Sección § 2.3. Dado que, para propósitos de esta tesis, resulta relevante conocer el corrimiento al rojo de cada objeto, la Sección § 2.4 describe los pasos que se siguieron para la obtención de estos valores. Finalmente, los detalles del cálculo de las propiedades físicas de las galaxias, determinadas mediante el análisis espectroscópico, se encuentran en la Sección § 2.5.

### 2.1 OSIRIS-GTC

El GTC, ubicado en el Observatorio Roque de los Muchachos, con un espejo primario de 10.4m, es actualmente el telescopio óptico-IR más grande del hemisferio norte. El primer instrumento de uso científico acoplado al GTC fue OSIRIS, que es un generador de imágenes y espectrógrafo (Cepa, 2010).

En la Tabla 2.1 se muestran algunas especificaciones técnicas de OSIRIS-GTC. OSIRIS es un instrumento que cuenta con siete modos de observación, entre los que se encuentran fotometría con TFs y MOS.

## 2. METODOLOGÍA

---

**Tabla 2.1:** Características de OSIRIS-GTC<sup>a</sup>.

Parámetro	Detalles
Rango Espectral	3650-10000Å
Campo de visión (FOV)	7.8×8.5arcmin (imagen)
FOV de MOS	7.5×6.0arcmin
Escala de placa <sup>b</sup>	0.12718arcsec/pix (imagen y espectroscopía)
Detector	2 CCD44-82 Marconi 2048×4096pix (con una brecha de ~37 pixeles entre ellos)
Eficiencia cuántica del detector	50 % (4000Å), 90 % (6000Å), 80 % (8000Å), 40 % (9000Å)

<sup>a</sup>Fuente: Cabrera-Lavers (2014).

<sup>b</sup>Relación entre la separación angular de un objeto con la separación lineal en la imagen.

### 2.1.1 OSIRIS-TF

OSIRIS cuenta con dos TFs, uno para el rango azul del espectro electromagnético (BTF: 4500Å–6710Å) y otro para el rojo (RTF: 6510Å–9345Å), con una precisión de 1Å (Cabrera-Lavers, 2014). La luz que proviene de objetos a distancias más grandes con respecto al centro óptico de OSIRIS en el plano focal del GTC incide sobre los TFs con ángulos de incidencia diferentes (con simetría respecto al centro óptico). Por tanto, de acuerdo con la ecuación 1.31, habrá un cambio en la longitud de onda transmitida en el plano focal del instrumento, a medida que se aumenta la distancia  $r$  al centro óptico. Dicho de otra manera, la longitud de onda transmitida por los TFs varía sobre el campo de visión, y este cambio depende tanto de la distancia al centro óptico como la longitud de onda observada. González *et al.* (2014) reportan que la variación en la longitud de onda es:

$$\lambda = \lambda_o - 5.04r^2, \quad (2.1)$$

donde  $\lambda$  es la longitud de onda transmitida,  $\lambda_o$  la longitud de onda observada y  $r$  la distancia al centro óptico<sup>1</sup>, cuyas unidades son arcmin.

Mientras que, de acuerdo con Cabrera-Lavers (2014), para el BTF:

$$\lambda = \lambda_o - 3.80r^2. \quad (2.2)$$

---

<sup>1</sup>El centro óptico del CCD de OSIRIS-GTC se encuentra en las coordenadas (1051px,976px).

## 2.1.2 OSIRIS-MOS

OSIRIS permite observar con grismas, entre otros elementos dispersivos, con resoluciones bajas a intermedias (Tabla 2.2). La espectroscopía se realiza con una “rendija larga” que abarca hasta  $7.4'$  en el cielo. Existe también la posibilidad de obtener el espectro de hasta decenas de objetos en una sola observación, mediante MOS, en donde una máscara prefabricada (diseñada con el software MASK Designer Tool; González-Serrano *et al.*, 2004) de rejillas sustituye a la rendija larga, con un FOV efectivo de  $\sim 7.5' \times 6'$ .

**Tabla 2.2:** Características de los grismas disponibles en OSIRIS<sup>a</sup>.

ID	$\lambda_0$ [Å]	$\Delta\lambda$	Resolución	Eficiencia
R1000B	5455	3630 - 7500	1018	65 %
R1000R	7430	5100 - 10000	1122	65 %
R2000B	4755	3950 - 5700	2165	87 %
R2500U	3975	3440 - 4610	2555	70 %
R2500V	5185	4500 - 6000	2515	80 %
R2500R	6560	5575 - 7685	2475	80 %
R2500I	8650	7330 - 10000	2503	80 %

<sup>a</sup>Fuente: Cabrera-Lavers (2014).

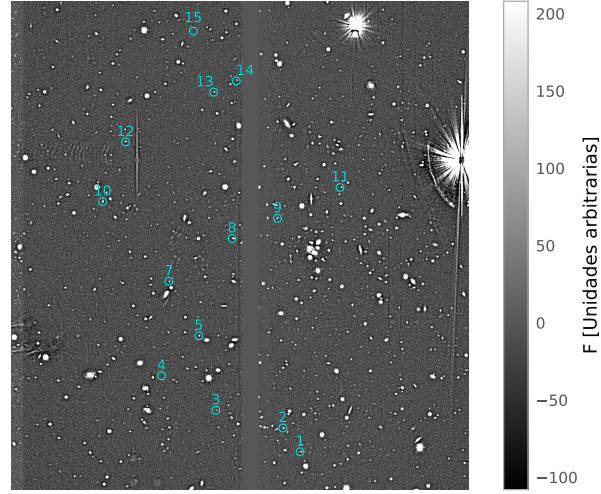
## 2.2 Datos astronómicos

Los candidatos a LAEs y ELGs (Figura 1.12), seleccionados por Victoria-Ceballos (2016), se observaron alrededor de las coordenadas  $\alpha = 04 : 43 : 17.38$ ,  $\delta = 02 : 10 : 13.8$ , en el campo de MS 0440. Se realizaron dos bloques de observación, con exposición de 1100s cada uno; utilizando un grisma *R1000R* en una banda espectral  $\Delta\lambda=5100\text{Å}-10000\text{Å}$ , eficiencia máxima de 65 % y una resolución  $R = 1122$ . De acuerdo con la Tabla 1.1, el grisma *R1000R* de OSIRIS es un dispersor de resolución media.

La máscara empató cada objeto a observar con una rendija. Dado que los candidatos no cubrían por completo el FOV, se decidió observar algunos objetos adicionales no mencionados por Victoria-Ceballos (2016). En la Figura 2.1 se indica la posición de cada rendija (círculos azules), las cuales fueron colocadas horizontalmente tomando como referencia esta figura. La Tabla 2.3 contiene el número de rendija y candidato, si es el caso, así como su localización en el cielo. En la Figura 2.1 no aparece la rendija número 6 debido a que se centró en un objeto con un propósito diferente al de este estudio, por lo tanto no fue analizada como los demás objetos.

## 2. METODOLOGÍA

---



**Figura 2.1:** Posición de las rendijas de los objetos observados.

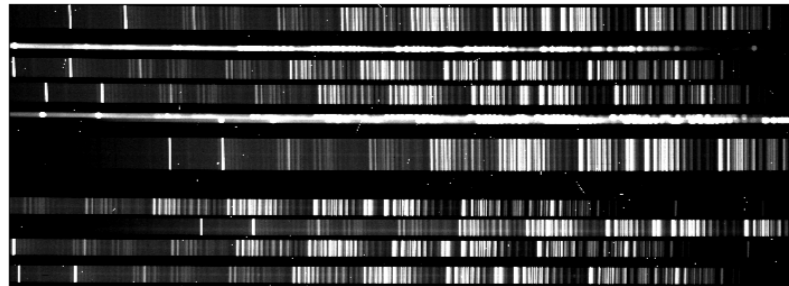
**Tabla 2.3:** Correspondencia entre rendijas, candidatos y localización.

Rendija	Candidato	$\alpha, \delta$
1	268	4:43:11.844,+2:07:28.56
2	327	4:43:12.709,+2:07:54.67
3	383	4:43:16.540,+2:08:08.06
4	...	4:43:19.637,+2:08:40.92
5	565	4:43:17.205,+2:09:11.48
7	...	4:43:18.900,+2:10:09.31
8	830	4:43:15.574,+2:10:40.47
9	936	4:43:13.099,+2:10:55.08
10	1382	4:43:22.610,+2:11:04.92
11	1361	4:43:09.385,+2:11:21.17
12	1266	4:43:21.214,+2:11:58.76
13	1128	4:43:16.562,+2:12:32.63
14	1101	4:43:15.286,+2:12:57.67
15	...	4:43:17.617,+2:13:22.80

Las observaciones se realizaron en noches oscuras, despejadas, con un seeing de 1.0arcsec (el solicitado fue 1.2arcsec). El observatorio proporcionó cinco tipos de datos que se describen a continuación. El uso y propósito de las diferentes imágenes adquiridas por OSIRIS-GTC se describirán en la Sección § 2.3.

### I IMÁGENES CIENTÍFICAS

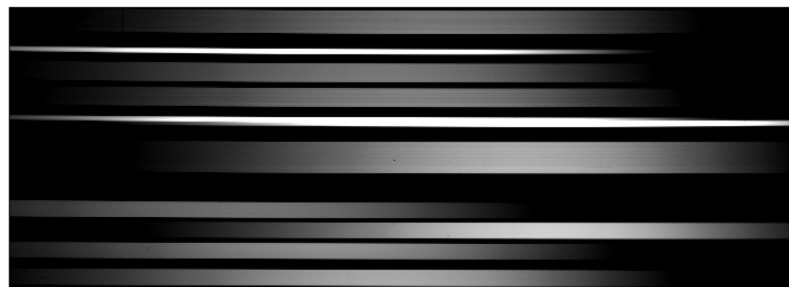
En la Figura 2.2 se muestran los espectros bidimensionales de algunos objetos astronómicos observados alrededor de MS0440. Se hará referencia a estas observaciones como *Imágenes Científicas*. Dentro de esta clase también se incluye la “imagen del campo”(ver Figura 2.1), donde se pueden localizar las posiciones de las rendijas sobre los objetos observados.



**Figura 2.2:** Espectros de los objetos en el campo de MS0440.5+0204.1

### II FLATS ESPECTRALES

Son imágenes de un campo uniforme, que puede ser el cielo durante el crepúsculo o una superficie iluminada homogéneamente dentro del domo del telescopio (Chromey, 2016). En la Figura 2.3 se muestran algunos flats espectrales.

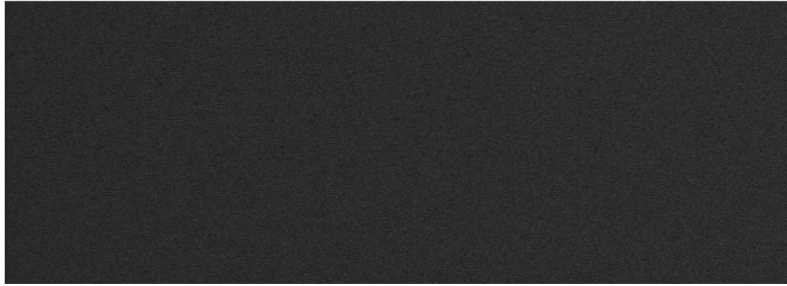


**Figura 2.3:** Flats espectroscópicos.

### III BIAS

Los bias (ver Figura 2.4) son imágenes con tiempo de integración cero, es decir, sin exponer el CCD a una fuente de luz (Chromey, 2016).

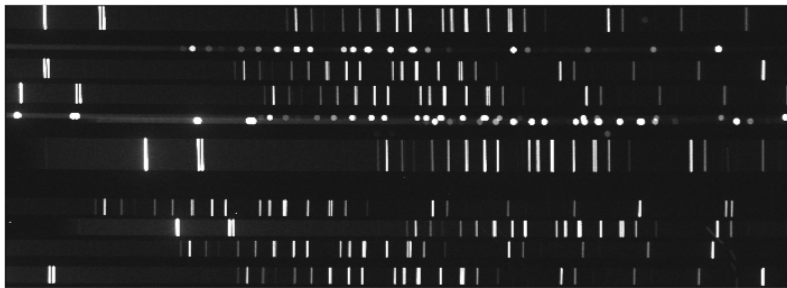




**Figura 2.4:** Bias espectroscópicos.

### IV LÁMPARAS DE CALIBRACIÓN

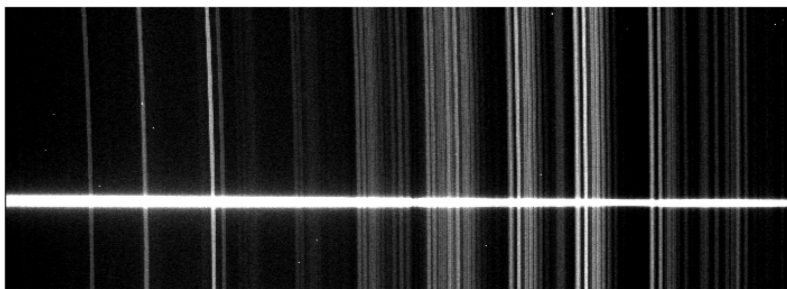
En la Figura 2.5 se muestra el espectro bidimensional de una lámpara de Mercurio-Argón, usada para la calibración en longitud de onda.



**Figura 2.5:** Espectros de una lámpara de calibración de HgAr.

### V ESTRELLAS FOTOMÉTRICAS

El espectro de una estrella fotométrica o estándar (Figura 2.6) proporciona la información necesaria para realizar la calibración en flujo de los espectros.



**Figura 2.6:** Espectro de la estrella Feige110.

Existen dos bloques de observación, a saber, OB0001 y OB0002. Ambos contienen imágenes, científicas, flats espectrales, bias, lámparas de calibración y estrellas fotométricas.

## 2.3 Reducción de datos



**Figura 2.7:** Proceso de reducción de datos astronómicos realizado en este trabajo.

En astronomía, por *reducción de datos* se entiende una serie de procesos que se realizan con las imágenes observadas. El propósito de la reducción de datos es depurar las observaciones de errores sistemáticos y propios del telescopio, además de disminuir la influencia de factores ambientales. En el caso de las observaciones espectroscópicas, el producto final de la reducción de datos es la SED de una fuente, que puede ser una estrella o una galaxia (Kawka, 2005).

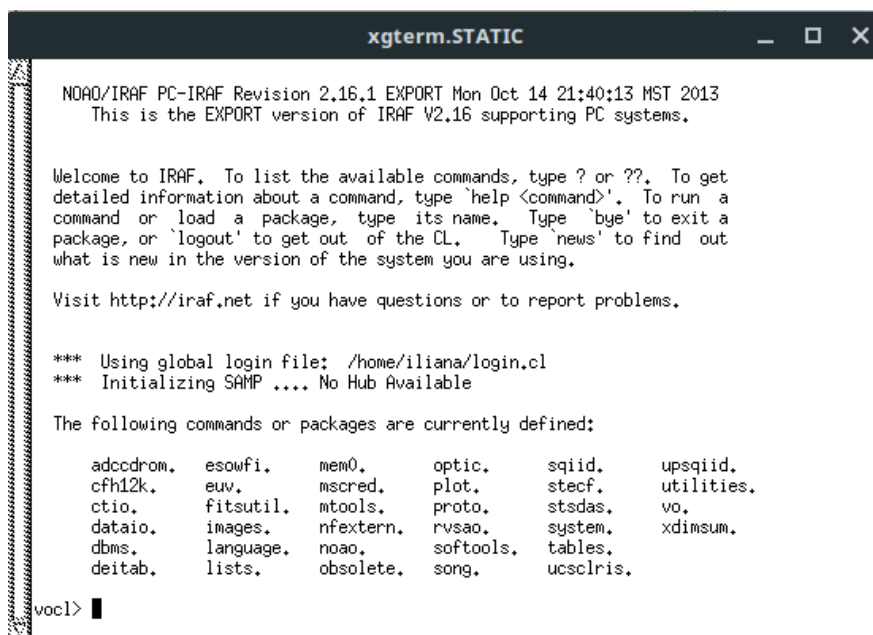
El esquema de la Figura 2.7 ilustra, a grandes rasgos, el proceso seguido en la reducción de datos de MOS.

### 2.3.1 IRAF

IRAF es el acrónimo de *Image Reduction and Analysis Facility*, un software científico constituido por un conjunto de herramientas para la reducción y análisis de datos fotométricos y espectroscópicos; fue desarrollado por National Optical Astronomy Observatories (NOAO). IRAF emplea una interfaz de línea de comandos (ver Figura 2.8) con la que se invocan tareas dentro de sus paquetes; cada una de estas tareas cuenta

## 2. METODOLOGÍA

---



```
xgterm.STATIC
NOAO/IRAF PC-IRAF Revision 2.16.1 EXPORT Mon Oct 14 21:40:13 MST 2013
This is the EXPORT version of IRAF V2.16 supporting PC systems.

Welcome to IRAF. To list the available commands, type ? or ??. To get
detailed information about a command, type 'help <command>'. To run a
command or load a package, type its name. Type 'bye' to exit a
package, or 'logout' to get out of the CL. Type 'news' to find out
what is new in the version of the system you are using.

Visit http://iraf.net if you have questions or to report problems.

*** Using global login file: /home/iliana/login.cl
*** Initializing SAMP .... No Hub Available

The following commands or packages are currently defined:

adccdrom.  esowfi.  mem0.    optic.   sqiid.   upsquid.
cfh12k.    euw.     mscred.  plot.    stecf.   utilities.
ctio.      fitsutil. mtools.  proto.   stsdas.  vo.
dataio.    images.  nfextern. rvsao.   system.  xdimsum.
dbms.      language. noao.    softools. tables.
deitab.    lists.   obsolete. song.    ucsclris.

voc1> █
```

Figura 2.8: Interfaz de IRAF. Ejecutado desde el emulador xgterm.

con un archivo de parámetros modificables que determina su producto de salida. Es un software de distribución libre ejecutable en sistemas operativos basados en UNIX. IRAF puede leer y escribir archivos de extensión `.fits`<sup>1</sup>, además de contar un modo interactivo para graficar (Barnes, 1993).

### 2.3.2 REDUCCIÓN ESTÁNDAR

Esta parte constituye la base del procesamiento de las observaciones astronómicas, independientemente de si se trata de imagen directa o espectroscopía (Kawka, 2005; Beck *et al.*, 2014). En general, sugieren Massey (1997) y Kawka (2005) se prosiga como lo describe la siguiente expresión:

$$\text{Objeto real} = \frac{\text{Objeto observado} - \text{Bias}}{\text{Flat}}. \quad (2.3)$$

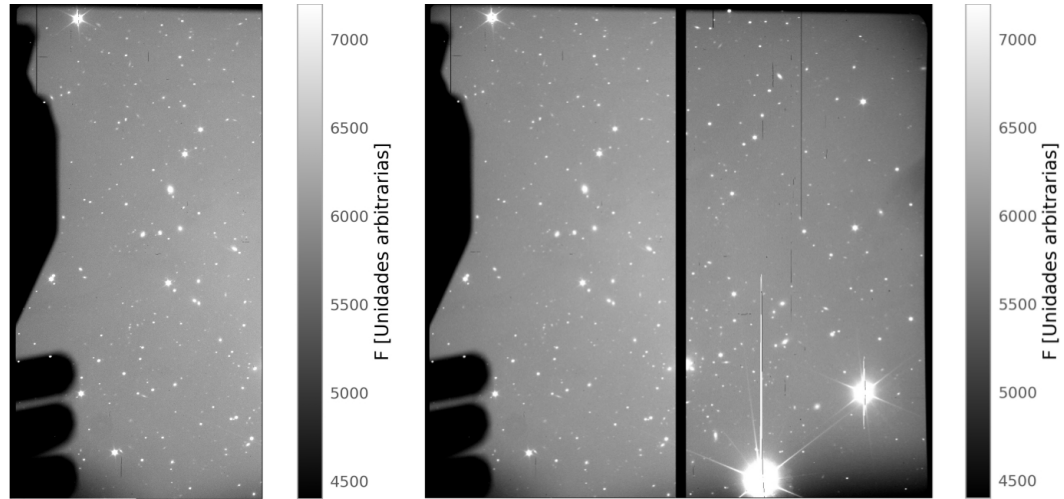
A continuación se describen los pasos a seguir en la reducción estándar, que corresponde a la primera parte del diagrama mostrado en la Figura 2.7.

#### 2.3.2.1 Transformación en mosaicos

OSIRIS captura las imágenes en un mosaico de dos CCDs y los guarda en dos cuadros por separado dentro de la misma imagen “.fits”. Entre estos dos cuadros individuales existe un leve desplazamiento y rotación. Para estudiar la imagen de ambos

---

<sup>1</sup>Véase Anexo A.



a) Imagen original, mostrando un solo cuadro individual.

b) Imagen después de aplicar la tarea.

**Figura 2.9:** Imagen mosaico de MS0440.5+0204.1 en imagen directa (tiempo de exposición 20s, sin filtro), antes y después de ser sometida al proceso `mscimage` de IRAF.

CCDs, en coordenadas de pixeles, se deben colocar en un solo cuadro dentro del mismo archivo “.fits” (Cabrera-Lavers, 2014).

En la Figura 2.9 se muestra gráficamente el resultado de la tarea `mscimage`, del paquete `mscred` para transformar la imagen en un mosaico. La imagen resultante ha sido transformada geoméricamente de tal manera que la escala de placa es constante en la imagen. El detalle de esta rutina se puede consultar en §B.1.

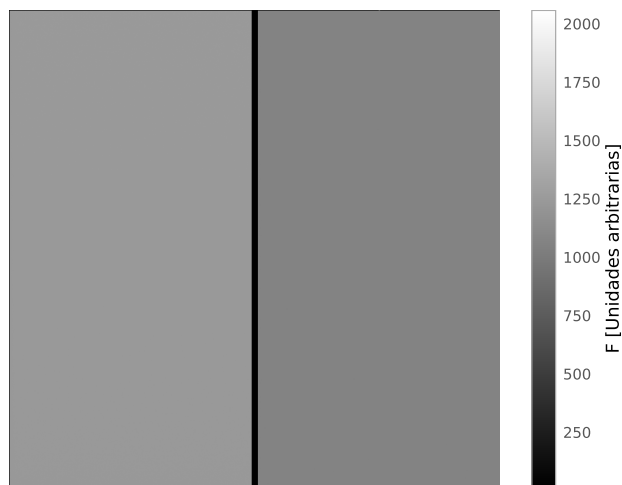
### 2.3.2.2 Corrección por bias

Existen efectos sistemáticos intrínsecos del CCD y de los componentes electrónicos del telescopio que, por tanto, no tienen dependencia del tiempo de exposición en las imágenes. Los bias están pensados para eliminar tal polución y cualquier otra ganancia constante que no sea inherente a las observaciones astronómicas. Se crean tomando imágenes con tiempo de exposición nulo o el menor disponible, en su defecto (Beck *et al.*, 2014).

Aunque los bias son imágenes correspondientes a efectos electrónicos e instrumentales, no son necesariamente idénticos. Para disminuir la incertidumbre, además de eliminar fuentes de error por rayos cósmicos<sup>1</sup>, es necesario tomar más de un bias y combinarlos (Chromey, 2016).

La tarea `imcombine` combina (con el promedio o la mediana) dos o más imágenes

<sup>1</sup>Que aparecen como trazos cortos de gran intensidad.

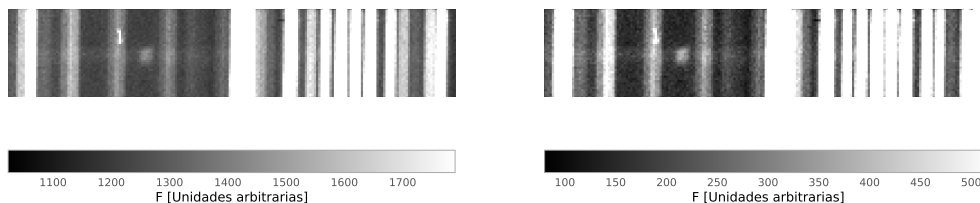


**Figura 2.10:** Master Bias. Creado a partir de la tarea `imcombine`.

existentes en una sola. Esta tarea puede ser ejecutada haciendo uso de una lista de archivos<sup>1</sup>, generando una imagen que es la combinación de las imágenes listadas (consultar parámetros en § B.2). En el caso de los Bias, la imagen resultante se denominó *Master Bias* (véase Figura 2.10).

Es necesario sustraer este Master Bias a todos los archivos restantes (imágenes científicas, flats, lámparas de calibración y estrellas fotométricas). Dicha acción se lleva a cabo con la tarea `imarith` (ver § B.3).

Después de restar el Master Bias a las imágenes, se procede a recortar en áreas definidas por las rendijas, como aparecen en la Figura 2.2, en donde cada región recortada contiene un objeto astronómico a estudiar. Dicha acción se realiza con el comando `imcopy input.fits(xi:xf,yi:yf) output.fits` donde  $x_i$  es el pixel inicial en el eje  $x$ ,  $x_f$  el pixel final en el eje  $x$ ,  $y_i$  el pixel inicial en el eje  $y$ ,  $y_f$  el pixel final en el eje  $y$ . En la Figura 2.11 se muestra una región recortada y el efecto de sustraer el Master Bias.



a) Antes de la corrección.

b) Después de aplicar la tarea.

**Figura 2.11:** Sustracción de Bias.

---

<sup>1</sup>Puede crearse con la línea `ls imagenes*.fits > lista.list`

**Tabla 2.4:** Regiones de las rendijas.

ID <sup>a</sup>	$x_i$	$x_f$	$y_i$	$y_f$
268	388	435	100	1900
327	470	503	100	1900
383	531	559	100	1900
4 <sup>†</sup>	633	681	100	1900
565	726	796	100	1900
7 <sup>†</sup>	964	1015	100	1900
830	1098	1129	100	1900
936	1166	1198	100	1900
1382	1220	1252	100	1900
1361	1270	1304	100	1900
1266	1390	1462	100	1900
1128	1562	1602	100	1900
1101	1625	1663	100	1900
15 <sup>†</sup>	1750	1798	100	1900

<sup>a</sup>Número de identificación<sup>†</sup>El ID corresponde al número de rendija

La Tabla 2.4 muestra las dimensiones de las rendijas recortadas, así como un número de identificación. En el caso de los candidatos a LAEs y ELGs, el número de identificación corresponde al asignado por Victoria-Ceballos (2016). Si los objetos no forman parte de la selección por parte de Victoria-Ceballos (2016), entonces aparecen con el número de la rendija correspondiente. Cabe resaltar que las mismas dimensiones, mencionadas en la Tabla 2.4, se utilizaron para recortar los flats y espectros de las lámparas de calibración.

### 2.3.2.3 Corrección por flat

Factores como el polvo o una mala alineación del sistema óptico tienen la capacidad de causar un gradiente en la cantidad de luz que recibe el CCD. Este gradiente es estudiado y medido con imágenes de luz uniforme conocidas como flats (Beck *et al.*, 2014). Al igual que con los Bias, se combinan las imágenes de los flats tomados por

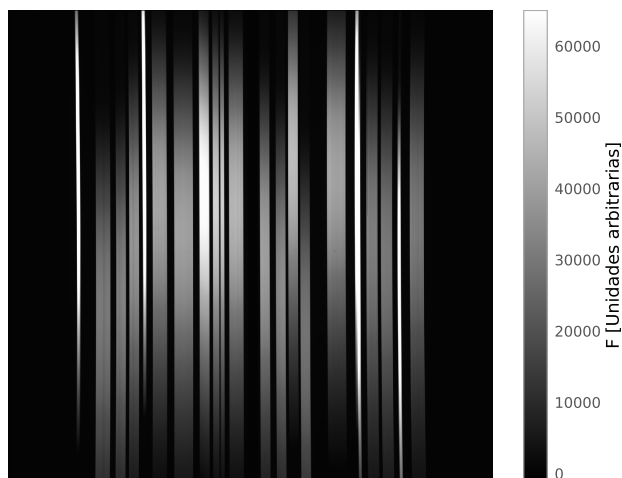


Figura 2.12: Master Flat. Creado con la tarea `imcombine`.

el telescopio para crear un *Master Flat*. Ver Figura 2.12. Este archivo se recortó en regiones por rendija como lo indica la Tabla 2.4.

Los flats cuantifican la respuesta por pixel del CCD (Beck *et al.*, 2014), los pixeles más eficientes son los que tienen el mayor flujo relativo (cuentas). Al normalizar los flats, los puntos que captan más luz corresponderían a valores cercanos a 1 (en intensidad) hasta llegar a 0 para pixeles que no retienen fotones. La normalización del flat se realiza a través de la tarea `response` (Massey, 1997). En la Figura 2.13 se muestra el resultado de dicha tarea, las especificaciones de los parámetros utilizados puede consultarse en §B.4

Para dividir entre flat se utiliza la tarea `imarith` con la opción `dividir (/)` en el parámetro `operand`. Las imágenes recortadas de los objetos y de los flats deben ser de las mismas dimensiones. En la Figura 2.14 se observa este procedimiento.

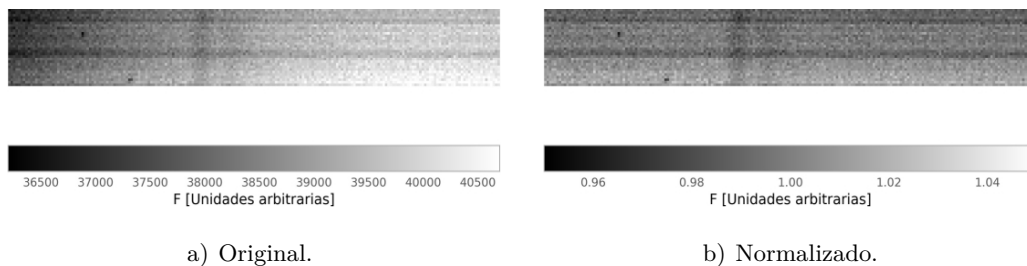
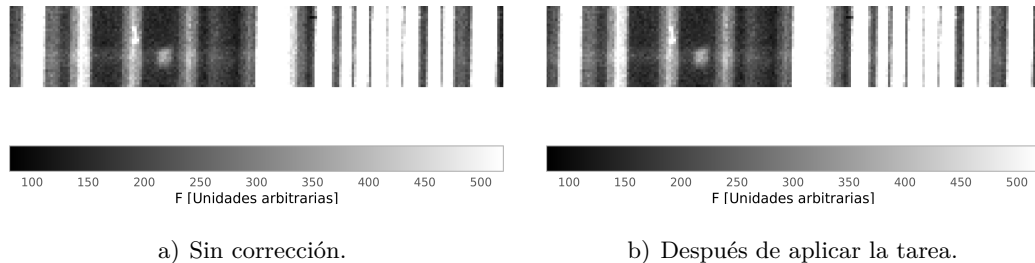


Figura 2.13: Normalización de Flat, por medio de la tarea `response`.



**Figura 2.14:** Corrección por flat. Imagen recortada del objeto 830.

### 2.3.3 CALIBRACIÓN EN LONGITUD DE ONDA

Las observaciones hechas por OSIRIS usadas en esta tesis son espectros de objetos astronómicos, por tanto resulta esencial conocer la relación entre los píxeles de la imagen y la longitud de onda, así se pueden asignar transiciones atómicas o moleculares a las líneas de emisión que aparecen en el espectro e inferir su corrimiento al rojo. Esta sección corresponde a la segunda parte del diagrama mostrado en la Figura 2.7.

#### 2.3.3.1 Identificación de líneas y calibración en longitud de onda

Como ya se mencionó en la Sección §2.2, se cuenta con espectros de emisión bidimensionales (como los mostrados en la Figura 2.5) de lámparas de calibración de tres gases diferentes, a saber, de Neón, Mercurio-Argón y Xenón. En Cabrera-Lavers (2014) se muestran las líneas de emisión que se observan de estas lámparas con el grisma R1000R de OSIRIS.

Al graficar píxeles vs. intensidad relativa de los espectros pertenecientes a las lámparas de calibración es posible identificar visualmente las líneas de emisión. En la 2.15a se ilustra el espectro observado de la lámpara de Neón.

La tarea `identify` de IRAF (ver §B.5) permite al usuario señalar la longitud de onda perteneciente a cada línea de emisión del espectro. Para ejecutarla, se solicita el espectro bidimensional de una lámpara de calibración y una lista que contenga las líneas de emisión que se observan, las cuales se obtuvieron de Cabrera-Lavers (2014) para el grisma R1000R de OSIRIS-GTC. Como resultado, la tarea genera un archivo de “identificación” con la relación pixel-longitud de onda. En la 2.15b se muestra el espectro calibrado en longitud de onda de la lámpara de Neón, derivado de la tarea `identify`.

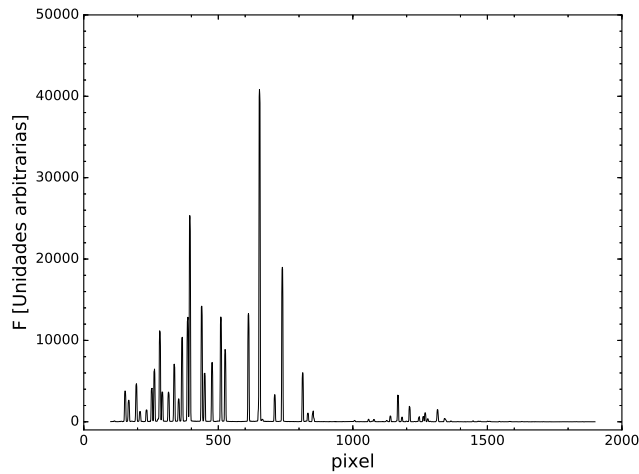
Después de identificar las líneas de emisión de la lámpara se debe seguir con la tarea `reidentify` (véase §B.6) que, a grandes rasgos, ajusta una función de dispersión a una imagen de referencia con características identificadas y un sistema de coordenadas dado. Crea un archivo (`logfile`) con esta función.

Por último, se deben ajustar las coordenadas creadas por el usuario, en este caso longitud de onda, con el comando `fitcoords` (ver §B.7), que solicita la imagen a

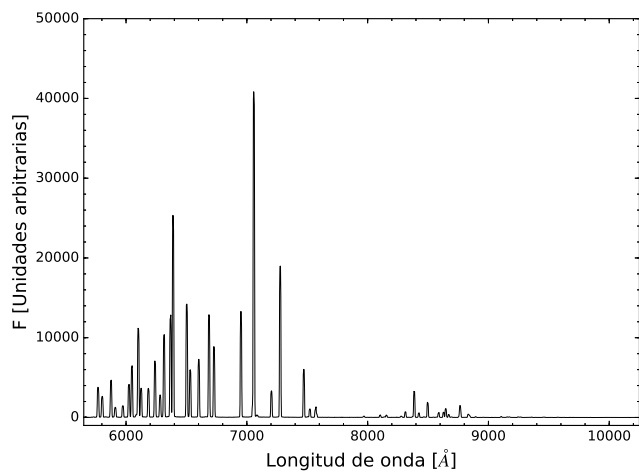


## 2. METODOLOGÍA

---



a) Espectro de la lámpara de Neón. Observado con el grisma R1000R.

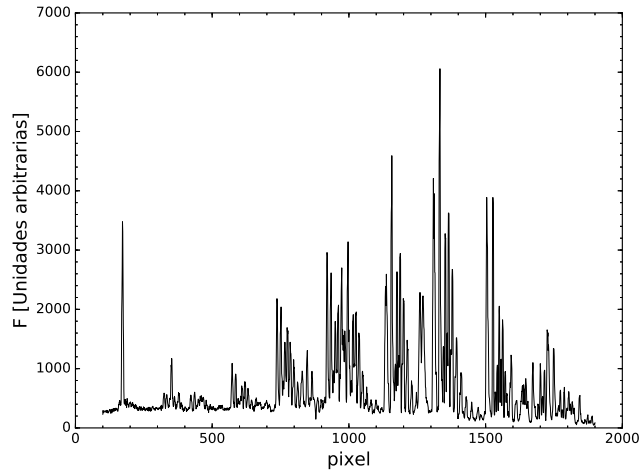


b) Espectro calibrado en longitud de onda de la lámpara de Neón, después de haber aplicado la tarea `identify`.

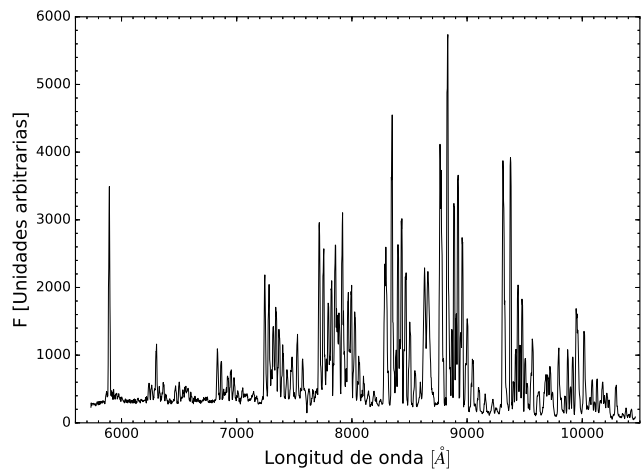
**Figura 2.15:** Espectros de la lámpara de Neón, antes y después de realizar la calibración en longitud de onda.

graduar en el nuevo sistema de coordenadas y el archivo `logfile` de la función de dispersión. Esta tarea genera un documento de "ajuste de coordenadas".

La tarea `transform` (consultar § B.8) permite, utilizando el archivo de ajuste de coordenadas de la lámpara de calibración, transformar de píxeles a Angstroms cualquier tipo de imagen bidimensional. Este proceso se realizó para todos los objetos y las



a) Objeto 830 en unidades de pixel.



b) Objeto 830 calibrado en longitud de onda.

**Figura 2.16:** Calibración en longitud de onda. Espectros del objeto 830 antes y después de la tarea `transform`.

estrellas estándar. En la Figura 2.16 se ejemplifica el resultado del procedimiento para el objeto 830.

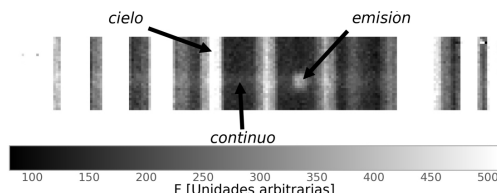
#### 2.3.4 SUSTRACCIÓN DEL CIELO

En las imágenes astronómicas predomina la luz del cielo nocturno, que no es completamente oscuro (luz de la luna, contaminación lumínica, etc.). En las imágenes espec-

## 2. METODOLOGÍA

---

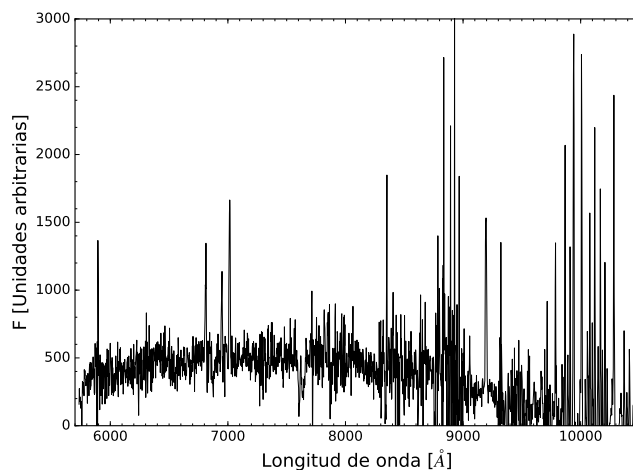
troscópicas, además de esta contaminación, se debe considerar que en la atmósfera terrestre existen moléculas emisoras de fotones infrarrojos (Swinbank & Wardlow, 2015). Esta sección corresponde al tercer paso del diagrama que se ilustra en la Figura 2.7.



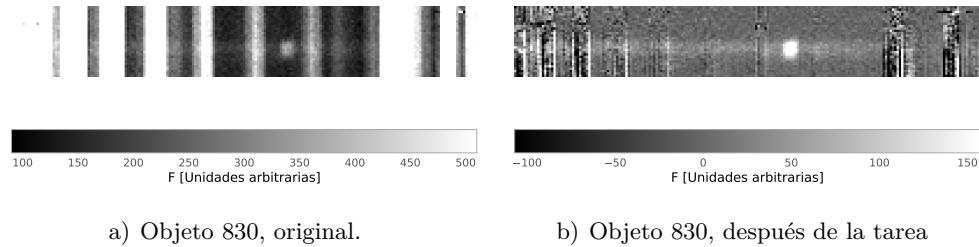
**Figura 2.17:** Espectro bidimensional del objeto 830. Se pueden apreciar tanto las líneas del cielo como el continuo y una línea de emisión.

IRAF combina en la tarea `apall` (ver § B.9) la extracción del espectro unidimensional con la eliminación de la contaminación por el cielo de fondo, a lo que se denomina *sustracción del cielo*. Para llevar a cabo la sustracción del cielo se indica el eje de dispersión y se localiza un punto en donde exista una línea de emisión, o donde el continuo sea prominente, para identificar el espectro del objeto. En la Figura 2.17 se observan las tres partes a identificar visualmente en un espectro bidimensional: las líneas de cielo, el continuo y las líneas de emisión del objeto observado. La gráfica mostrada en la Figura 2.18 muestra el producto de la tarea `apall`.

Hay ocasiones en las que la intensidad de la fuente observada se ve igualada por la contaminación instrumental y/o atmosférica. El comando `background` (consultar § B.10) permite definir un área que no pertenezca al espectro del objeto y elimina el “fondo”, a fin de facilitar la extracción del espectro unidimensional. Ver Figura 2.19.



**Figura 2.18:** Espectro del objeto 830 después de aplicar la tarea `apall`, para sustraer el cielo.



**Figura 2.19:** Espectros bidimensionales del objeto 830, antes y después de la tarea `background`.

### 2.3.5 CALIBRACIÓN EN FLUJO

Hasta este punto, los espectros de las observaciones están en unidades de flujo arbitrarias y su distribución espectral podría no representar la forma real ya que la respuesta del CCD varía respecto a la longitud de onda (Swinbank & Wardlow, 2015; Cabrera-Lavers, 2014). Para transformar a unidades de físicas se utilizan estrellas de referencia, denominadas estrellas estándar o fotométricas, de las cuales se conoce la distribución de flujo en función de la longitud de onda; regularmente son estrellas sin características espectrales sobresalientes (Walsh, 1996).

El procedimiento que se describe en la presente sección corresponde a la cuarta parte del gráfico que ilustra la Figura 2.7. En la Figura 2.6 se muestra el espectro bidimensional de la estrella fotométrica Feige 110. Utilizada en este trabajo para calibrar en flujo las imágenes científicas. Es necesario aplicar las técnicas discutidas sobre reducción estándar (Subsección § 2.3.2), calibración en longitud de onda (Subsección § 2.3.3) y sustracción del cielo (Subsección § 2.3.4) al espectro de la estrella fotométrica. En la Figura 2.20 se muestra el espectro de la estrella Feige 110, posterior al proceso de reducción estándar, calibración en longitud de onda y sustracción del cielo. La calibración en flujo de las imágenes científicas se divide en tres pasos:

#### I IDENTIFICAR LA ESTRELLA

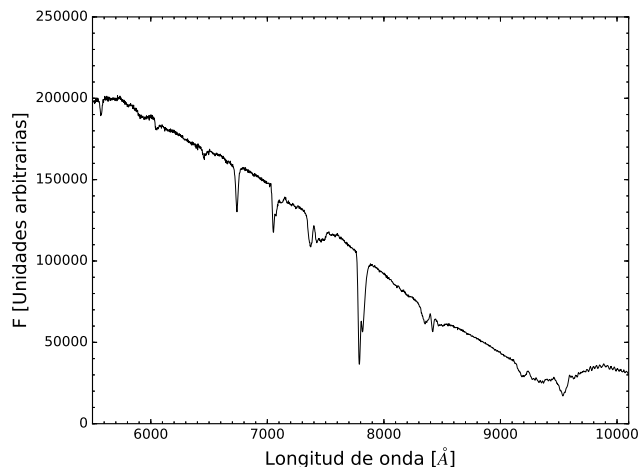
Con la tarea `standard`, que relaciona la distribución espectral de energía con la longitud de onda y guarda esa información en el documento `std`. Ver § B.11.

#### II RESPUESTA DEL CCD

Usando el archivo `std`, la tarea `sensfunc` origina otro archivo, `sens.fits`, que contiene los datos de la relación entre la sensibilidad del CCD y la longitud de onda. Ver § B.12.

#### III CALIBRAR LA IMAGEN CIENTÍFICA

El comando `calibrate` emplea el archivo `sens.fits` y produce un espectro calibrado en flujo y corregido por extinción atmosférica (consultar Anexo A), con unidades  $[f]=\text{erg}\cdot\text{cm}^{-2}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{\AA}^{-1}$ . Ver § B.13.



**Figura 2.20:** Espectro de la estrella Feige 110, después de la reducción estándar, calibración en longitud de onda y sustracción del cielo.

### 2.4 Procedimiento para calcular el corrimiento al rojo

La búsqueda de LAEs y ELGs, dirigida por de Diego *et al.* (2013), que motivó este trabajo de investigación, predijo que entre los candidatos debían existir galaxias “intrusas<sup>1</sup>” a alto corrimiento al rojo ( $z > 1$ ). Para llevar a cabo el estudio espectroscópico de los objetos observados y discriminar entre diferentes tipos de galaxias es necesario conocer el corrimiento al rojo de cada uno de ellos.

Al estimar el corrimiento al rojo (ver Subsección § 1.3.1) de los objetos listados en la Tabla 2.3, primero se identificaron las líneas de emisión (ver Figura 2.17) en los espectros bidimensionales calibrados en longitud de onda y flujo, con lo que se obtiene un valor aproximado de  $z$  utilizando la ecuación 1.3.

Para asociar una línea de emisión, a una especie o átomo determinado, es importante conocer cuáles son las líneas de emisión más prominentes observadas en el espectro de una galaxia. En la Tabla 2.5 se muestran algunas de las líneas que suelen ser observadas en ELGs.

Dado que los candidatos fueron seleccionados por presentar exceso de flujo en banda angosta, todos deberían emitir alguna de las líneas presentadas en la Tabla 2.5, al menos, entre 9164Å y 9254Å. Sin embargo, para estimar el valor de  $z$  es necesario identificar al menos dos líneas de emisión por objeto. De acuerdo con la Tabla 2.5, las líneas más probables de aparecer son  $H\alpha$  seguida de  $[OII]\lambda 3727$ .

Teniendo un valor aproximado de  $z$  para cada objeto se procedió con la paquetería RVSAO (Paquete de Velocidad Radial) dentro de IRAF; en particular, se empleó la tarea `xcsao`. Esta tarea permite determinar corrimientos al rojo y dispersiones de ve-

---

<sup>1</sup>Es decir, que no son LAEs.

**Tabla 2.5:** Líneas de emisión prominentes en las ELGs<sup>a</sup>.

$\lambda_{em}^b$ [Å]	Intensidad <sup>c</sup>	Especie	$\lambda_{em}$ [Å]	Intensidad	Especie
1215	< 1	Ly $\alpha$	3889	< 1	He I
1304	< 1	O I	4076	< 1	S II
1336	< 1	C II	4102	0.5	H $\delta$
1398	< 1	Si IV	4341	1	H $\gamma$
1400	< 1	O IV	4363	< 1	O III
1549	< 1	C IV	4861	2	H $\beta$
1640	< 1	He II	4931	< 1	O III
1663	< 1	O III	4959	2	O III
1854	< 1	Al III	5007	3	O III
1909	< 1	C III	6300	< 1	O I
2326	< 1	C II	6363	< 1	O I
2440	< 1	Ne IV	6251	< 1	N I
2798	1	Mg II	6548	3	N II
3426	< 1	Ne V	6563	8	H $\alpha$
3427	< 1	Ne VI	6583	3	N II
3727	5	O II	6716	3	S II
3730	< 1	O II	6731	3	S II

<sup>a</sup>Fuente: Gal & Jester, 2012; Blandford *et al.*, 2013; Kramida *et al.*, 2018.

<sup>b</sup>Longitud de onda central de cada línea de emisión

<sup>c</sup>Intensidad adimensional relativa a H $\gamma$

locidad con una correlación cruzada entre un espectro y plantillas de espectros<sup>1</sup> con velocidades conocidas (Kurtz *et al.*, 1992).

La tarea `xcsao` solicita un espectro unidimensional en función de la longitud de onda, no es necesario que esté calibrado en flujo; además, requiere un valor aproximado, ya sea de  $z$  o de la velocidad. El resultado de la rutina `xcsao` es una gráfica del espectro de entrada con las líneas de emisión identificadas (Figura 2.21). De igual forma, se

<sup>1</sup>En este caso se usaron espectros sintéticos de SBG.

## 2. METODOLOGÍA

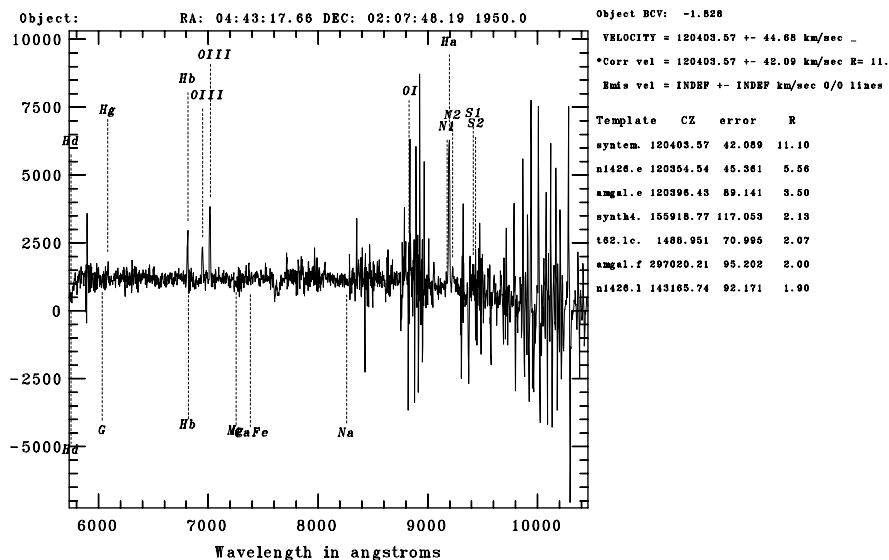


Figura 2.21: Entorno de la tarea xcsao.

obtiene una velocidad calculada en km/sec y su incertidumbre. Este error es calculado en función del parámetro  $\mathcal{R}$ , siendo  $\mathcal{R}$  el cociente entre la altura máxima de correlación y la amplitud del ruido antisimétrico, y representa no sólo un valor inversamente proporcional al error sino un parámetro de certidumbre en la medición en la velocidad; si  $\mathcal{R} > 3.0$  el cálculo de la velocidad radial es confiable (Tonry & Davis, 1979; Kurtz & Mink, 1998).

### 2.5 Metodología para calcular el EW, FWHM y flujo integrado

Las características cuantitativas obtenidas del análisis espectroscópico de este trabajo son el corrimiento al rojo, el flujo, la luminosidad y la SFR. En la Sección § 2.4 se puntualizaron los pasos para obtener los valores de  $z$  de cada uno de los espectros. En esta sección se mencionará el método para calcular el flujo integrado, EW y FWHM, los cuales son necesarios para determinar la luminosidad y llevar a cabo la clasificación de los objetos (ver § 1.2.3), respectivamente. Para tal fin, se utilizó la tarea `spectool`<sup>1</sup>. Esta es una herramienta interactiva de visualización y análisis de espectros unidimensionales, del paquete `guiapps` de IRAF.

En la Figura 2.22 se observa la interfaz gráfica de `spectool`. Esta figura corresponde a un acercamiento del espectro del candidato 830, del cual se sabe que existe una línea de emisión alrededor de 9200Å. Esta tarea permite señalar la posición de las líneas de emisión (flecha centrada en  $\sim 9200\text{\AA}$ ) y posteriormente ajustar una curva gaussiana

<sup>1</sup>Consultar <http://iraf.noao.edu/projects/spectroscopy/spectool/spectool.html> para mayor información sobre los comandos, cursores y especificaciones de `spectool`.

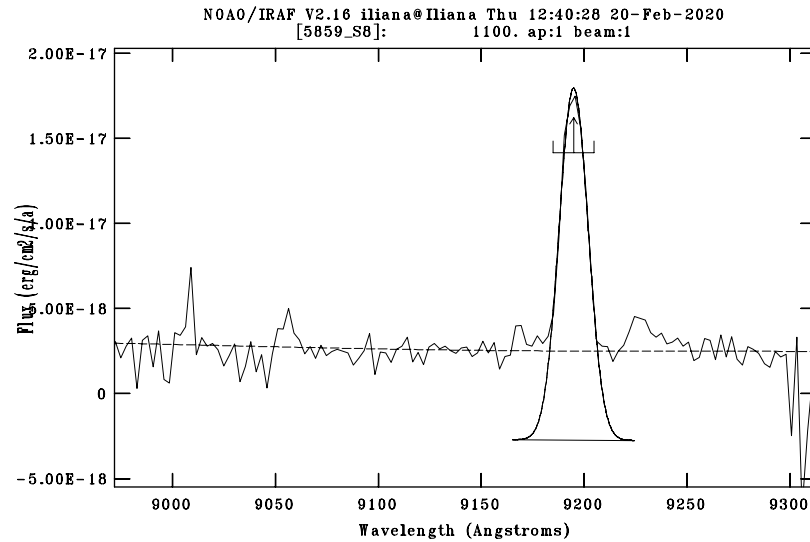


Figura 2.22: Interfaz de `spectool`.

en la línea de emisión identificada, además de ajustar una recta al continuo espectral (línea punteada). Para estimar la densidad de flujo de cada línea observada es necesario integrar sobre el rango de longitudes de onda en el que se extiende tal línea.

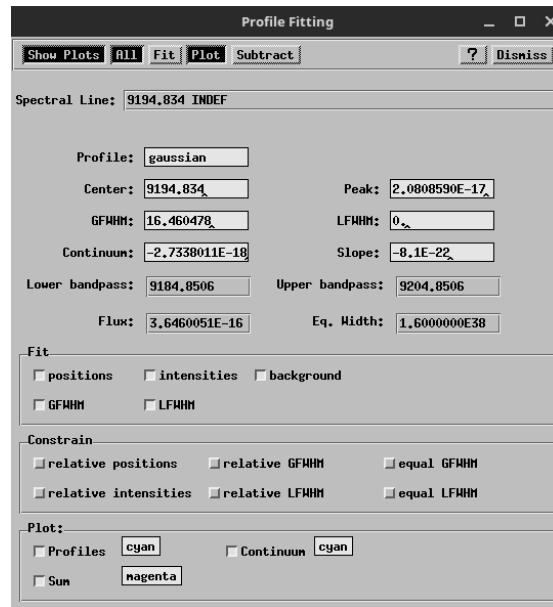
Dentro de las funciones de análisis de `spectool` se encuentran: mediciones en las líneas espectrales (EW, flujo integrado, entre otras), cálculo de errores y datos estadísticos (NOAO, 1995). En la 2.23a se muestra una ventana con los datos del ajuste gaussiano sobre la línea de emisión mostrada en la Figura 2.22. La herramienta `profile fitting` proporciona los datos de la longitud de onda central, la intensidad máxima, el FWHM del perfil gaussiano, el valor promedio del continuo, el intervalo de longitudes de onda sobre las que se extiende la línea, el flujo integrado y el EW.

La ventana de estadísticas (2.23b) contiene varias opciones que se pueden calcular. En este caso se escogieron la longitud de onda media, el número de pixeles, el promedio del espectro, la desviación estándar de la media y del continuo y relación la señal a ruido; todos estos datos en el intervalo de longitudes de onda que contienen a la línea.

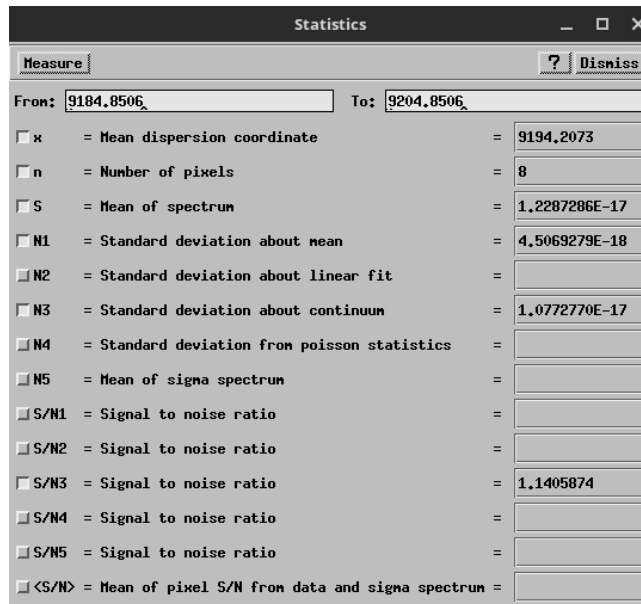


## 2. METODOLOGÍA

---



a) Datos del ajuste.



b) Estadísticas.

Figura 2.23: Análisis con spectool.

## Resultados

Este capítulo está dedicado a presentar los espectros finales calibrados de los objetos alrededor del cúmulo MS 0440, así como diversos resultados derivados del análisis de dichos espectros. Nos gustaría mencionar que resultados, preliminares a los mostrados en este capítulo, fueron presentados en el VI Meeting on Science with GTC 2018 (Valencia, España), y en la II Reunión Extragaláctica Mexicana (Cortés-Pérez *et al.*, 2020; será publicado en Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Serie de Conferencias).

En la Sección §3.1 presentamos el resultado de la reducción de datos de los 14 objetos observados. La Sección §3.2 está dedicada a reportar las líneas de emisión, identificadas tanto visualmente como con ayuda de RVSAO, así como el corrimiento al rojo derivado de esta identificación; en esta sección también presentamos la muestra final de galaxias, es decir, aquellas donde fue posible medir su  $z$ . En la Sección §3.3 contrastamos las observaciones de OSIRIS-MOS con OSIRIS-TF, en el rango de longitudes de onda observadas por los TFs. Los resultados de las propiedades (flujo integrado, EW, luminosidad y SFR) de las galaxias de la muestra final se encuentran en la Sección §3.4. En la Sección §3.5 se presenta la clasificación de las galaxias estudiadas por medio de DDs. Por último, en la Sección §3.6 discutimos los resultados para aquellos objetos donde fue posible extraer un espectro calibrado.

### 3.1 Espectros

Esta sección está dedicada a presentar los resultados del proceso de reducción de datos (Sección §2.3), es decir, mostrar los espectros finales de los objetos estudiados, calibrados en longitud de onda y flujo. Sin embargo, por diferentes causas que serán explicadas más adelante, no fue posible concluir el procedimiento para todos los objetos listados en la Tabla 2.3. A continuación, exponemos los espectros de aquellos objetos (ocho en total) que fueron sometidos al proceso de reducción completo (Figura 2.7); cabe resaltar que estos objetos forman parte de la selección original de candidatos a LAEs realizada por Victoria-Ceballos (2016). Los datos de la emisión atmosférica (línea azul) que se muestran en este capítulo fueron adquiridos de Hanuschik (2003), se anexan a las gráficas de los objetos para diferenciar las líneas de emisión propias de los candidatos de aquellas que provienen del cielo.

### 3. RESULTADOS

---

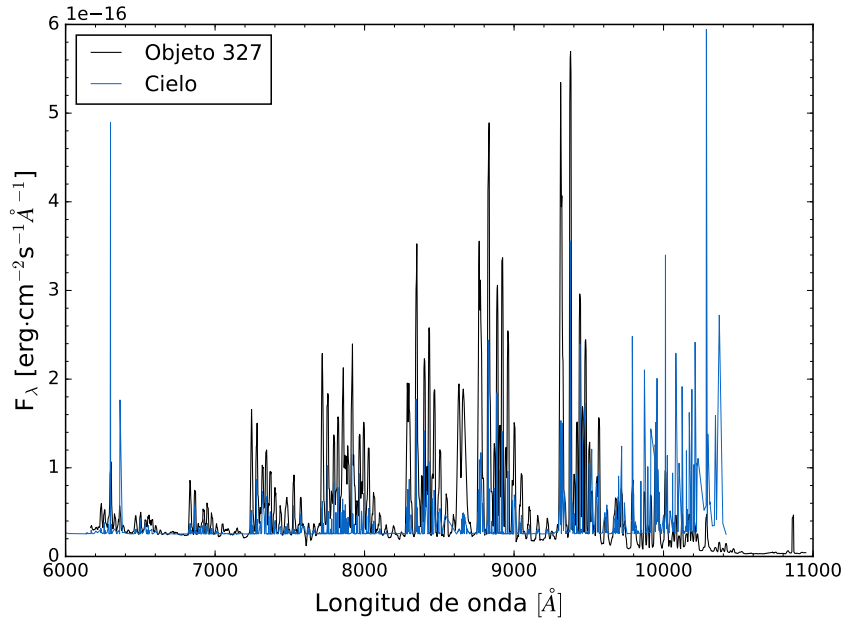


Figura 3.1: Candidato 327. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.

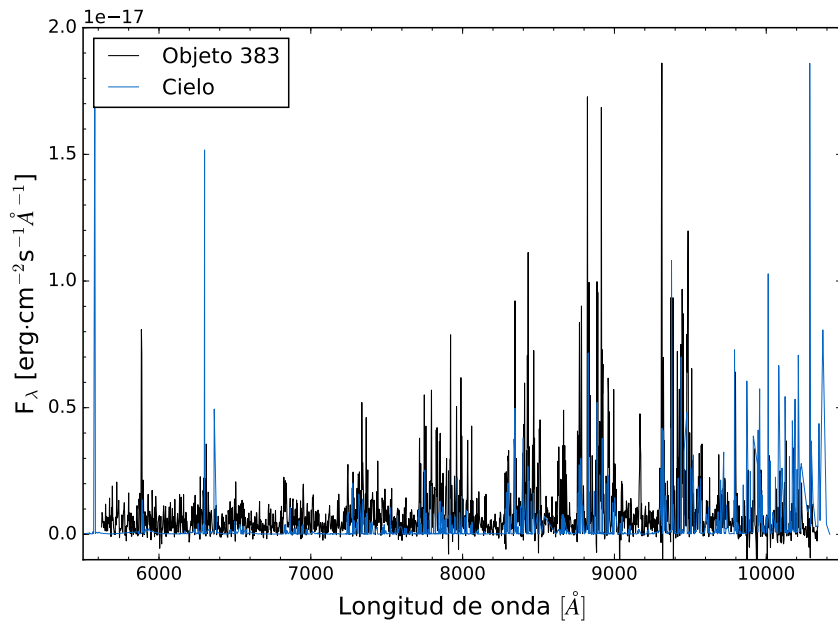
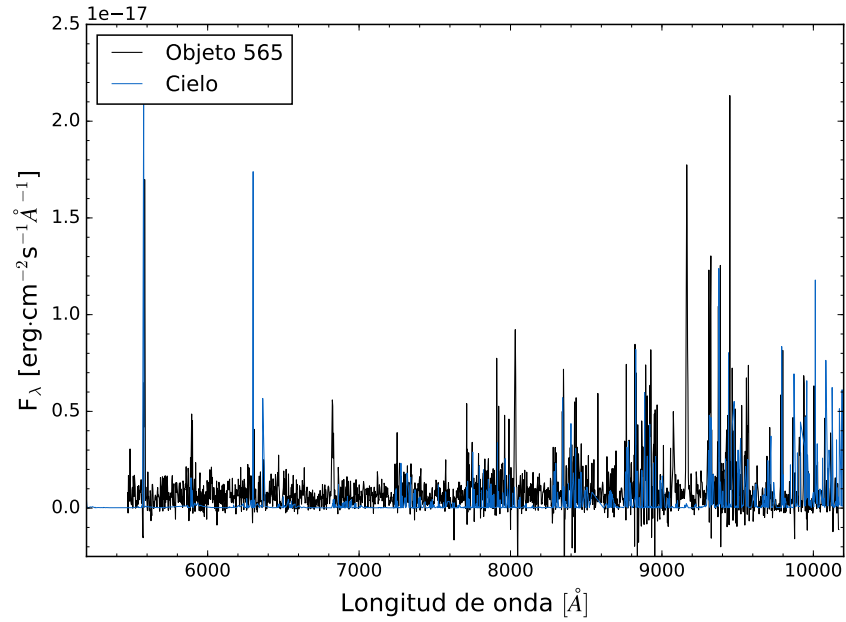
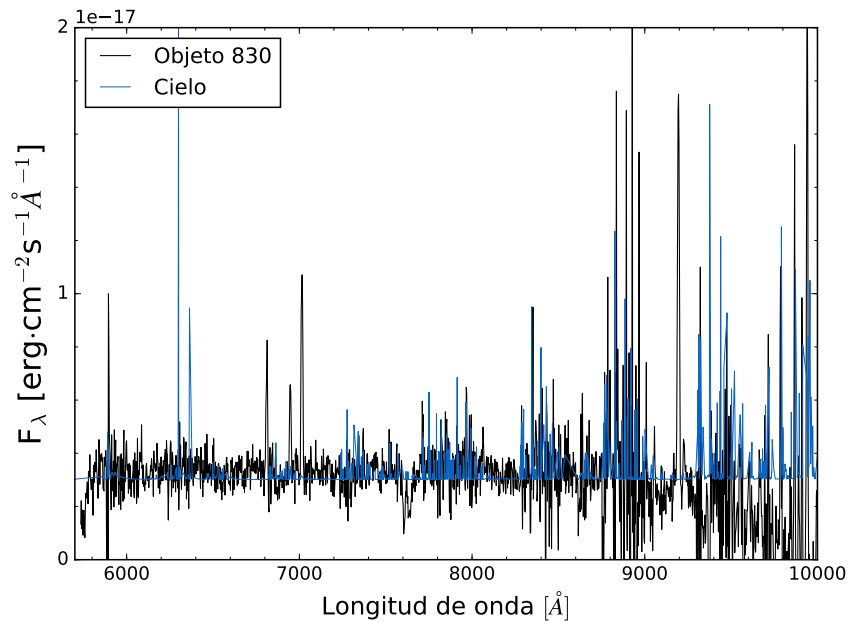


Figura 3.2: Candidato 383. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.



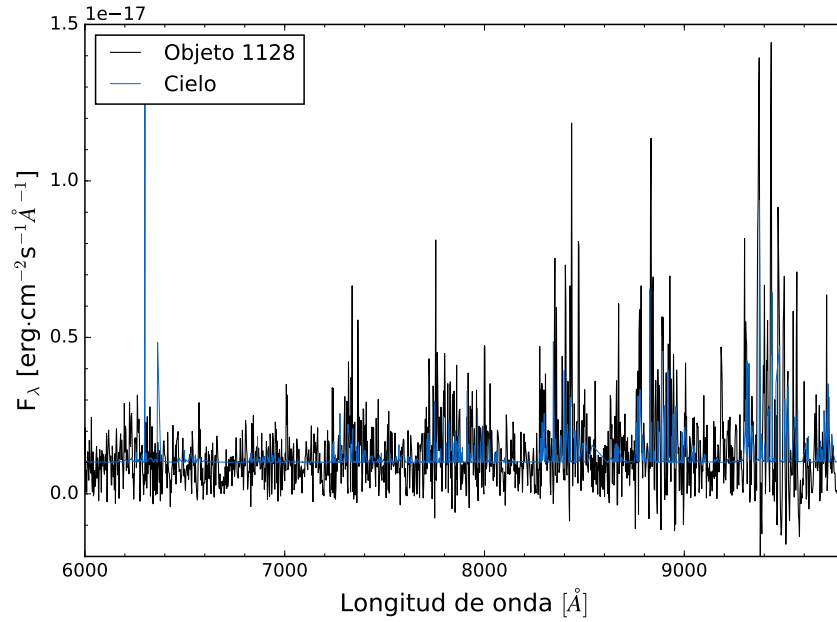
**Figura 3.3:** Candidato 565. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.



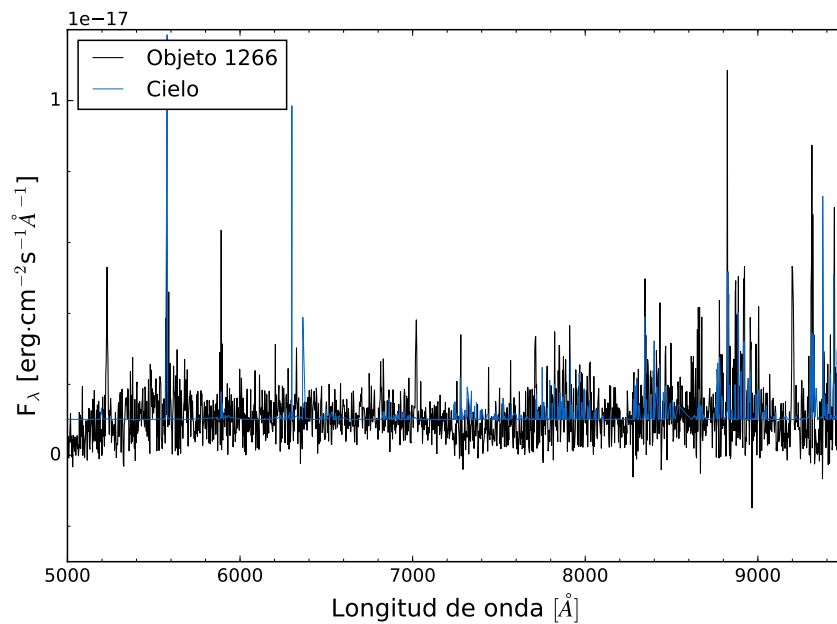
**Figura 3.4:** Candidato 830. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.

### 3. RESULTADOS

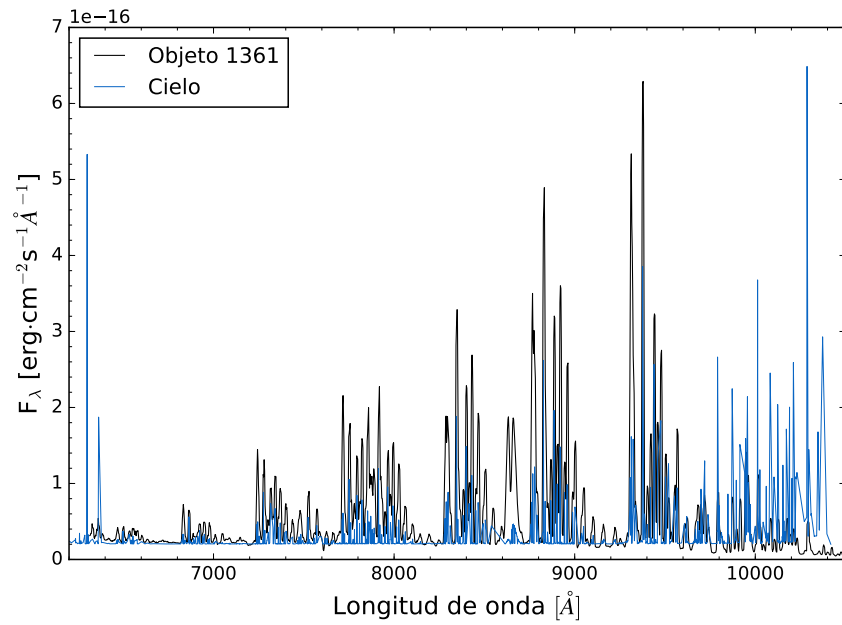
---



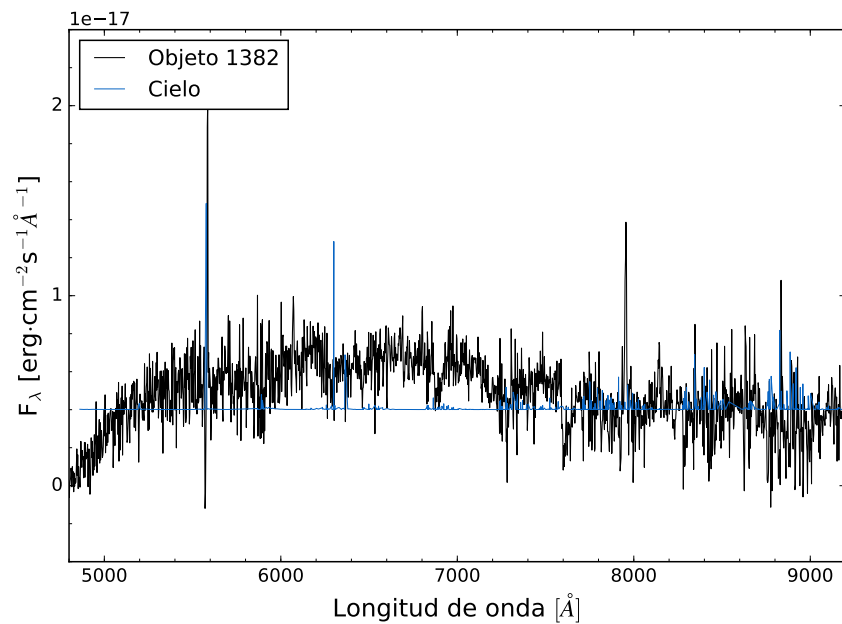
**Figura 3.5:** Candidato 1128. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.



**Figura 3.6:** Candidato 1266. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.

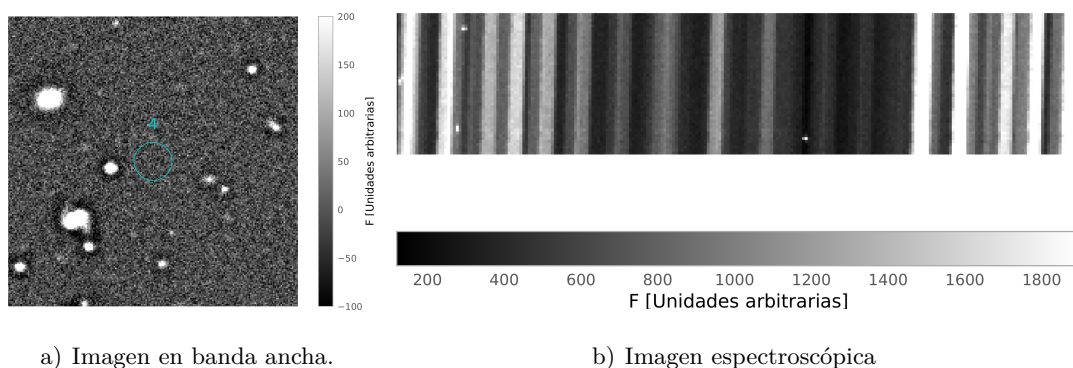


**Figura 3.7:** Candidato 1361. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.



**Figura 3.8:** Candidato 1382. Espectro calibrado en longitud de onda y flujo.

### 3. RESULTADOS

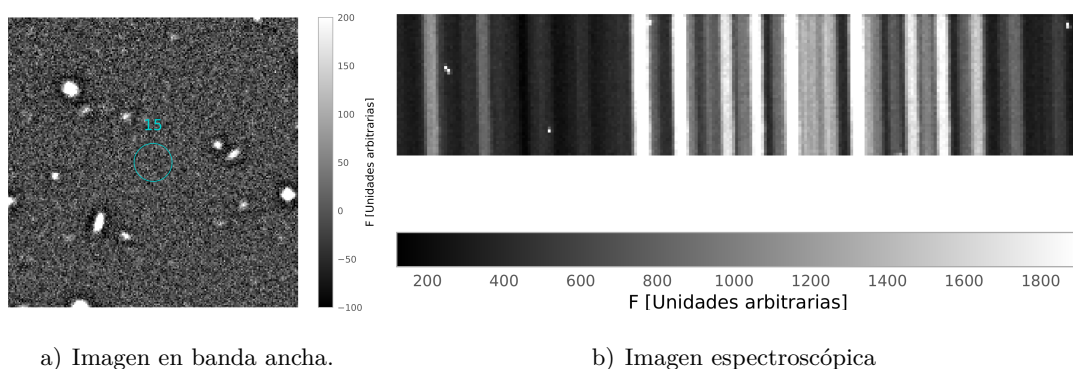


**Figura 3.9:** Objeto 4.

Distinguir entre la emisión atmosférica y la proveniente de los objetos no es del todo claro en algunos espectros (*e.g.* objetos 327 y 1361) aún cuando se observan marcadas líneas de emisión (*e.g.* objetos 383, 565 y 1128); es por esta razón que, en la Sección § 3.2 se inspeccionará el espectro bidimensional de estos objetos para identificar las líneas espectrales de cada objeto.

A continuación, presentamos los objetos (seis en total) para los cuales no fue posible completar el proceso de reducción de datos (Figura 2.7). En la Sección § 2.2 se mencionó que no todos los objetos observados son candidatos a LAEs; tal es el caso de las rendijas 4 y 15, en cuyas posiciones no parece existir algún objeto astronómico (ver Figuras 3.9a y 3.10a). Por lo tanto en los espectros adquiridos tampoco se observan líneas de emisión ni el continuo espectral, sólo son visibles las líneas del cielo (Figuras 3.9b) y 3.10b).

Para estos dos objetos la reducción de datos culminó en el segundo paso, es decir, se aplicó la reducción estándar y la calibración en longitud de onda. La producción del espectro unidimensional y posterior calibración en flujo requiere identificar el continuo y/o líneas de emisión (§ 2.3.4), inexistentes en este caso.



**Figura 3.10:** Objeto 15.

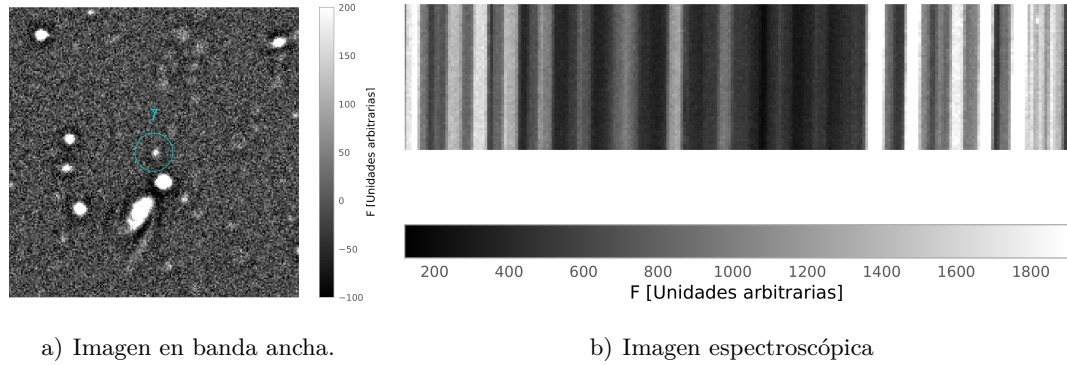


Figura 3.11: Objeto 7.

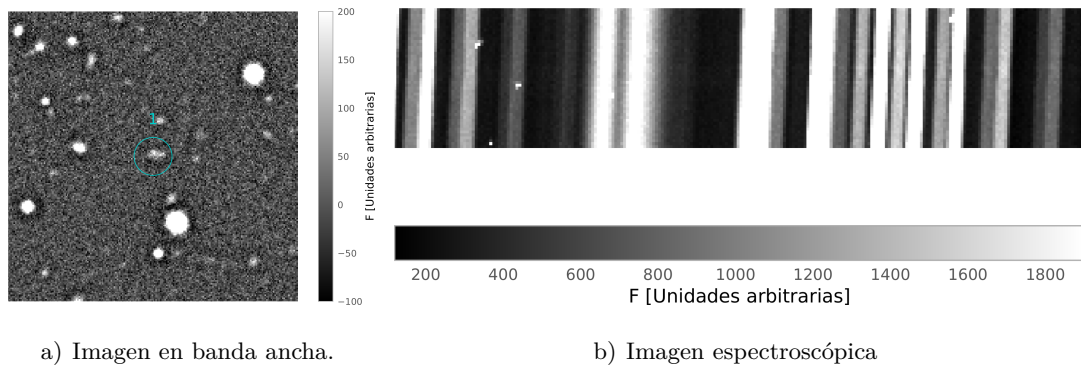


Figura 3.12: Candidato 268.

Otra dificultad que se presentó fue que, aun cuando se observan astronómicos en el campo de las rendijas, algunos no brillan lo suficiente para que el CCD detecte el continuo o líneas de emisión en las observaciones espectroscópicas (*c.f.* Figura 2.17). Esto sucedió con los objetos 7, 268, 936 y 1101 (Figuras 3.11, 3.12, 3.13 y 3.14, respectivamente).

Al igual que con las rendijas 4 y 15, para ninguno de los objetos 7, 268, 936 y 1101 fue posible realizar el tercer y cuarto paso de la reducción de datos.





## 3.2 Identificación de líneas de emisión y corrimiento al rojo de los objetos

### 3.2.1 ESCRUTINIO VISUAL

Reconocer líneas de emisión en el espectro de las galaxias contenidas en la muestra estudiada en esta tesis es un proceso meticuloso, porque se presupone que las galaxias se localizan a alto corrimiento al rojo. Por ejemplo, si se busca la línea  $H\alpha$  en  $6565\text{\AA}$ , lo más probable es que no se encuentre. Sin embargo, la variación en la longitud de onda es la misma para todas las líneas de emisión en un mismo objeto ( $\lambda_{\text{obs}}/\lambda_{\text{em}}$ , ver ecuación 1.3); por lo tanto, una vez que se ha identificado una línea, es factible reconocer otras.

La identificación visual de las líneas de emisión se basó en comparar la distancia entre las líneas observadas en el espectro bidimensional y la distancia entre las líneas en reposo (Tabla 2.5). Cabe recordar que los candidatos mostraron exceso de flujo entre  $9164\text{\AA}$  y  $9254\text{\AA}$ , siendo  $H\alpha$ , [OII] y [OIII] las líneas de emisión más probables.

Identificar la longitud de onda observada de cada línea de emisión permitió el cálculo del corrimiento al rojo (ecuación 1.3). En la Tabla 3.1 se reporta la longitud de onda de las líneas de emisión observadas, y el corrimiento al rojo estimado a partir de estos valores. El valor de  $z$  corresponde al promedio del corrimiento al rojo de las líneas identificadas en cada espectro, y su error es la desviación estándar de estos mismos datos.

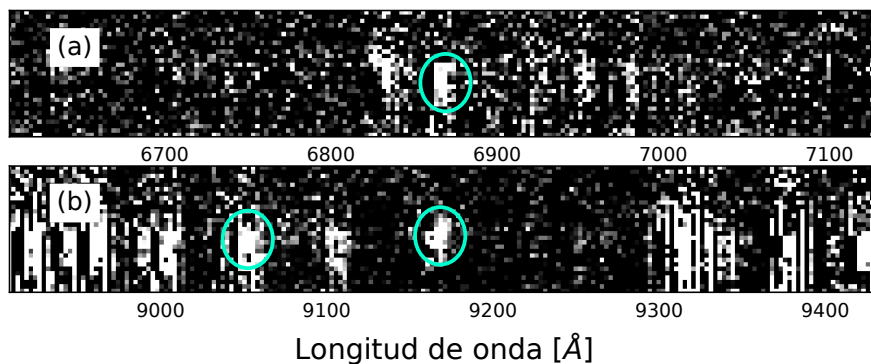
**Tabla 3.1:** Identificación visual de las líneas de emisión.

	[OII]	$H\beta$	[OIII]	[OIII]	$H\alpha$	[SII]	[SII]	
	$\lambda 3727$	$\lambda 4861$	$\lambda 4959$	$\lambda 5007$	$\lambda 6563$	$\lambda 6716$	$\lambda 6731$	
Objeto	Longitud de onda [ $\text{\AA}$ ]							$z$
327	...	...	...	...	...	...	...	...
383	6865	9050	...	9165	...	...	...	$0.8445 \pm 0.0155$
565	6820	...	9075	9161	...	...	...	$0.8299 \pm 0.0005$
830	...	6810	6947	7013	9195	...	...	$0.4006 \pm 0.0001$
1128	...	...	...	7009	9184	...	...	$0.3994 \pm 0.0005$
1266	...	6813	6950	7019	9198	...	...	$0.4013 \pm 0.0003$
1361	...	...	...	...	...	...	...	...
1382	...	...	6010	6068	7953	8135	8156	$0.2115 \pm 0.0004$

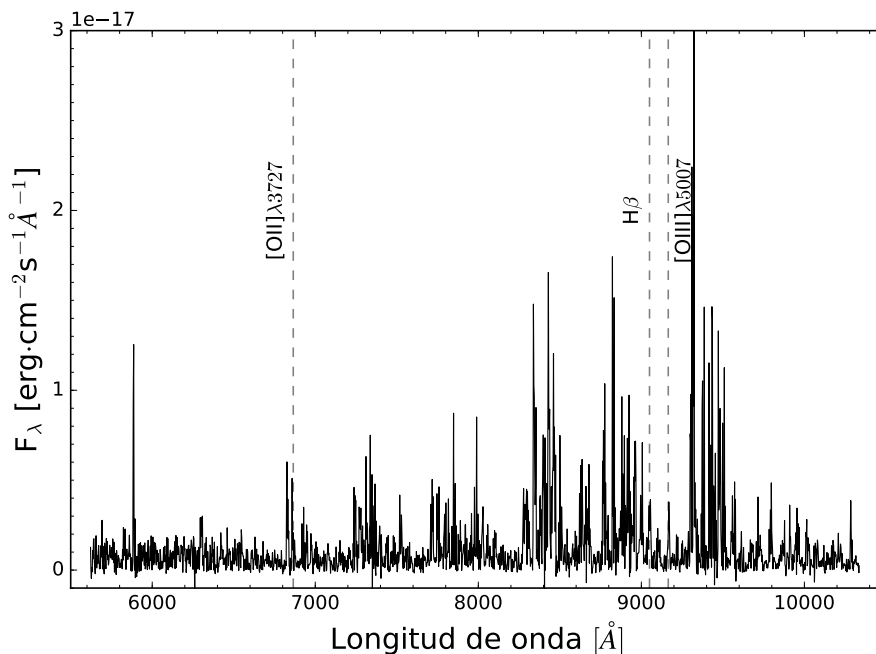
### 3. RESULTADOS

A continuación, se presentan los espectros de los objetos con sus correspondientes líneas de emisión, listados en la Tabla 3.1. Los espectros bidimensionales que se muestran fueron sometidos a la tarea background (consultar § 2.3.4), para evidenciar la presencia de las líneas de emisión. Primero presentaremos los objetos para los cuales fue posible encontrar líneas de emisión y asociar un corrimiento al rojo.

El objeto 383 exhibe, al menos, tres líneas de emisión (ver Figura 3.15), cuyos valores son consistentes con  $[\text{OII}]\lambda 3727$ ,  $\text{H}\beta$  y  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ .



a) Líneas de emisión en el espectro bidimensional. Panel (a)  $[\text{OII}]$  observada en  $\lambda = 6865\text{\AA}$ ; panel (b)  $\text{H}\beta$  observada en  $\lambda = 9050\text{\AA}$  y  $[\text{OIII}]$  observada en  $\lambda = 9165\text{\AA}$ .

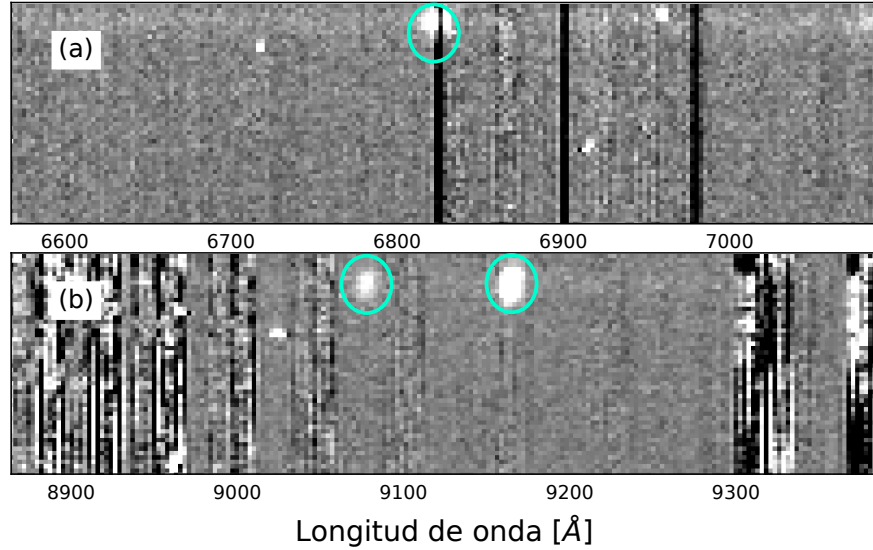


b) Líneas de emisión en el espectro unidimensional.

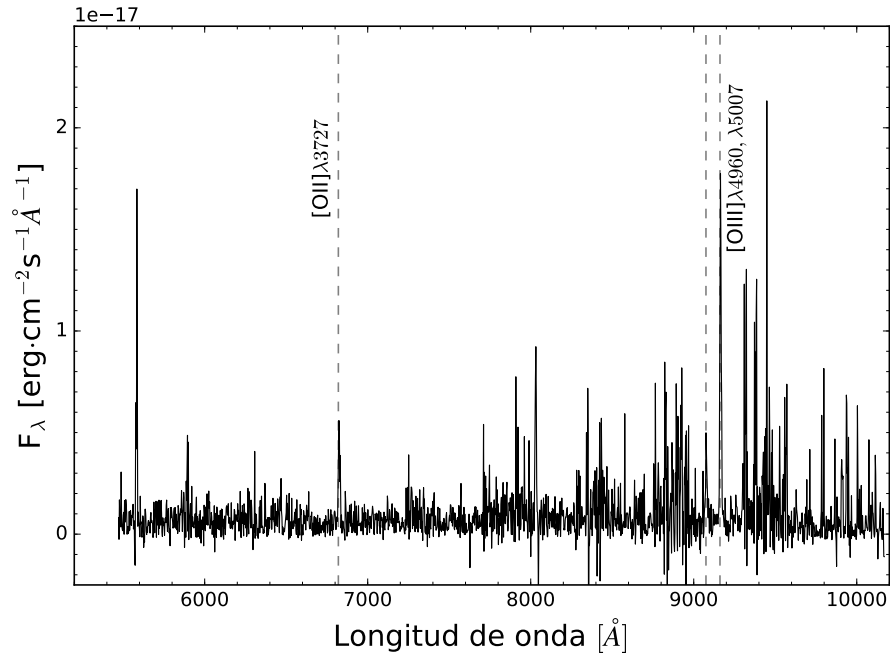
**Figura 3.15:** Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 383.

### 3.2 Identificación de líneas de emisión y corrimiento al rojo de los objetos

En el espectro del objeto 565 (Figura 3.16) se reconocen las líneas  $[\text{OII}]\lambda 3727$ ,  $[\text{OIII}]\lambda 4959, \lambda 5007$ .



a) Líneas de emisión en el espectro bidimensional. Panel (a)  $[\text{OII}]\lambda 3727$  observada en  $\lambda = 6820\text{Å}$ ; panel (b) doblete  $[\text{OIII}]\lambda 4959, \lambda 5007$  observado en  $\lambda = 9075\text{Å}$  y  $\lambda = 9161\text{Å}$ .



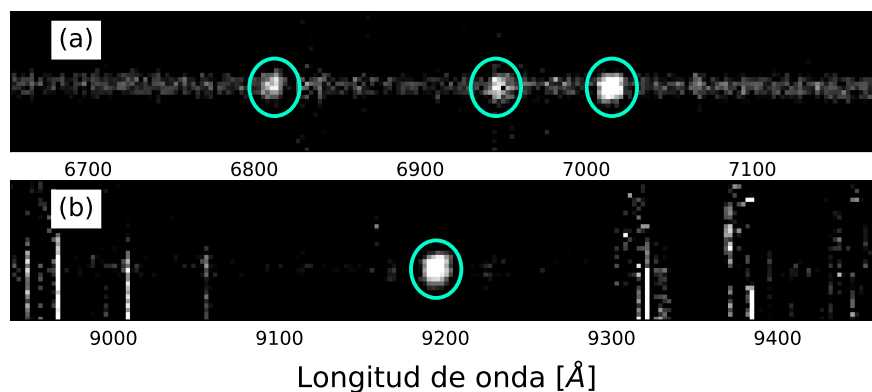
b) Líneas de emisión en el espectro unidimensional.

**Figura 3.16:** Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 565.

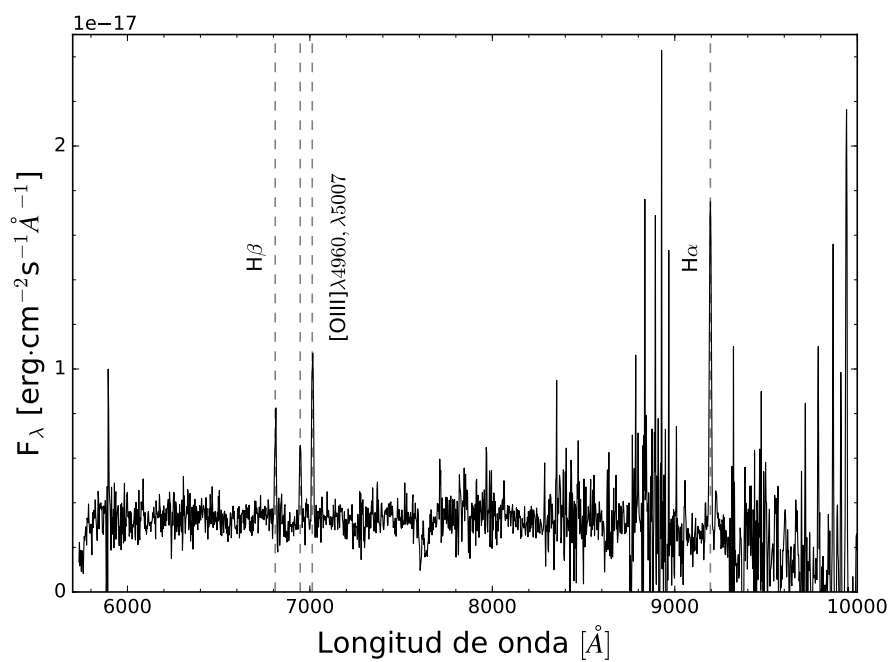
### 3. RESULTADOS

---

El objeto 830 emite visiblemente (ver Figura 3.17) en cuatro longitudes de onda, que corresponden a las líneas  $H\beta$ ,  $[\text{OIII}]\lambda 4959, \lambda 5007$  y  $H\alpha$ .



a) Líneas de emisión en el espectro bidimensional. Panel (a)  $H\beta$  observada en  $\lambda = 6810\text{Å}$ , doblete  $[\text{OIII}]$  en  $\lambda = 6947\text{Å}$  y  $\lambda 7013\text{Å}$ ; panel (b)  $H\alpha$  observada en  $\lambda = 9195\text{Å}$ .

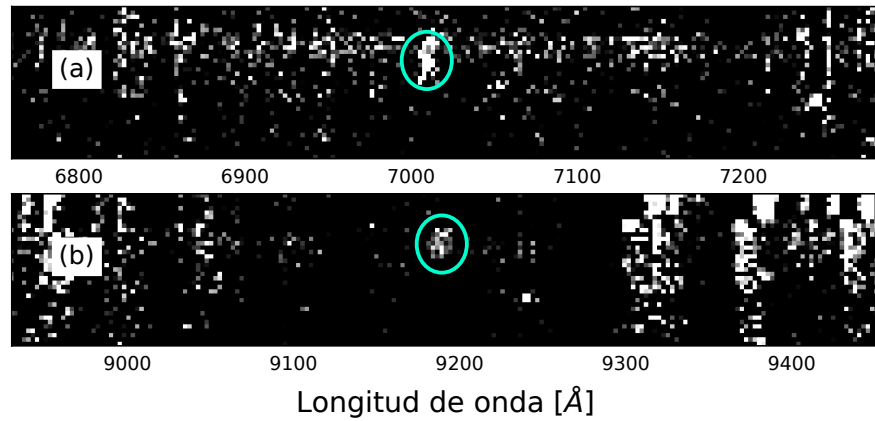


b) Líneas de emisión en el espectro unidimensional.

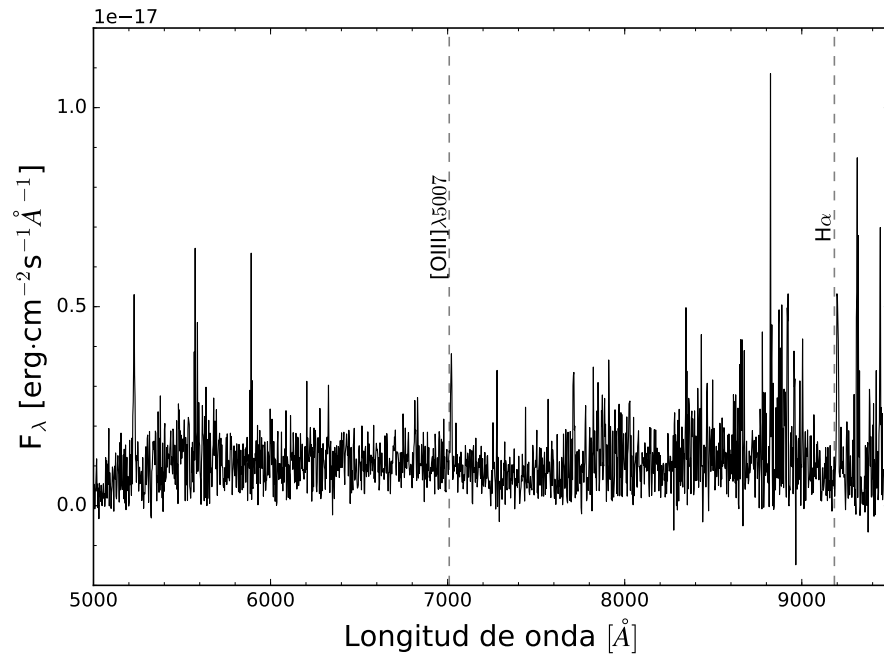
**Figura 3.17:** Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 830.

### 3.2 Identificación de líneas de emisión y corrimiento al rojo de los objetos

En el espectro del objeto 1128 (Figura 3.18) se identifican dos líneas de emisión, cuya longitud de onda es consistente con  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  y  $\text{H}\alpha$  a un corrimiento al rojo de  $z = 0.3$ .



a) Líneas de emisión en el espectro bidimensional. Panel (a)  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  observada en  $\lambda = 7009\text{Å}$ ; panel (b)  $\text{H}\alpha$  observada en  $\lambda = 9184\text{Å}$ .

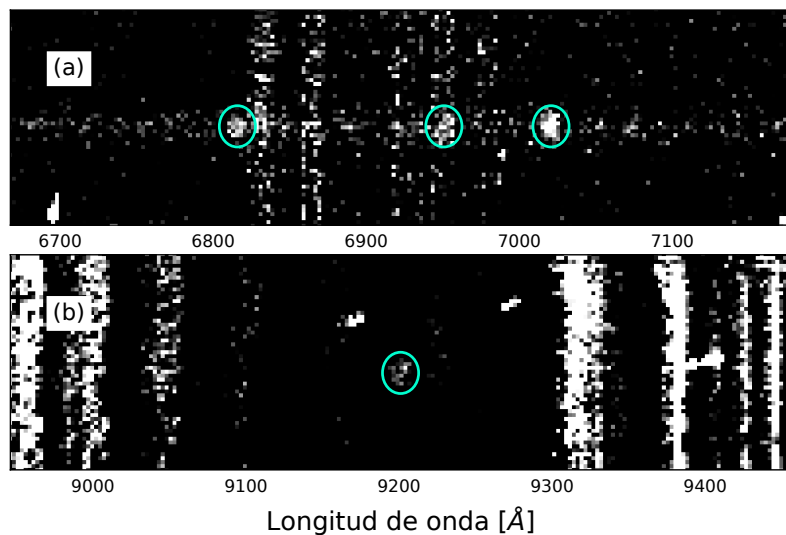


b) Líneas de emisión en el espectro unidimensional.

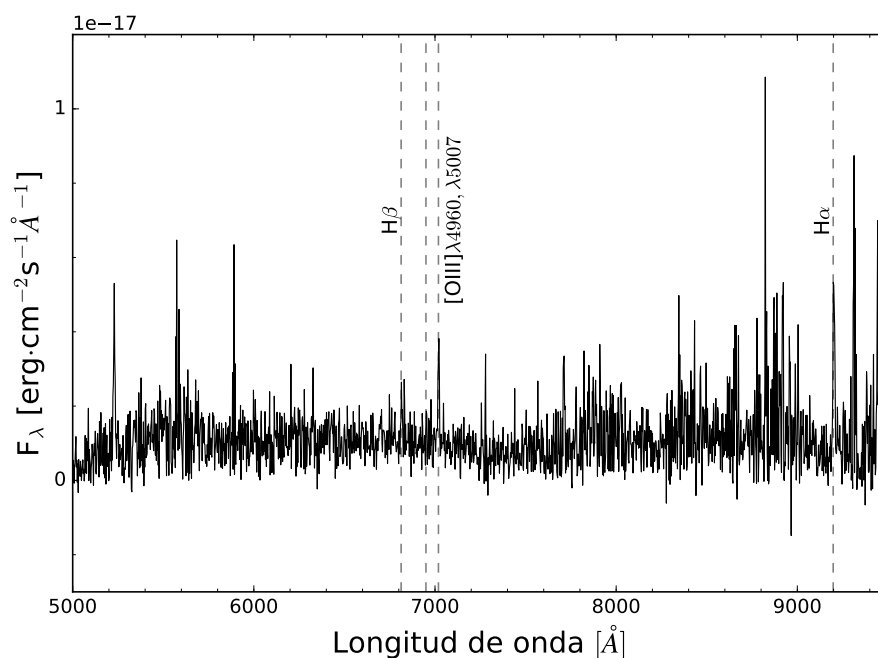
**Figura 3.18:** Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 1128.

### 3. RESULTADOS

Se reconocen cuatro líneas de emisión en el espectro del objeto 1266 (Figura 3.19), que coinciden con  $H\beta$ ,  $[OIII]\lambda 4959, \lambda 5007$  y  $H\alpha$ .



a) Líneas de emisión en el espectro bidimensional. Panel (a)  $H\beta$  observada en  $\lambda = 6813\text{Å}$ , doblete [OIII] en  $\lambda = 6950\text{Å}$  y  $\lambda 7019\text{Å}$ ; panel (b)  $H\alpha$  observada en  $\lambda = 9198\text{Å}$ .

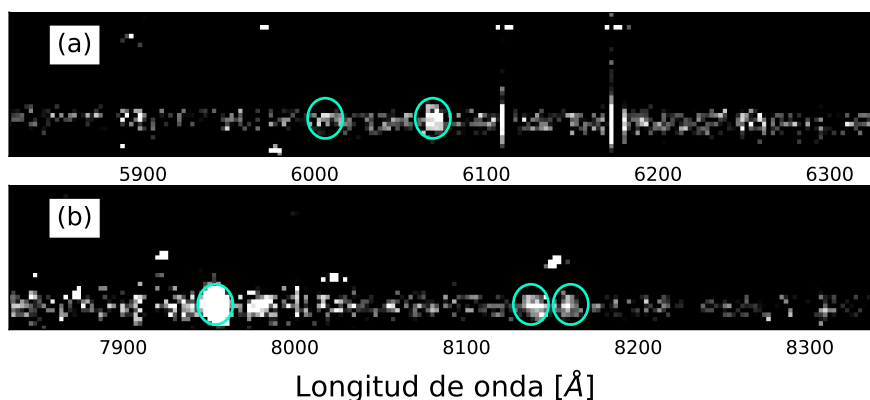


b) Líneas de emisión en el espectro unidimensional.

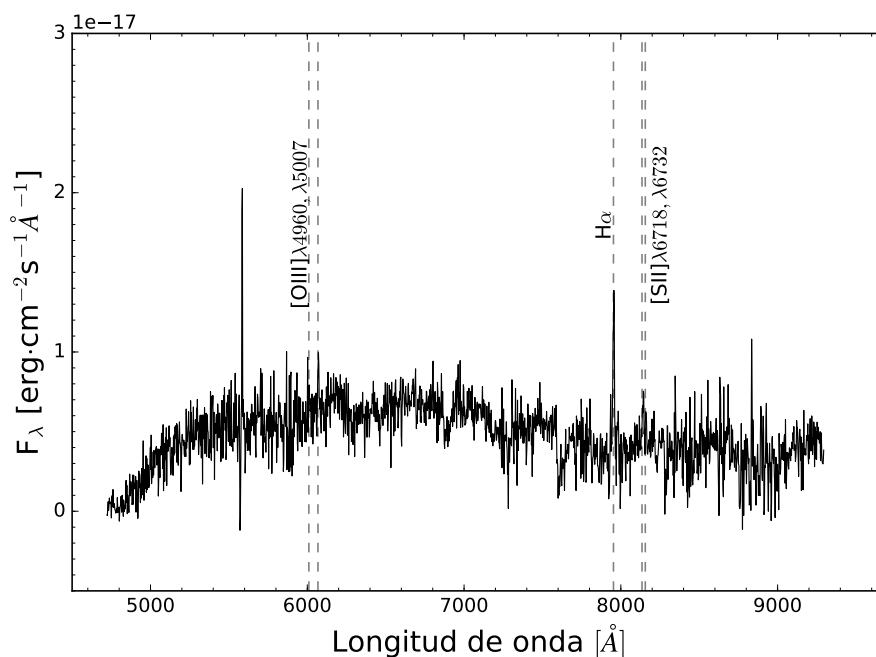
**Figura 3.19:** Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 1266.

### 3.2 Identificación de líneas de emisión y corrimiento al rojo de los objetos

Por su parte, el objeto 1382 muestra 5 líneas de emisión evidentes (ver Figura 3.20). Estas líneas corresponden a [OIII] $\lambda$ 4959, $\lambda$ 5007, H $\alpha$  y [SII] $\lambda$ 6716, $\lambda$ 6731. Es interesante notar que más allá de 9000 $\text{\AA}$  no encontramos líneas de emisión.



a) Líneas de emisión en el espectro bidimensional. Panel (a) doblete [OIII] en  $\lambda = 6010\text{\AA}$  y  $\lambda 6068\text{\AA}$ ; panel (b) H $\alpha$  observada en 7953 y el doblete [SII] observado en  $\lambda = 8135\text{\AA}$  y  $\lambda 8156\text{\AA}$ .



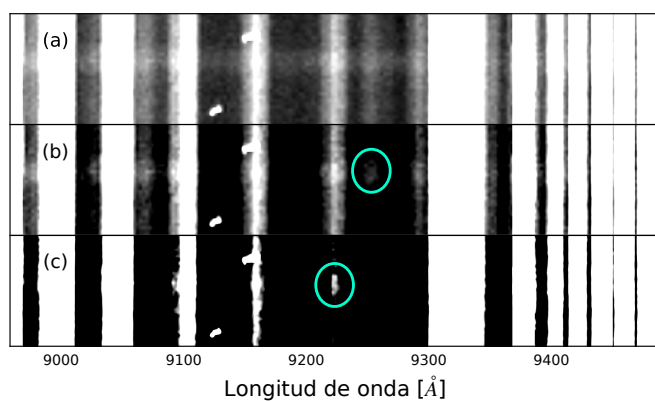
b) Líneas de emisión en el espectro unidimensional.

**Figura 3.20:** Identificación visual de las líneas de emisión del objeto 1382.

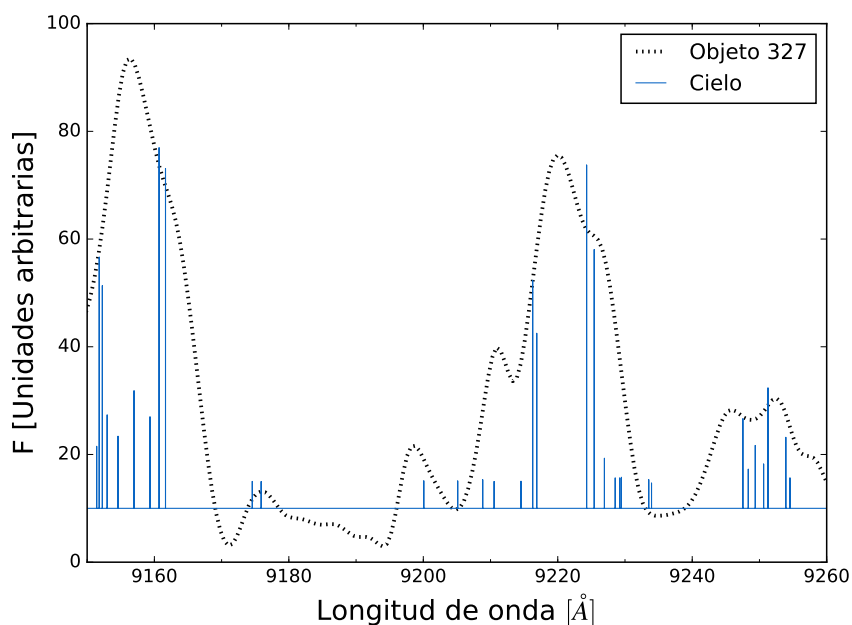


### 3. RESULTADOS

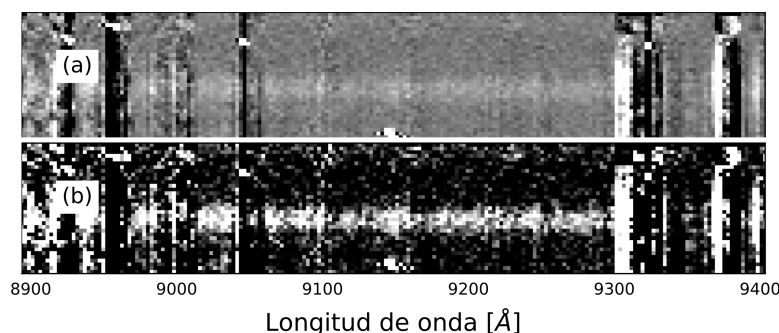
En la Figura 3.21 se presenta el espectro bidimensional del objeto 327. Al aumentar el contraste (páneos b y c) se observan dos posibles líneas de emisión alrededor de 9220Å y 9250Å, respectivamente. Sin embargo, en la misma posición se encuentran líneas de emisión atmosférica, como lo expone la Figura 3.22. Después de realizar la sustracción del cielo (consultar § 2.3.4), dichas líneas de emisión del objeto fueron suprimidas (ver Figura 3.1). Además de estas dos posibles líneas de emisión, en el espectro bidimensional no encontramos ninguna otra.



**Figura 3.21:** Espectro bidimensional del objeto 327. Los páneos (a), (b) y (c) corresponden a diferentes contrastes del mismo rango de longitud de onda.



**Figura 3.22:** Comparación del objeto 327 con líneas del cielo



**Figura 3.23:** Espectro bidimensional del objeto 1361. Los paneles (a) y (b) corresponden a diferentes contrastes del mismo rango de longitudes de onda.

De acuerdo con la Tabla 2.5, la emisión alrededor de  $9220\text{\AA}$  más probable es  $H\alpha$ , e incluso la segunda línea en  $9250\text{\AA}$  podría corresponder a  $[\text{NII}]\lambda 6583$ . Dado que  $H\alpha$  es apenas detectable, no es de extrañarse que no sean evidentes más líneas de emisión en el espectro del objeto 327. El análisis del espectro bidimensional no es conclusivo respecto a qué líneas de emisión podrían corresponder las observadas en la Figura 3.21, por lo tanto este objeto no fue tomado en cuenta para la identificación de líneas de emisión con el paquete RVSAO y tampoco reportamos el valor estimado de su corrimiento al rojo en la Tabla 3.1. Cabe resaltar que el espectro del objeto 327 de la Figura 3.21 no fue sometido a la tarea background, pues el resultado no fue satisfactorio y la señal del continuo espectral se desvanecía totalmente.

Finalmente, en la Figura 3.23 presentamos el espectro bidimensional del objeto 1361. Es evidente la emisión del continuo pero no se aprecian líneas de emisión. Previamente se mencionó que los objetos astronómicos fueron elegidos por presentar emisión entre  $9164\text{\AA}$  y  $9254\text{\AA}$ , es por eso que mostramos esta región del espectro en la Figura, sin embargo, es importante mencionar que no se encontraron líneas de emisión en ninguna región del espectro. Aún con alto contraste (panel b) no fue posible identificar ninguna línea de emisión. Por lo tanto, este objeto también fue descartado para el posterior análisis con RVSAO.

### 3. RESULTADOS

---

#### 3.2.2 LA MUESTRA FINAL DE GALAXIAS

Una vez que se estimaron los corrimientos al rojo de cada objeto (Tabla 3.1), se prosiguió a identificar las líneas de emisión con el paquete RVSAO (ver § 2.4). En la Tabla 3.2 se registra la identificación de líneas. El símbolo  $\star$  significa que la línea de emisión en cuestión está presente en el objeto de la primera columna. Los objetos listados en la Tabla 3.3 constituyen nuestra muestra final de galaxias, para seleccionarlos nos valimos de dos criterios: 1. La identificación de las líneas de emisión tanto visual en el espectro bidimensional como por la realizada con RVSAO y 2. Que cada galaxia mostrara al menos una línea cuya detección fuese  $\geq 3\sigma$ <sup>1</sup>.

La herramienta RVSAO no identificó ninguna línea de emisión en el espectro del objeto 1128. Lo cual puede deberse a la baja relación señal a ruido que presentan las líneas identificadas visualmente (Figura 3.18). Las siguientes Figuras (3.24, 3.25, 3.26, 3.27 y 3.28) muestran la identificación de líneas de emisión producida por RVSAO en el espectro de cada objeto.

**Tabla 3.2:** Identificación de las líneas de emisión por RVSAO.

Objeto	[NeV]	[OII]	[NeIII]	HeI	H $\delta$	H $\gamma$	H $\beta$	[OIII]	[OI]	H $\alpha$	[NII]	[SII]
383	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$				
565	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$				
830					$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$
1128												
1266		$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$
1382				$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$	$\star$

---

<sup>1</sup>La señal está tres veces por encima de la desviación estándar media del espectro en la región próxima ( $\pm 50\text{\AA}$ ) a la línea de emisión. En la muestra final, cinco de las galaxias tienen dos o más líneas con un flujo superior a  $3\sigma$ , excepto la galaxia 1382, para la cual solo H $\alpha$  cumple con este criterio.

### 3.2 Identificación de líneas de emisión y corrimiento al rojo de los objetos

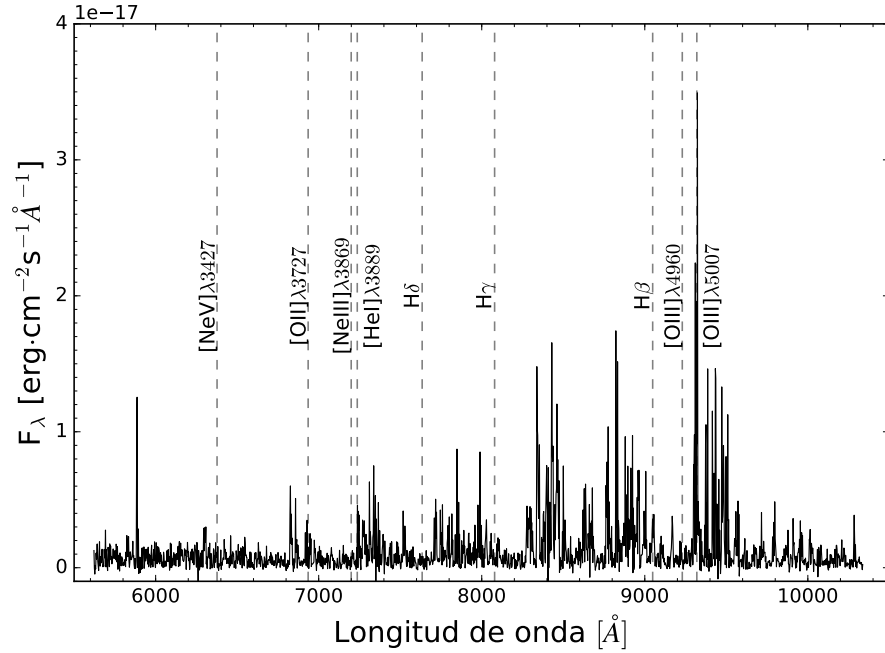


Figura 3.24: Identificación de líneas de emisión del objeto 383 por RVSAO.

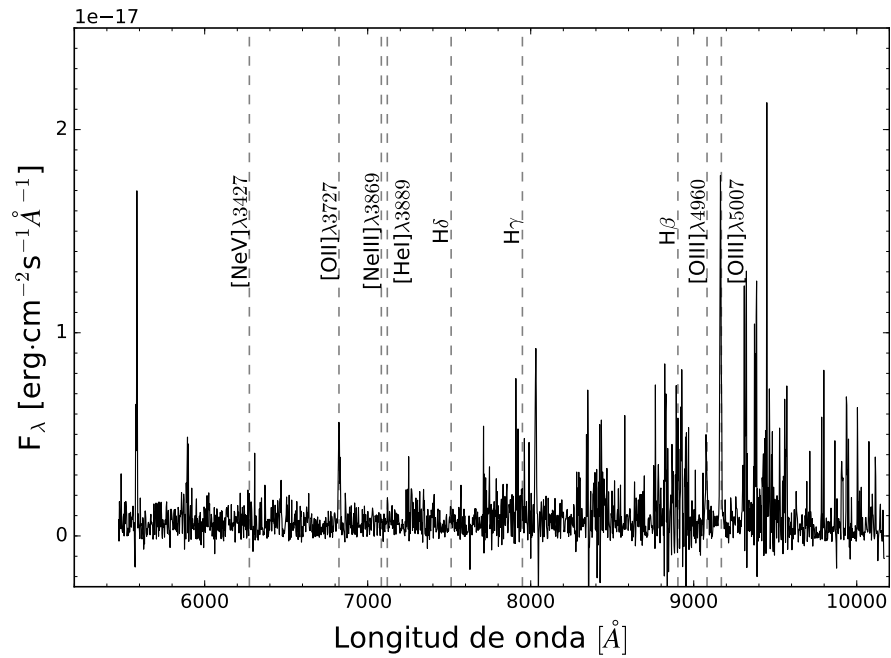


Figura 3.25: Identificación de líneas de emisión del objeto 565 por RVSAO.

### 3. RESULTADOS

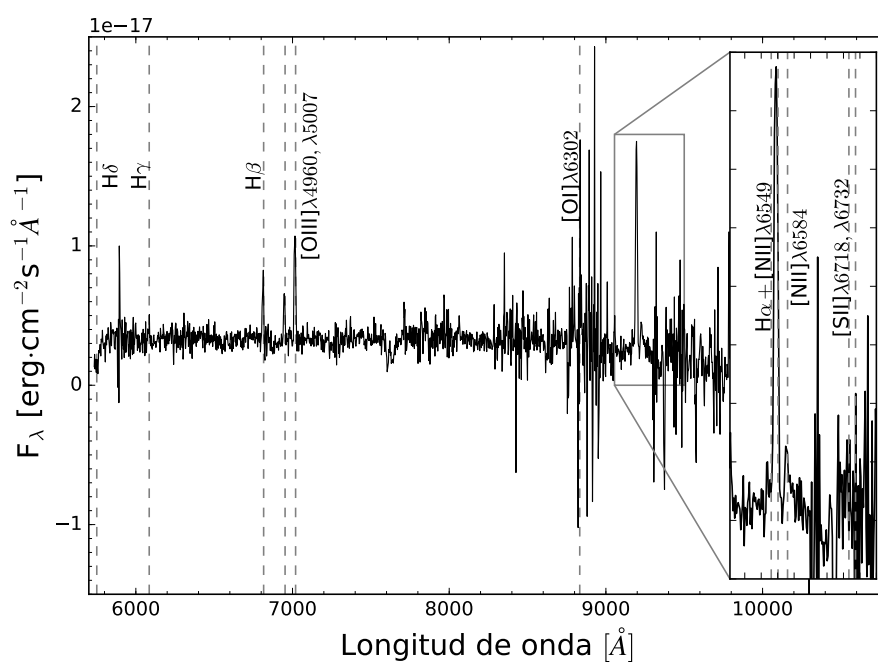


Figura 3.26: Identificación de líneas de emisión del objeto 830 por RVSAO.

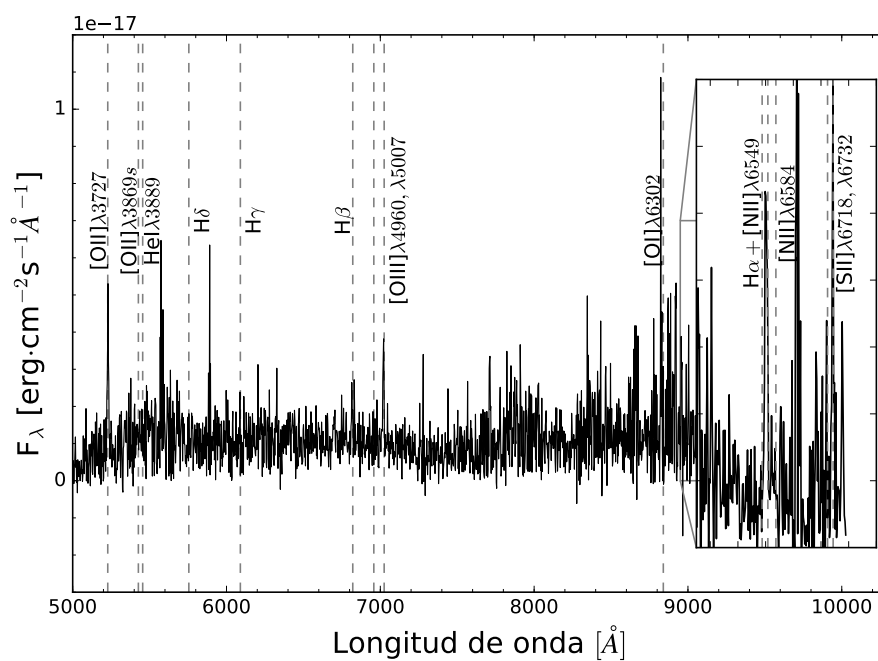
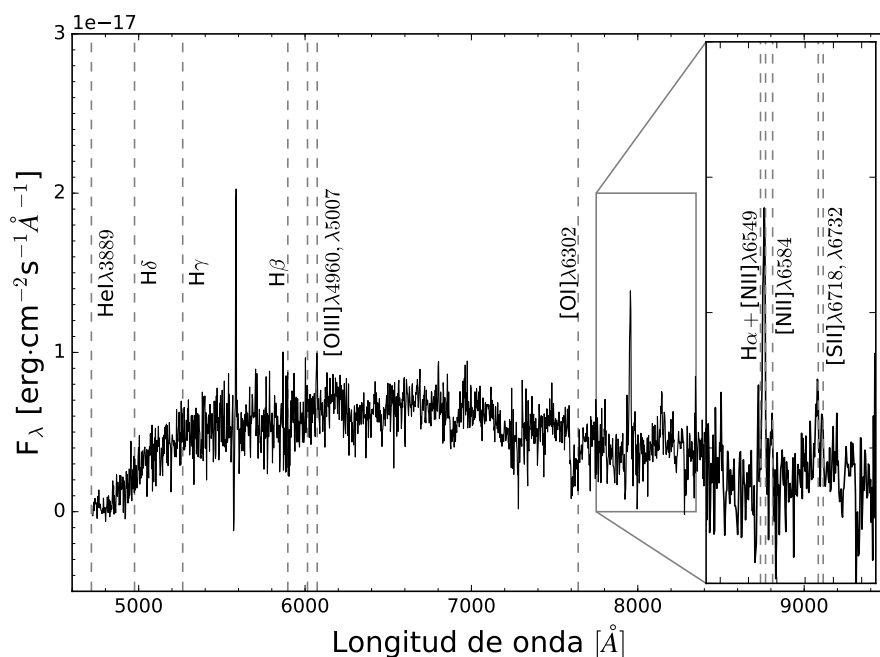


Figura 3.27: Identificación de líneas de emisión del objeto 1266 por RVSAO.



**Figura 3.28:** Identificación de líneas de emisión del objeto 1382 por RVSAO.

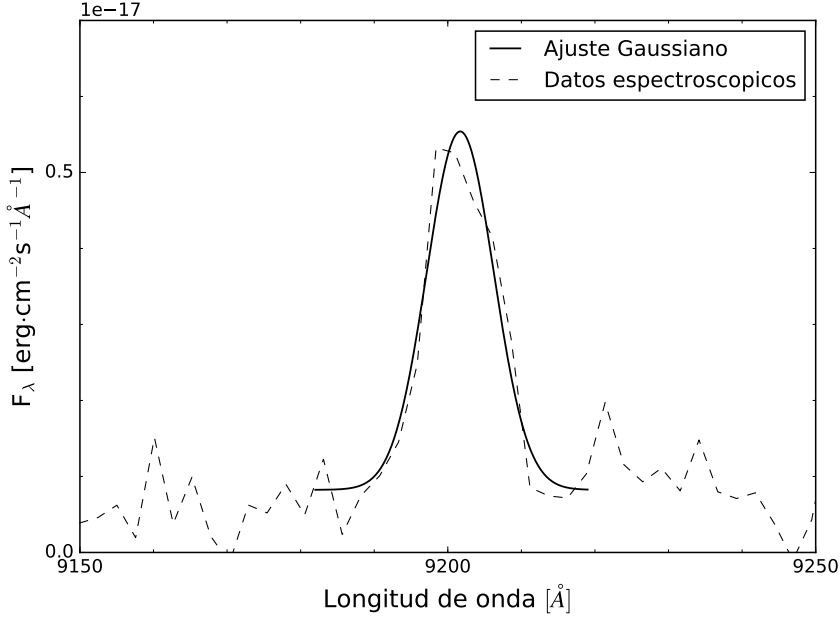
Como se mencionó en la Sección § 2.4, RVSAO además de identificar las líneas de emisión, calcula la velocidad relativa de los objetos a través de una correlación cruzada. En la Tabla 3.3 se indica el valor de la velocidad obtenido a través de RVSAO, el parámetro  $\mathcal{R}$  y el corrimiento al rojo (calculado con la ecuación 1.5). Como se mencionó en la Sección § 2.4, dado que el parámetro  $\mathcal{R} > 3.0$  en todos los casos, la medición de la velocidad es confiable.

**Tabla 3.3:** Corrimiento al rojo de los objetos.

Objeto	Velocidad [km/s]	$z$	$\mathcal{R}$
383	$258055.02 \pm 61.41$	$0.8608 \pm 0.0002$	4
565	$249084.45 \pm 49.07$	$0.8309 \pm 0.0002$	5.4
830	$120403.57 \pm 42.09$	$0.4016 \pm 0.0001$	11
1128 <sup>†</sup>	...	$0.4044 \pm 0.0004$	...
1266	$120725.42 \pm 77.94$	$0.4027 \pm 0.0003$	4.2
1382	$63734.30 \pm 74.82$	$0.2126 \pm 0.0002$	4.93

<sup>†</sup>Sin datos de RVSAO.

### 3. RESULTADOS



**Figura 3.29:** Ajuste Gaussiano a una línea de emisión del objeto 1128.

Para calcular el valor  $z$  del objeto 1128 se realizó un ajuste gaussiano sobre la línea de emisión observada alrededor de  $9184\text{\AA}$ . El ajuste de una función gaussiana en una línea de emisión para determinar con mayor precisión el corrimiento al rojo de objetos astronómicos es un procedimiento comúnmente utilizado (*e.g.* Verdugo *et al.*, 2011) cuando otros métodos, como la correlación cruzada de RVSAO, no aportan ningún resultado significativo. La curva gaussiana es de la forma:

$$F(\lambda) = A \cdot e^{\frac{(x-\mu)^2}{2\sigma^2}} + F_0, \quad (3.1)$$

en donde  $A = 4.716237 \times 10^{-18} \text{erg}\cdot\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$  es la altura del pico de la curva, *i.e.* la densidad de flujo máxima;  $\mu = 9217\text{\AA}$  la longitud de onda central;  $\sigma = 9\text{\AA}$  la desviación estándar; y  $F_0 = 8.23952 \times 10^{-19} \text{erg}\cdot\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$  el nivel del continuo espectral. A partir de los datos de este ajuste, inferimos que la longitud de onda observada es  $\lambda_o = 9217 \pm 9\text{\AA}$ . Si esta emisión corresponde a  $H\alpha$ , usando la ecuación 1.3, se deduce que el corrimiento al rojo del objeto 1128 es  $z = 0.4044 \pm 0.0004$ .

### 3.3 Comparación con OSIRIS-TF

En esta sección se presenta la comparación de los datos obtenidos mediante MOS por OSIRIS con los resultados de los TFs reportados por Victoria-Ceballos (2016). Sólo analizaremos los datos de los seis objetos reportados en la Tabla 3.3, es decir, aquellos con corrimiento al rojo medido y que constituyen nuestra muestra final de galaxias (sin embargo, véase la comparación de los objetos 327 y 1361 en el Anexo C). En la Subsección § 2.1.1 explicamos que existe una variación en la longitud de onda transmitida sobre el FOV de los OSIRIS-TFs, por lo que los datos de Victoria-Ceballos (2016) fueron corregidos en longitud de onda, siguiendo la expresión propuesta por González *et al.* (2014). Sin embargo, existía una evidente discrepancia con los datos espectroscópicos; esta diferencia podría estar asociada a una calibración errónea en la longitud de onda de los datos de OSIRIS-TF, dado que el ruido de los espectros producidos por OSIRIS-MOS coincide con la emisión del cielo (*e.g.* Figura 3.22).

Para propósitos de esta tesis, decidimos buscar una corrección a la longitud de onda de los datos de OSIRIS-TF que nos permitiese comparar las líneas de emisión observadas en los dos conjuntos de datos. Procedimos de la siguiente manera: Después de medir la diferencia en longitud de onda entre los datos de los TFs y los de MOS, realizamos un ajuste cuadrático de dicha diferencia en función de la distancia de cada objeto al centro óptico del CCD (Figura 3.30). Obteniendo:

$$\Delta\lambda(r) = -5.16r^2 + 39.95r - 46.18. \quad (3.2)$$

La diferencia  $\Delta\lambda$  fue calculada entre las longitudes de onda donde se detectó el flujo máximo tanto para MOS como TFs (ésto sólo fue posible para cinco objetos).

Es importante aclarar que la ecuación 3.2 no pretende ser una corrección a la expresión propuesta por González *et al.* (2014), sino una herramienta para llevar a cabo la comparación OSIRIS-TF vs. OSIRIS-MOS de nuestros datos. Más aún, las tendencias de estas dos ecuaciones son opuestas, la ecuación derivada en esta tesis es una función creciente, mientras que la de González *et al.* (2014) es decreciente; lo cual refuerza la hipótesis de una calibración errónea en la longitud de onda, dado que la ecuación de González *et al.* (2014) ha sido probada en diversas ocasiones (*e.g.* Bongiovanni *et al.*, 2019 y referencias ahí mostradas).

A continuación, se presentan las gráficas comparativas de cada objeto observado con MOS y TFs (Figuras 3.31, 3.32, 3.33, 3.34, 3.35 y 3.36). En cada una se indican con puntos aislados los datos de OSIRIS-TF, cuya longitud de onda ha sido corregida de acuerdo con la ecuación 3.2. Las barras de error del flujo fueron tomadas de los datos proporcionados por Victoria-Ceballos (2016); mientras que el error en longitud de onda corresponde a la raíz del error cuadrático medio del ajuste polinomial mostrado en la Figura 3.30 más  $3\text{\AA}$ , que corresponde a la mitad del ancho de banda de cada TF.



### 3. RESULTADOS

---

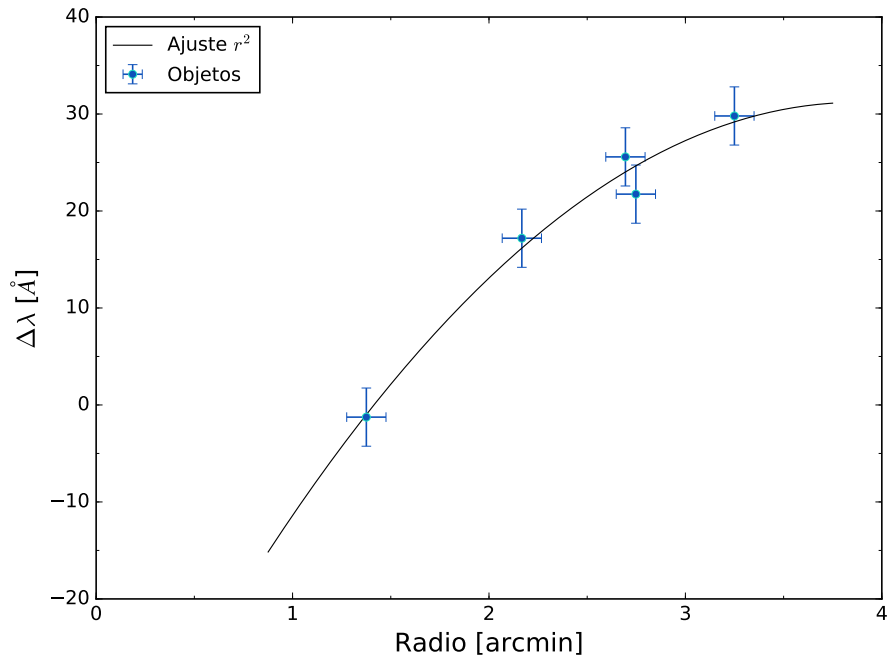


Figura 3.30: Ajuste de la longitud de onda en los TFs.

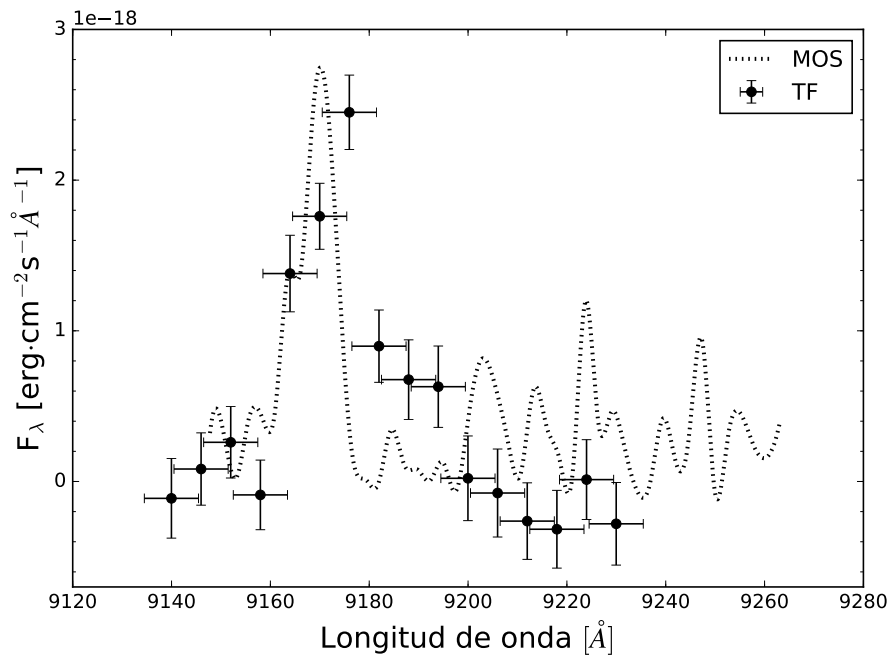


Figura 3.31: Comparación entre TFs y MOS del objeto 383.

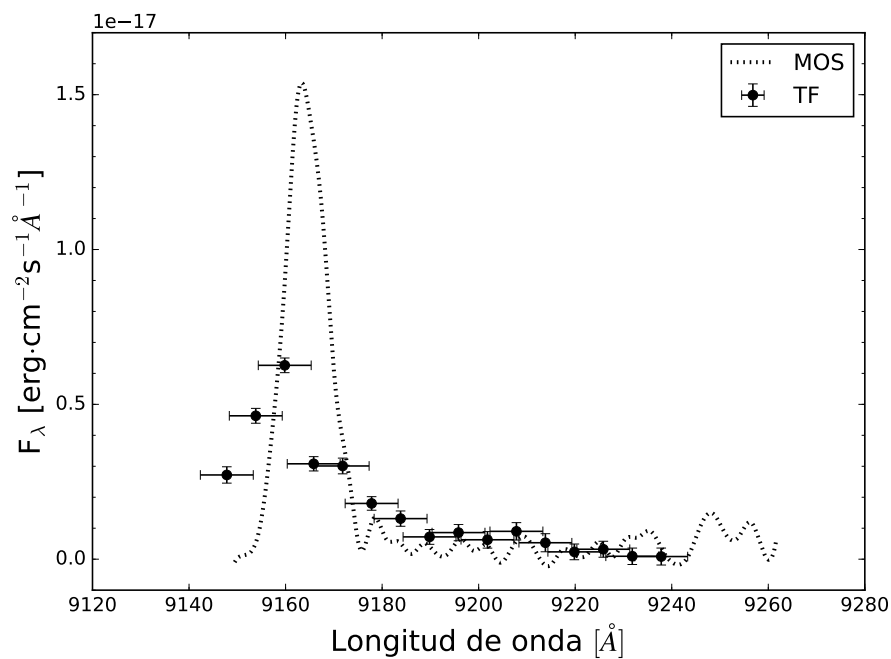


Figura 3.32: Comparación entre TFs y MOS del objeto 565.

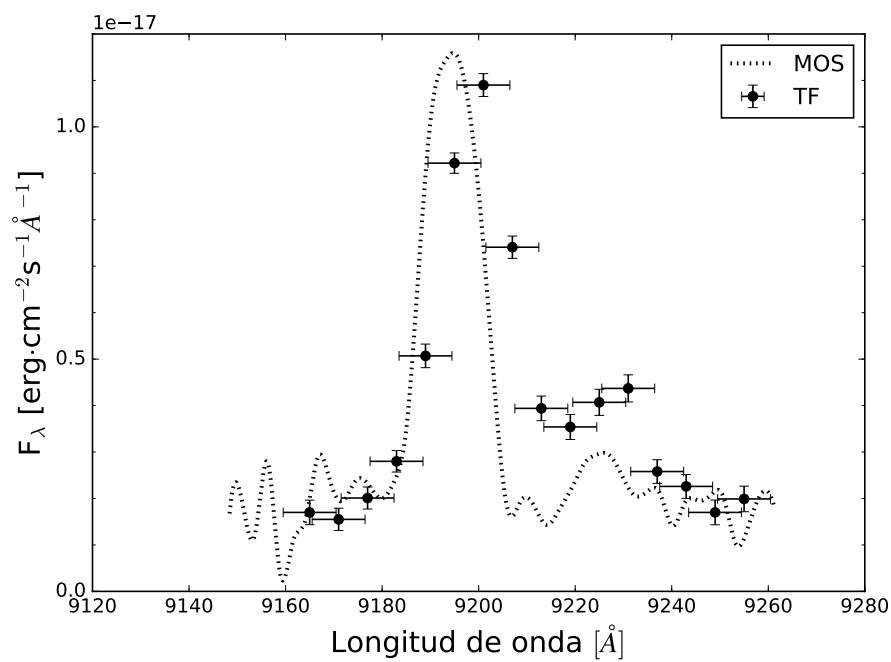


Figura 3.33: Comparación entre TFs y MOS del objeto 830.

### 3. RESULTADOS

---

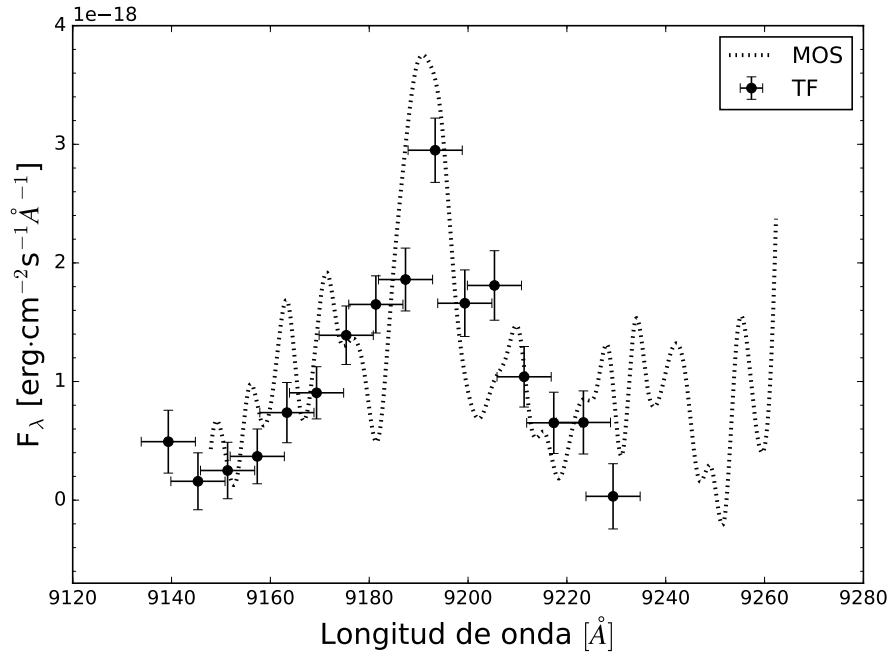


Figura 3.34: Comparación entre TFs y MOS del objeto 1128.

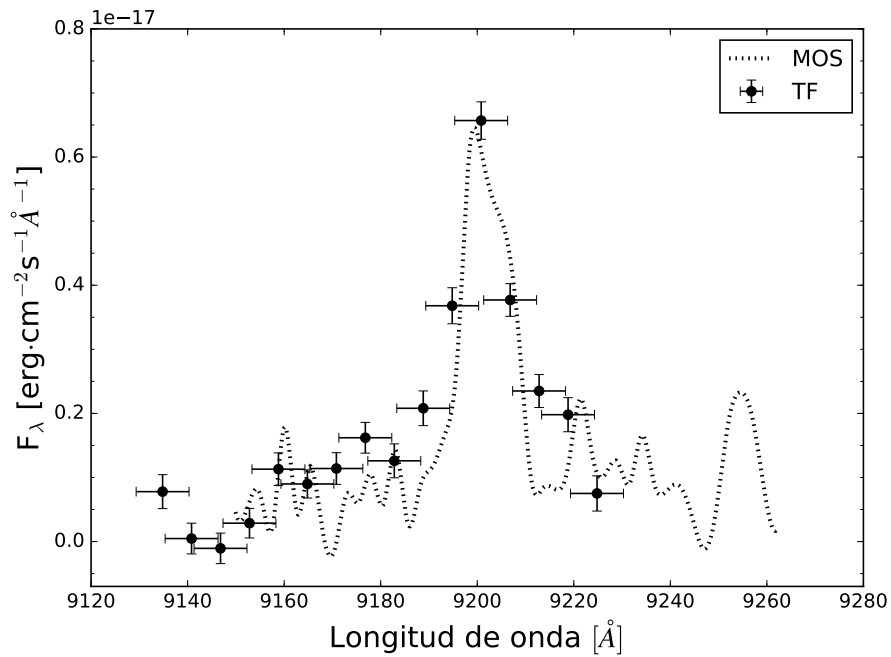
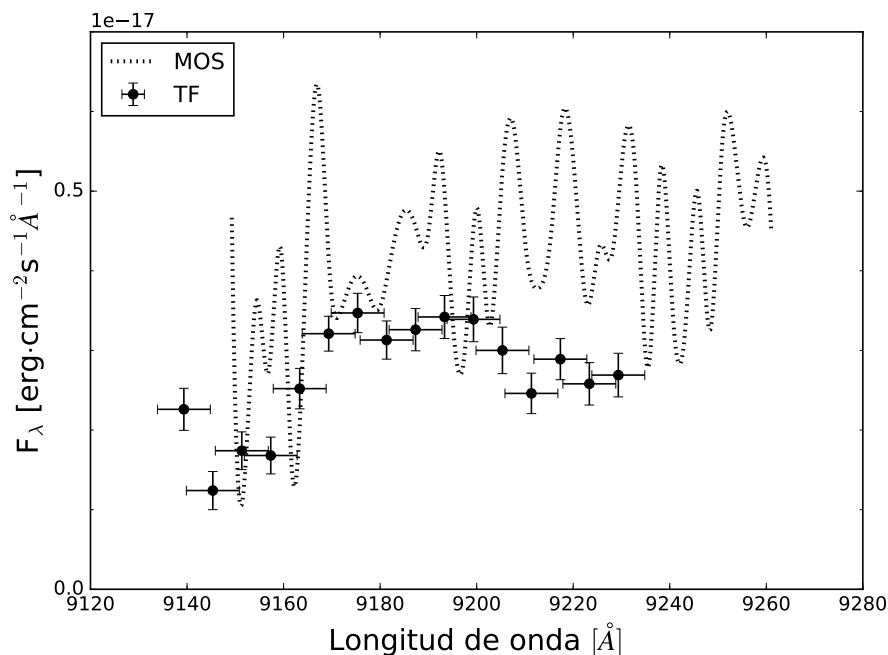


Figura 3.35: Comparación entre TFs y MOS del objeto 1266.



**Figura 3.36:** Comparación entre TFs y MOS del objeto 1382.

Una motivación de las observaciones que produjeron los datos analizados en esta tesis fue el comprobar la capacidad de los OSIRIS-TF para detectar LAEs y ELGs (ver § 1.7). En las gráficas de los objetos 383 (Figura 3.31), 830 (Figura 3.33), 1128 (Figura 3.34) y 1266 (Figura 3.35) se aprecia que los datos obtenidos por OSIRIS-TF concuerdan, tomando en cuenta los errores, con aquellos adquiridos a través de OSIRIS-MOS, tanto en longitud de onda como en flujo.

No obstante, el flujo detectado por OSIRIS-TF suele ser menor que por OSIRIS-MOS. La diferencia en flujo (entre máximos) varía entre 4 % (objeto 383) y 20 % (objeto 1382). Vale la pena recordar que los TFs observan en 16 bandas con ancho de 6 Å (ver § 1.7), esto implica que la longitud de onda donde se detecta el máximo flujo por los TFs no es necesariamente aquella donde está el centro de la línea de emisión. Este hecho contribuye como un error al ajuste cuadrático que se mencionó al inicio de esta sección (ver ecuación 3.2); después de realizar la corrección a la longitud de onda, se cambió de una diferencia máxima  $\Delta\lambda \approx 30\text{Å}$  a una  $\Delta\lambda = 12\text{Å}$ .

Por otra parte, para el objeto 1382, aunque en la región de interés no son visibles líneas de emisión (ver § 3.2), es interesante que la forma del flujo como función de la longitud de onda obtenido con MOS es análoga a la reportada por Victoria-Ceballos (2016).

### 3. RESULTADOS

#### 3.4 Flujo integrado, EW, luminosidad y SFR de la muestra final de galaxias

Se calculó por medio de la tarea spectool de IRAF el flujo integrado y EW de algunas de las líneas de emisión observadas, tal como lo describimos en la Sección § 2.5. Esta tarea no proporciona la incertidumbre del EW, por lo cual este valor fue calculado como lo indica la ecuación 1.17. En las Tablas 3.4 y 3.5 se encuentran los datos del EW y el flujo integrado de cada línea por objeto. Cabe mencionar que, en esta sección, todos los errores que no hayan sido provistos por spectool fueron propagados como lo recomienda Taylor (1997).

**Tabla 3.4:** Ancho Equivalente<sup>†</sup> de las líneas de emisión analizadas.

Objeto	[OII] $\lambda$ 3727	H $\beta$	[OIII] $\lambda$ 5007	H $\alpha$	[NII] $\lambda$ 6583
383	7.23 $\pm$ 6.83	3.96 $\pm$ 4.83	25.16 $\pm$ 3.10	...	...
565	10.07 $\pm$ 5.75	13.53 $\pm$ 5.51	128.16 $\pm$ 9.89	...	...
830	...	36.04 $\pm$ 2.86	31.43 $\pm$ 4.63	94.49 $\pm$ 6.53	10.15 $\pm$ 2.74
1128	...	19.14 $\pm$ 6.08	28.35 $\pm$ 6.81	37.40 $\pm$ 7.41	4.51 $\pm$ 3.66
1266	53.49 $\pm$ 6.87	9.45 $\pm$ 5.07	41.66 $\pm$ 4.98	201.70 $\pm$ 7.18	33.65 $\pm$ 3.02
1382	...	5.19 $\pm$ 3.46	8.12 $\pm$ 2.19	48.54 $\pm$ 4.56	14.17 $\pm$ 5.35

<sup>†</sup>Unidades: Å.

**Tabla 3.5:** Flujo Integrado<sup>†</sup> de las líneas de emisión analizadas.

Objeto	[OII] $\lambda$ 3727	H $\beta$	[OIII] $\lambda$ 5007	H $\alpha$	[NII] $\lambda$ 6583
383	4.71 $\pm$ 1.04	1.82 $\pm$ 0.24	2.75 $\pm$ 0.29	...	...
565	5.07 $\pm$ 0.36	3.96 $\pm$ 0.69	16.61 $\pm$ 0.78	...	...
830	...	4.76 $\pm$ 0.77	9.39 $\pm$ 0.56	20.30 $\pm$ 0.81	2.08 $\pm$ 0.48
1128	...	1.20 $\pm$ 0.15	2.53 $\pm$ 0.31	5.66 $\pm$ 0.59	0.33 $\pm$ 0.15
1266	4.26 $\pm$ 0.56	1.05 $\pm$ 0.43	2.53 $\pm$ 0.31	5.09 $\pm$ 0.52	1.73 $\pm$ 0.21
1382	...	3.03 $\pm$ 0.83	3.06 $\pm$ 0.71	10.00 $\pm$ 1.53	5.73 $\pm$ 1.96

<sup>†</sup>Unidades:  $10^{-17}$ erg.s $^{-1}$ .cm $^{-2}$

En la Subsección § 1.3.3 se estableció que es posible calcular la luminosidad de una línea de emisión a partir del flujo integrado. En esa misma sección se detalló que en la presente tesis se utilizaría un rango de exceso de color del continuo estelar,  $E_S(B - V)$ , ver ecuación 1.21. La justificación de usar el rango de valores de Calzetti (1999) se basa en el hecho de que los espectros que obtenidos no nos permiten calcular el exceso de color a partir de las líneas  $H\alpha$  y  $H\beta$  (ver Calzetti *et al.*, 1994); en algunos casos  $H\alpha$  no está presente y en otros la SNR de  $H\beta$  es muy baja. La consecuencia que resulta de utilizar un rango de  $E_S(B - V)$ , en lugar de un solo valor, es que por cada flujo integrado se obtienen una cota mínima y una máxima para la luminosidad.

Estos resultados se compendian en las Tablas 3.6 y 3.7.

**Tabla 3.6:** Luminosidad mínima<sup>†</sup> de las líneas de emisión analizadas.

Objeto	[OII] $\lambda$ 3727	$H\beta$	[OIII] $\lambda$ 5007	$H\alpha$	[NII] $\lambda$ 6583
383	17.20 $\pm$ 3.81	6.66 $\pm$ 0.86	10.05 $\pm$ 1.06	...	...
565	16.97 $\pm$ 1.19	13.25 $\pm$ 2.31	55.62 $\pm$ 2.61	...	...
830	...	2.73 $\pm$ 0.44	5.38 $\pm$ 0.32	11.64 $\pm$ 0.46	1.19 $\pm$ 0.27
1128	...	0.15 $\pm$ 0.02	0.33 $\pm$ 0.04	0.74 $\pm$ 0.08	0.04 $\pm$ 0.02
1266	2.04 $\pm$ 0.27	0.60 $\pm$ 0.25	1.46 $\pm$ 0.18	2.93 $\pm$ 0.30	1.00 0.12
1382	...	0.33 $\pm$ 0.09	0.34 $\pm$ 0.08	1.32 $\pm$ 0.20	0.75 $\pm$ 0.26

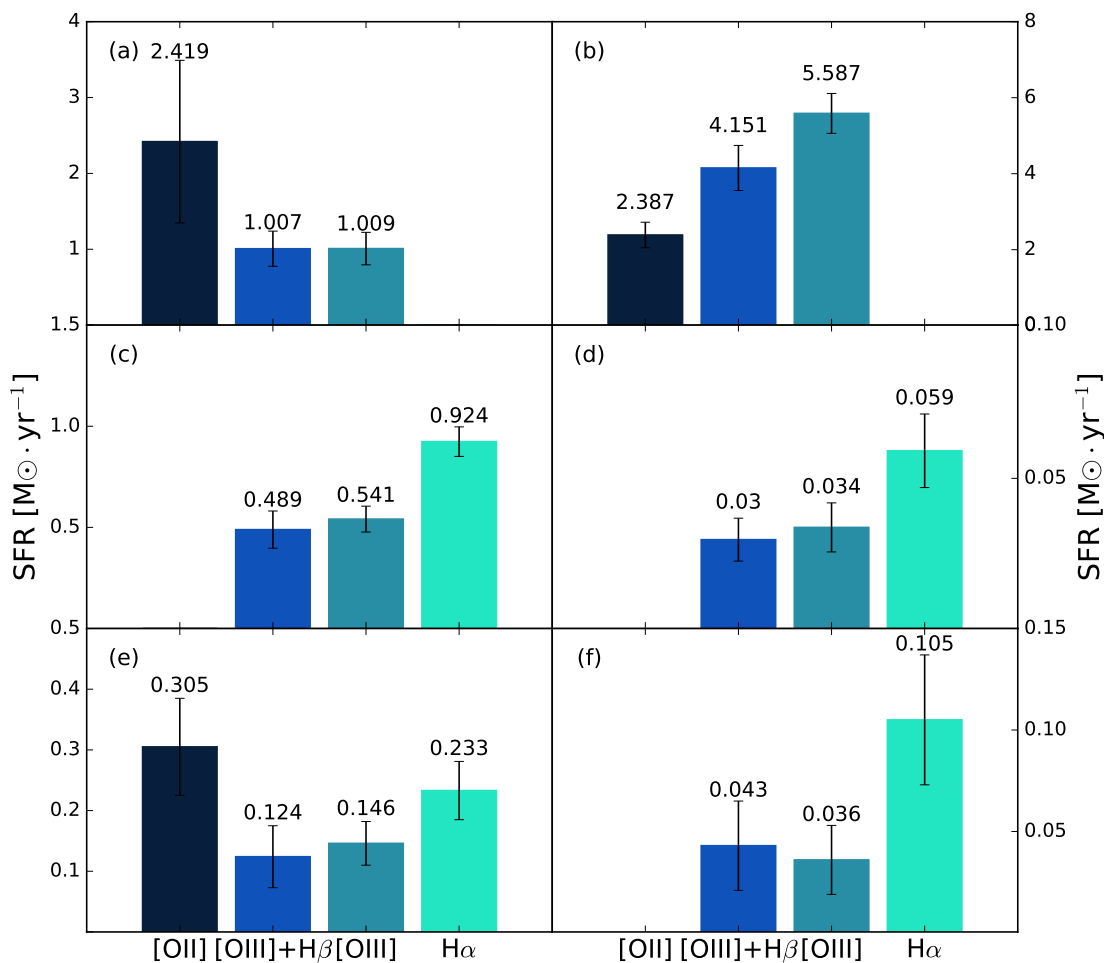
<sup>†</sup>Unidades:  $10^{40}\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$

**Tabla 3.7:** Luminosidad máxima<sup>†</sup> de las líneas de emisión analizadas.

Objeto	[OII] $\lambda$ 3727	$H\beta$	[OIII] $\lambda$ 5007	$H\alpha$	[NII] $\lambda$ 6583
383	17.35 $\pm$ 3.85	6.72 $\pm$ 0.87	10.14 $\pm$ 1.07		
565	17.12 $\pm$ 1.20	13.37 $\pm$ 2.33	56.11 $\pm$ 2.64		
830		2.75 $\pm$ 0.44	5.43 $\pm$ 0.32	11.74 $\pm$ 0.47	1.20 $\pm$ 0.28
1128		0.16 $\pm$ 0.02	0.34 $\pm$ 0.04	0.75 $\pm$ 0.08	0.05 $\pm$ 0.02
1266	2.32 $\pm$ 0.31	0.61 $\pm$ 0.25	1.47 $\pm$ 0.18	2.96 $\pm$ 0.30	1.01 0.12
1382		0.38 $\pm$ 0.10	0.38 $\pm$ 0.09	1.33 $\pm$ 0.20	0.76 $\pm$ 0.26

<sup>†</sup>Unidades:  $10^{40}\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$

### 3. RESULTADOS



**Figura 3.37:** Tasa de Formación Estelar en los objetos. (a) objeto 383, (b) objeto 565, (c) objeto 830, (d) objeto 1128, (e) objeto 1266, (f) objeto 1382.

Métodos utilizados: ■ [OII], ■ [OIII]+Hβ, ■ [OIII], ■ Hα.

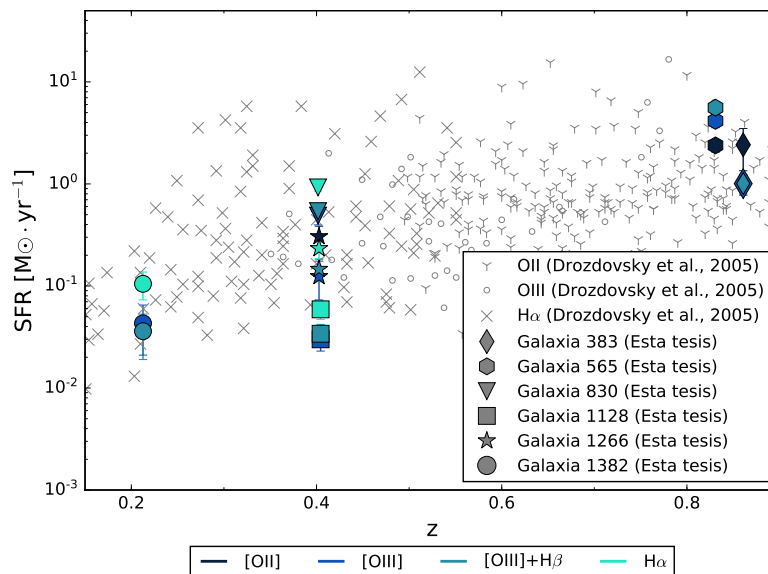
La luminosidad de algunas líneas puede ser utilizada para calcular la SFR, como se establece en § 1.3.4. En el capítulo introductorio de esta tesis se mencionaron cuatro métodos para estimar la SFR: [OII] $\lambda$ 3727, [OIII] $\lambda$ 5007+H $\beta$ , [OIII] $\lambda$ 5007 o H $\alpha$ .

En la Figura 3.37 se presentan los datos de la SFR en cada objeto, empleando los cuatro métodos mencionados en § 1.3.4. Con los datos mostrados en las Tablas 3.6 y 3.7 se calcularon SFR mínimas y máximas. Las SFRs presentadas en la Figura 3.37 corresponden al promedio de estas SFR mínimas y máximas. Dado que la incertidumbre proviene de la raíz del error medio cuadrático del ajuste realizado por spectool al calcular el flujo integrado, podemos inferir que las barras de error de las SFRs están subestimadas.

En cada panel de la Figura 3.37 se presentan los cálculos de la SFR mediante la luminosidad de las líneas de emisión disponibles, según el objeto. La SFR derivada de la línea  $[\text{OII}]\lambda 3727$  es congruente, tomando en cuenta las barras de error, con la que se deduce de  $\text{H}\alpha$  del objeto 1266. Por otro lado, aquellas SFR calculadas a partir de  $[\text{OIII}]\lambda 5007 + \text{H}\beta$  o únicamente  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ , son menores a las que se estiman con  $\text{H}\alpha$  u  $[\text{OII}]\lambda 3727$ , aunque resultan consistentes entre ellas. Sin embargo, estas diferencias entre la SFR estimada por medio de  $\text{H}\alpha$  y por algún método que involucre  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  no es algo poco frecuente (*e.g.* Hippelein *et al.*, 2003; Drozdovsky *et al.*, 2005).

Por otro lado, la SFR calculada por medio de las líneas  $\text{H}\alpha$  es consistente con datos obtenidos por Nadolny *et al.* (2020), a través del sondeo OTELO, en donde se especifica que para galaxias emisoras de  $\text{H}\alpha$  a  $z \approx 0.4$ ,  $0.006 \lesssim \text{SFR} \lesssim 1.585$ .

Drozdovsky *et al.* (2005) llevaron a cabo un sondeo con 621 ELGs y estudiaron la SFR en función del corrimiento al rojo. En la Figura 3.38 presentamos los datos de una muestra de estas 621 ELGs junto con los obtenidos en la presente tesis, a cada galaxia le asignamos un marcador diferente. Nótese que nuestros resultados son consistentes con los de Drozdovsky *et al.* (2005), es decir, la SFR es creciente como función de  $z$ . Retomaremos este gráfico en la Sección § 3.6.



**Figura 3.38:** SFR en función del corrimiento al rojo. Seguimos el mismo código de colores que en la Figura 3.37.



### 3. RESULTADOS

#### 3.5 Clasificación de las galaxias

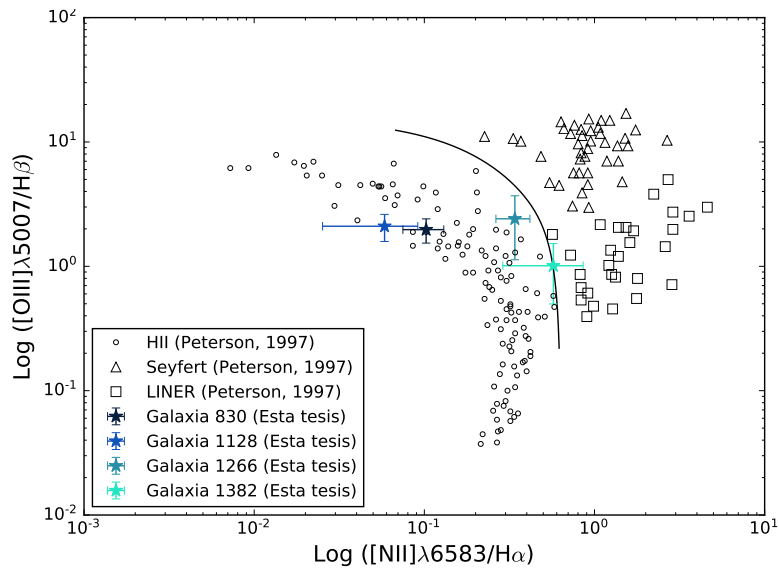


Figura 3.39: Clasificación de ELGs I.

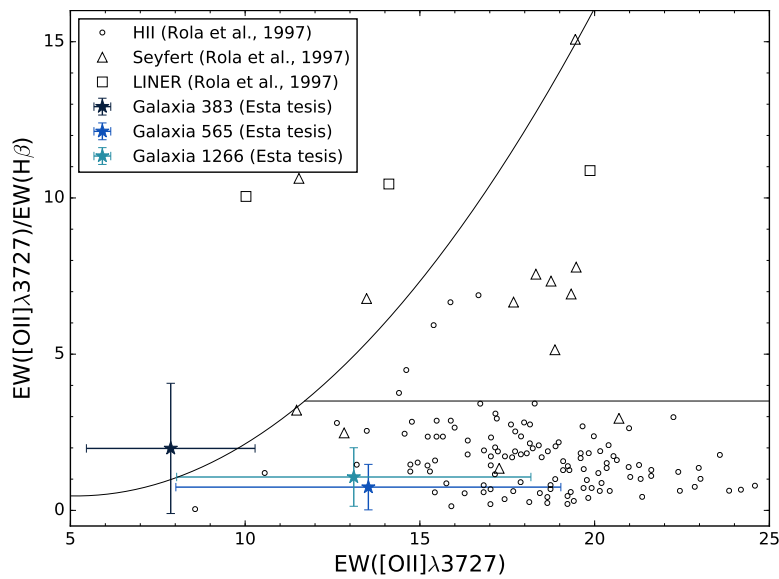


Figura 3.40: Clasificación de ELGs II.

En la Figura 3.39 se muestra el DD espectroscópico para los cocientes  $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$  vs.  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ . Además de los objetos 830, 1128 y 1266, para los cuales es posible calcular estos cocientes, hemos colocado los datos y las regiones definidas por Peterson (1997), ver § 1.2.3. A las galaxias que se localizan en el área circundante a la línea divisoria entre galaxias HII y AGNs se les denomina compuestas, pues su emisión proviene tanto de núcleos activos como de formación estelar (Wang & Wei, 2008); tal es el caso del objeto 1382. Por su parte, el DD (con los cocientes  $[\text{OII}]/\text{H}\beta$  vs.  $[\text{OII}]$ ) de la Figura 3.40 muestra los datos y las regiones definidas por Rola *et al.* (1997), y hemos colocado los valores para los objetos 383, 565 y 1266. El diagrama clasifica al objeto 565 como una Galaxia HII, así como al objeto 1266, siendo el resultado para ésta, consistente con el DD de la Figura 3.39. El objeto 383 se encuentra por encima del límite de las Galaxias HII, aunque al considerar sus barras de error lo clasificamos como un objeto compuesto AGN-HII.

En la Tabla 3.8 se muestra la comparación entre los tipos de galaxias esperados por Victoria-Ceballos (2016) y nuestros resultados, a partir de los DDs previamente ilustrados.

**Tabla 3.8:** Comparación con las predicciones

Candidato	Tipo de objeto	
	Victoria-Ceballos (2016)	Esta tesis
327	LAE o LBG	Sin definir
383	LAE	LINER-HII
565	SBG	HII
830	SBG	HII
1128	Sy I	HII
1266	SBG	HII
1361	LBG	Sin definir
1382	LBG	LINER-HII

### 3.6 Discusión

El proceso de reducción de datos (Figura 2.7), que se completó para los objetos 327, 383, 565, 830, 1128, 1266, 1361 y 1382 (ver Figura 2.1 y Tabla 2.3), condujo a una identificación visual de líneas de emisión en seis de estos objetos, así como la subsecuente estimación del corrimiento al rojo y distintas propiedades de las galaxias. A continuación, discutimos los resultados hallados en cada objeto estudiado.

#### I. OBJETO 327

A pesar de haber concluido la reducción de datos del objeto 327, no se calculó su corrimiento al rojo, dado que las únicas líneas espectrales sobresalientes coincidían con la emisión atmosférica. Al comparar el espectro del objeto 327 con los datos obtenidos mediante OSIRIS-TF (C.1a) encontramos que el flujo detectado por MOS es 15 veces mayor que el registrado por los TFs y, en este rango de longitudes de onda, se observan líneas del cielo (ver Figura 3.22). De acuerdo con Victoria-Ceballos (2016), este objeto podría tratarse de un LAE o LBG, sin embargo, nuestros datos no sustentan ni refutan esta hipótesis.

#### II. GALAXIA 383

El corrimiento al rojo de la galaxia 383 es  $z = 0.8608 \pm 0.0002$ , con un factor  $\mathcal{R}$  de 4, de acuerdo con RVSAO; de hecho, esta galaxia es la más lejana en nuestra muestra. La línea de emisión, de este objeto, observada con OSIRIS-TF fue [OIII] $\lambda$ 5007 (*c.f.* Tabla 3.1 y Figura 3.31). Fue posible estimar la SFR de esta galaxia con [OII] ( $2.419M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ), [OIII]+H $\beta$  ( $1.007M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ) y [OIII] ( $1.009M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ). En cuanto a su clasificación, Victoria-Ceballos (2016) sugirió que podría tratarse de un LAE, sin embargo, descartamos dicha conjetura dado que se ha llevado a cabo la identificación de líneas espectrales sin hallar Ly $\alpha$  entre éstas; por otro lado, de acuerdo con nuestro DD (Figura 3.40), la galaxia 383 es una galaxia compuesta LINER-HII. Al evaluar los cocientes de sus líneas de emisión disponibles, encontramos que [OII]/[OIII] = 1.71 > 1,  $\log([OIII]/H\beta) = 0.18 < 0.5$  y  $EW(H\beta) = 3.96 < 10\text{\AA}$ , es decir, esta galaxia cumple con tres de los cuatro criterios disponibles para ser catalogada como LINER (ver § 1.2.2.2). Sin embargo, es necesario adquirir datos espectroscópicos de mayor resolución, dado que, existe incertidumbre en la clasificación de esta galaxia debida a la sustracción del cielo.

#### III. GALAXIA 565

De acuerdo con RVSAO, el corrimiento al rojo de esta galaxia es  $z = 0.8307 \pm 0.0002$ , con  $\mathcal{R} = 5.4$ . El instrumento OSIRIS-TF observó la línea [OIII] $\lambda$ 5007 de la galaxia 565, estos datos son compatibles con las observaciones de OSIRIS-MOS respecto a la longitud de onda, sin embargo, existe una notable diferencia en el flujo detectado por ambos instrumentos. Tal cambio en el flujo podría sugerir que se trata de un objeto variable en el rango óptico, hecho que ha sido observado anteriormente en ELGs (*e.g.* Nagao *et al.*, 2001; Klimek *et al.*, 2004; Ai *et al.*, 2010). Calculamos la SFR de la galaxia 565 haciendo uso de las líneas [OII] ( $2.387M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ), [OIII]+H $\beta$  ( $4.151M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ) y [OIII] ( $5.587M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ); cabe des-

tacar que la SFR, estimada con [OIII], de esta galaxia fue la más alta registrada en nuestra muestra, y es la única en la que el valor arrojado por [OII] es menor que por [OIII]+H $\beta$  y [OIII]. El DD de la 1.5b la clasifica como una galaxia HII, y al inspeccionar el espectro (ver 3.25) notamos la presencia las líneas H $\beta$ , H $\gamma$  y H $\delta$  (H $\alpha$  sale de la ventana óptica a este  $z$ ). Estos resultados son consistentes con la predicción de Victoria-Ceballos (2016), quien lo clasificó como una SBG (se ha sugerido que las galaxias HII pueden ser una clase de SBG enanas compactas, *e.g.* Telles & Melnick, 2018).

#### IV. GALAXIA 830

El corrimiento al rojo estimado de la galaxia 830 es  $z = 0.4016 \pm 0.0001$  con un parámetro  $\mathcal{R} = 11$ , lo cual nos indica una alta fiabilidad en el cálculo de este valor. Al comparar los datos de OSIRIS-TF con OSIRIS-MOS encontramos que la línea de emisión observada por los TFs es H $\alpha$ . Calculamos la SFR de esta galaxia con las líneas [OIII]+H $\beta$  ( $0.489M_{\odot}/\text{yr}$ ), [OIII] ( $0.541M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ) y H $\alpha$  ( $0.924M_{\odot}\cdot\text{yr}^{-1}$ ). Nuestro análisis, por medio del DD de la Figura 3.39, nos muestra que se trata de una galaxia HII, más aún, su  $\text{EW}(\text{H}\alpha) = 94.49 \pm 6.53 \text{ \AA} > 50 \text{ \AA}$  cumple con el criterio de Telles & Melnick (2018) para seleccionar este tipo de galaxias; este resultado coincide con la predicción de Victoria-Ceballos (2016).

#### V. GALAXIA 1128

En una primera inspección visual, identificamos en el espectro bidimensional de la galaxia 1128 las líneas de emisión [OIII] $\lambda$ 5007 y H $\alpha$ . Debido a la baja SNR del espectro, posterior a la sustracción del cielo, la paquetería RVSAO no arrojó ningún resultado significativo sobre el corrimiento al rojo de esta galaxia. Procedimos a realizar un ajuste gaussiano sobre la línea H $\alpha$  para conocer con precisión el valor de  $z$ , que fue  $0.4044 \pm 0.0004$ , con este dato nos fue posible identificar también las líneas H $\beta$  y [NII] $\lambda$ 6583. OSIRIS-TF observó la emisión H $\alpha$  de esta galaxia, y sus datos son congruentes con los obtenidos a través de OSIRIS-MOS. Victoria-Ceballos (2016) refirió que podría ser una SyI, sin embargo, nuestro DD (Figura 3.39) indica que es una galaxia HII.

#### VI. GALAXIA 1266

De acuerdo con RVSAO, el corrimiento al rojo de la galaxia 1266 es  $z = 0.4027 \pm 0.0003$ , con  $\mathcal{R} = 4.2$ . Con OSIRIS-TF se observó la línea H $\alpha$  de esta galaxia. Su espectro fue el único de nuestra muestra en el que se identificaron las cuatro líneas de emisión trazadoras de SFR utilizadas en este trabajo; dicha tasa fue  $0.305M_{\odot}/\text{yr}$  con [OII] $\lambda$ 3727,  $0.124M_{\odot}/\text{yr}$  con [OIII] $\lambda$ 5007+H $\beta$ ,  $0.146M_{\odot}/\text{yr}$  con [OIII] $\lambda$ 5007 y  $0.233M_{\odot}/\text{yr}$  con H $\alpha$ . Fue posible analizar las propiedades de la galaxia 1266 en dos DDs (Figuras 3.39 y 3.40), en ambos resultó clasificada como galaxia HII; por otro lado, Victoria-Ceballos (2016) conjeturó que podría ser una SBG.

#### VII. OBJETO 1361

En el caso del objeto 1361, aunque el continuo espectral es apreciable con facilidad, ninguna línea de emisión es visible en ningún rango de longitudes de onda;

### 3. RESULTADOS

---

es probable que sus líneas de emisión coincidan con las atmosféricas, como en el caso del objeto 327. Al comparar los datos de OSIRIS-TF encontramos una discrepancia considerable en el flujo, ver C.1b.

#### VIII. GALAXIA 1382

La galaxia 1382 es el objeto con el menor corrimiento al rojo ( $z = 0.2126 \pm 0.0002$ ,  $\mathcal{R} = 4.93$ ) de nuestra muestra. Aunque fue seleccionada mediante una metodología que utiliza los OSIRIS-TF, al comparar estos datos con los de OSIRIS-MOS, notamos que en el rango de longitudes de onda observadas por los TFs no existe línea de emisión alguna, aunque los niveles de flujo coinciden y la forma del espectro es similar (Figura 3.36). Calculamos la SFR con  $[\text{OIII}]\lambda 5007 + \text{H}\beta$  ( $0.043 M_{\odot}/\text{yr}$ ),  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  ( $0.036 M_{\odot}/\text{yr}$ ) y  $\text{H}\alpha$  ( $0.105 M_{\odot}/\text{yr}$ ). De acuerdo con Victoria-Ceballos (2016), la galaxia 1382 podría ser una LBG, pues en la región observada por los TFs el flujo decae abruptamente; sin embargo, el DD (Figura 3.39) muestra que se trata de una galaxia compuesta LINER-HII, dado que sus coordenadas se encuentran sobre la línea divisoria. Al examinar los criterios disponibles para identificar LINERs, obtenemos  $\log([\text{OIII}]\lambda 3727/\text{H}\beta) = 0.004 < 0.3$  y  $\text{EW}(\text{H}\beta) = 5.19 \pm 3.46 \text{ \AA} < 10 \text{ \AA}$ ; es decir, la galaxia 1382 cumple con dos de los tres criterios sujetos a evaluar para ser considerada LINER. Al igual que en el caso de la galaxia 383, se necesita un espectro de mayor resolución para discernir la naturaleza de esta galaxia.

Finalmente, hacemos notar que una fuerte motivación para calcular algunas propiedades, tales como la SFR, de galaxias a diferentes corrimientos al rojo es hallar constricciones para los modelos de origen y evolución galáctica (ver § 1.2.4). Entre  $z \sim 1.5$  y  $z = 0$  se ha encontrado una disminución en la SFR (*e.g.* Gallego *et al.*, 1995; Lilly *et al.*, 1996). En la Figura 3.38 presentamos las SFR como función del corrimiento al rojo, con excepción de los puntos de  $[\text{OIII}] + \text{H}\beta$  y  $[\text{OIII}]$  de la galaxia 1128, nuestros resultados son consistentes con los de Drozdovsky *et al.* (2005). Tomando en cuenta que  $\text{H}\alpha$  se considera el mejor trazador de la SFR (Kennicutt, 1992; Rosa-González *et al.*, 2002), de acuerdo con las Figuras 3.37 y 3.38, probablemente la SFR calculada a partir de  $[\text{OIII}] + \text{H}\beta$  y  $[\text{OIII}]$  está subestimada. Vale a pena recordar que la luminosidad de  $[\text{OIII}]$  depende en gran medida de la metalicidad en la galaxia (Hippelein *et al.*, 2003) y nuestro análisis no comprende un estudio de esta propiedad. Aunado a esto, en la mayoría de los espectros, la SNR de la línea  $\text{H}\beta$  era cercana a 1, lo cual representa una fuente de error en el cálculo del flujo integrado de  $\text{H}\beta$ .

# Conclusiones

## 4.1 Sumario y conclusiones

En la presente tesis se redujeron (corrección por bias, flat, calibración en longitud de onda, sustracción del cielo y calibración en flujo) y analizaron datos obtenidos en el GTC con el instrumento OSIRIS-MOS, llevamos a cabo un estudio espectroscópico de 14 objetos astronómicos, de los cuales, identificamos seis ELGs en el campo del cúmulo de galaxias MS 0440.

Las seis galaxias de nuestra muestra final se encuentran en un rango de corrimientos al rojo entre  $0.2126 \pm 0.0002$  y  $0.8608 \pm 0.0002$ ; estos valores de  $z$  fueron calculados mediante una correlación cruzada, llevada a cabo por la paquetería RVSAO de IRAF. Previo al uso de este software, realizamos una identificación visual de las líneas de emisión y con ello estimamos un  $z$  aproximado, el cual fue utilizado como valor inicial. La diferencia entre el corrimiento al rojo estimado visualmente y el calculado por RVSAO varió entre 0.40% y 5.92%.

Estas galaxias fueron observadas previamente por el instrumento OSIRIS-TF, en un rango de longitudes de onda  $\lambda \in [9164\text{\AA}, 9254\text{\AA}]$ , y sus datos son consistentes con las observaciones de OSIRIS-MOS tanto en longitud de onda como en flujo, a excepción de la galaxia 565. El flujo detectado por MOS de la galaxia 565 es casi el doble del que detectan los TFs; aunque las ELGs variables han sido reportadas en la literatura (*e.g.* Nagao *et al.*, 2001; Klimek *et al.*, 2004; Ai *et al.*, 2010), en este caso, faltará un estudio espectroscópico adicional que permita aclarar la causa de esta discrepancia.

Las observaciones de OSIRIS-TF cubren una sola línea de emisión por objeto. Tras la identificación de las líneas espectrales en los datos de OSIRIS-MOS, determinamos que los TFs observaron la línea prohibida [OIII] $\lambda$ 5007 en dos de las galaxias, H $\alpha$  en otras tres y en una galaxia ninguna línea de emisión.

Presentamos las propiedades físicas de estas galaxias: EW, flujo integrado (de las líneas [OII] $\lambda$ 3727, H $\beta$ , [OIII] $\lambda$ 5007, H $\alpha$  y [NII] $\lambda$ 6583), la luminosidad de las líneas, así como su SFR. Los valores que reportamos de SFRs, calculadas mediante [OII] $\lambda$ 3727, [OIII] $\lambda$ 5007+H $\beta$ , [OIII] $\lambda$ 5007 y H $\alpha$ , son consistentes con los datos reportados de otras ELGs en el mismo rango de corrimientos al rojo (*c.f.* Drozdovsky *et al.*, 2005). Sin embargo, considerando que H $\alpha$  representa el mejor trazador de la SFR, probablemente

## 4. CONCLUSIONES

---

el valor calculado a partir de  $[\text{OIII}]\lambda 5007 + \text{H}\beta$  o  $[\text{OIII}]\lambda 5007$  se encuentre subestimado. Asimismo, es importante señalar, que la SNR de las líneas de  $\text{H}\beta$  en los espectros de nuestra muestra final de galaxias es cercana a la unidad, lo que significa una fuente de error en la estimación del flujo integrado, la luminosidad y, por lo tanto, también de la  $\text{SFR}([\text{OIII}]\lambda 5007 + \text{H}\beta)$ .

El cálculo de las propiedades antes mencionadas nos permitió llevar a cabo una clasificación de las galaxias estudiadas mediante dos DDs. Encontramos que dos de los objetos son galaxias compuestas LINER-HII y cuatro Galaxias HII. Anteriormente, con base en las observaciones de OSIRIS-TF, se habían hecho hipótesis sobre la naturaleza de estas galaxias (Victoria-Ceballos, 2016), que fueron acertadas en el caso de tres de ellas, si consideramos que las galaxias HII son un tipo de SBG. No obstante, la SFR que se presenta en estas galaxias no es propia de las SBGs (*e.g.* Schneider, 2007).

Los objetos estudiados en esta tesis fueron previamente seleccionados como parte de una búsqueda de LAEs a un alto corrimiento al rojo en la vecindad de cúmulos de galaxias (de Diego *et al.*, 2013); este resultado es consistente con lo esperado, dado que en esta muestra de galaxias se esperaba hallar un LAE, como máximo. Aunque no encontramos esta clase de galaxias, esta tesis confirma el poder y capacidad de los OSIRIS-TF para detectar ELGs.

Los TFs podrían ser el siguiente gran avance en el campo de los sondeos de gran volumen (de Diego *et al.*, 2020; Bongiovanni *et al.*, 2019). Comprobar su capacidad para detectar cualquier tipo de ELG a diferentes corrimientos al rojo es fundamental para estudiar la composición y evolución del Universo.

### 4.2 Trabajo a futuro

Es necesario realizar nuevas observaciones, particularmente en otros rangos de longitudes de onda, para detectar y analizar diferentes líneas de emisión que puedan ayudarnos a realizar un estudio más preciso y detallado. Además, se requiere aumentar la resolución espectral, así como la SNR mediante observaciones con un mayor tiempo de exposición. Con estos nuevos datos es posible, por ejemplo, calcular el exceso de color y determinar con precisión el enrojecimiento intrínseco de cada galaxia, distinguir líneas espectrales que se mezclan con la emisión del cielo y, en consecuencia, disminuir la incertidumbre en los DDs que se utilizaron para clasificar las galaxias, determinar si la galaxia 565 realmente presenta variabilidad y, finalmente, tener más herramientas para cuantificar el desempeño (tasa de éxito) en la detección de ELGs, por OSIRIS-TF. Por otro lado, llevar a cabo un estudio de la metalicidad de estas galaxias, para determinar el origen de las emisiones, con un método similar al desarrollado por Bongiovanni *et al.* (2020).

Dos instrumentos del GTC podrían ser adecuados para esta tarea:

- OSIRIS

En modo MOS, con la rejilla R2500I, que cubre un rango de longitudes de onda de  $7330\text{\AA}$  hasta  $10000\text{\AA}$ , centrado en  $\lambda_c = 8650$  y una resolución  $R = 2503$  (Cabrera-Lavers, 2014).

- Multi-Espectrógrafo en GTC de Alta Resolución para Astronomía (MEGARA) Este instrumento es particularmente adecuado para observar ELGs tenues con corrimientos al rojo  $0 < z < 1$ . Estas observaciones con MEGARA podrían llevarse a cabo utilizando la rejilla VPH926-MR, de resolución  $R = 11600$ , que cubre un rango de longitudes de onda entre  $8810.52\text{\AA}$  y  $9698.97\text{\AA}$  centrado en  $\lambda_c = 8650\text{\AA}$  (de Paz *et al.*, 2018; Mayya *et al.*, 2020).

Finalmente, en el IR lejano se han detectado SBGs, conocidas como Galaxias Luminosas Infrarrojas (LIRGs), estas detecciones han sido llevadas a cabo exitosamente con el Gran Telescopio Milimétrico (GTM; Wardlow *et al.*, 2010). La muestra de galaxias estudiadas en esta tesis, sobre todo aquellas que fueron clasificadas como SBGs, podría ser observada con TolTEC, instrumento próximo a instalarse en el GTM, que permite obtener datos de imagen y polarimetría en tres bandas: 2.0mm, 1.4mm y 1.1mm (Montaña *et al.*, 2019).

Estudiar ELGs a un corrimiento al rojo intermedio, como las aquí analizadas, en diferentes rangos de longitudes de onda y con alta resolución, representará un avance de lo discutido en esta tesis, así como la oportunidad de estudiar ampliamente las propiedades de dichos objetos y compararlos con galaxias similares a alto  $z$ .





## Definiciones y conceptos

### MODELO DE BOHR

Con el objetivo de explicar los experimentos de dispersión de electrones por materia realizados por Ernst Rutherford, en julio de 1913 Niels Bohr publicó *On the Constitution of Atoms and Molecules*, en donde discute su teoría sobre la estructura atómica de la materia (Bohr, 1913).

El modelo atómico de Bohr, que se basa en la teoría (cuántica) de radiación concebida por Planck, se resume en tres postulados:

- I El electrón gira alrededor de un núcleo con carga eléctrica positiva describiendo una órbita circular sin radiar energía, es decir, el electrón se encuentra en un estado estable.
- II El momento angular de un electrón en un estado estacionario es igual a un múltiplo entero de  $\hbar$ , independientemente de la carga del núcleo. Lo cual resulta una restricción para el radio (y por tanto la energía) de las órbitas estables.
- III El sistema sólo puede ganar o perder energía al pasar de una órbita a otra. Lo que se traduce en la absorción o emisión de radiación de una frecuencia determinada que, de acuerdo con Planck, debe tener una energía:

$$\Delta E = E_2 - E_1 = h \cdot \nu. \quad (\text{A.1})$$

En esos momentos ya existía suficiente evidencia de que este átomo está constituido por un núcleo de carga positiva y un solo electrón que lo orbita.

Apelando a que en un estado estable el sistema se encuentra en equilibrio, la fuerza centrípeta debe ser igual a la eléctrica (de Coulomb):

$$\frac{m_e v^2}{r} = \frac{e^2}{r^2}, \quad (\text{A.2})$$

donde  $m_e$  es la masa del electrón y  $e$  la carga eléctrica fundamental.

## A. DEFINICIONES Y CONCEPTOS

---

Luego, la energía cinética del electrón es:

$$E = \frac{m_e v^2}{2} = \frac{e^2}{r}. \quad (\text{A.3})$$

Por el segundo postulado de Bohr, el momento angular debe ser:

$$L = m_e v r = n \cdot \hbar. \quad (\text{A.4})$$

Combinando las ecuaciones A.3 y A.4 se tiene:

$$\frac{m_e v^2}{2} = \frac{L^2}{2m_e r^2}. \quad (\text{A.5})$$

Retomando la expresión de A.3 para la energía:

$$E = \frac{L^2}{2m_e r^2} = \frac{e^2}{2r}. \quad (\text{A.6})$$

Sustituyendo la expresión para el momento angular, dada por A.4, en la segunda parte de la ecuación A.6, para la órbita más baja (*i.e.*  $n = 1$ ):

$$\frac{\hbar^2}{2m_e r^2} = \frac{e^2}{2r} \quad (\text{A.7})$$

$$\Rightarrow r = \frac{\hbar^2}{m_e e^2} = a_0, \quad (\text{A.8})$$

siendo  $a_0$  el radio de Bohr. En general, se tiene  $r = n^2 a_0$ . De esta última ecuación y de la energía dada en A.6:

$$E = \frac{\hbar^2}{2m_e a_0^2 n^2}. \quad (\text{A.9})$$

Sustituyendo los valores numéricos a las constantes, se puede ver que para  $n = 1$ ,  $E = 13.6\text{eV}$ .

---

## ANCHO DE LÍNEA

Las líneas espectrales no son infinitamente delgadas, se expanden en un rango de longitudes de onda. Su ancho natural es consecuencia del principio de incertidumbre de Heisenberg; dado que la energía y el tiempo son cantidades conjugadas:

$$\Delta E \Delta t \approx \hbar. \quad (\text{A.10})$$

Si  $T$  es el tiempo de vida de un estado excitado, entonces:

$$\Delta E = \frac{\hbar}{2\pi T}, \quad (\text{A.11})$$

y la frecuencia de dicho estado es:

$$\Delta \nu = \frac{\Delta E}{\hbar}. \quad (\text{A.12})$$

De tal forma que, el ancho natural de una línea está dado por:

$$\gamma = \frac{\Delta E_i + \Delta E_f}{\hbar} = \frac{1}{T_i} + \frac{1}{T_f}. \quad (\text{A.13})$$

Se puede demostrar que el perfil natural de una línea se puede expresar mediante la ecuación 1.12 (ver Rybicki & Lightman, 1991). Aunados a la anchura natural de cada línea espectral, existen otros tipos de ensanchamiento, entre los cuales se encuentran:

### I. INSTRUMENTAL

La resolución de cada espectrómetro determina el perfil de línea, que puede estar convolucionado con otro tipo de ensanchamiento.

### II. ROTACIONAL

Se da cuando una fuente rota con cierto ángulo de inclinación a la línea de vista, por lo cual se observan tanto velocidades radiales positivas como negativas, y una línea de emisión se expandirá sobre un rango de longitudes de onda. Tal es el caso de algunas estrellas y galaxias espirales.

### III. TÉRMICO

Los átomos y moléculas tienen diferentes velocidades, que incrementan con la temperatura y disminuyen con la masa molecular. Es decir, la temperatura afecta el perfil de línea y éste es parecido al de una función gaussiana.

Los ensanchamientos rotacionales y térmicos son un tipo de efecto Doppler (Karttunen *et al.*, 2016; Chromey, 2016).

MAGNITUD

Hiparco de Nicea (c. 190 a. C., c. 120 a. C.) clasificó las estrellas visibles, de acuerdo al brillo que él observaba. El sistema numérico de Hiparco asignaba una magnitud aparente  $m = 1$  a la estrella más brillante y  $m = 6$  a la más tenue. En el Siglo XIX, la teoría de que la respuesta del ojo humano ante la intensidad luminosa era logarítmica llevó a una escala, para describir el brillo de las estrellas, en la que una magnitud de diferencia entre dos fuentes luminosas implica un cociente constante entre sus brillos.

Es decir, una diferencia de 5 magnitudes corresponde exactamente a un factor de 100 en brillo. En consecuencia, una magnitud equivale a un factor  $100^{1/5} \approx 2.512$  en brillo. Por ejemplo, la estrella Sirius ( $m = -1.46$ ) es casi 100 veces más brillante que la galaxia Andrómeda ( $m = 3.44$ ). La magnitud se relaciona con el brillo o flujo como (Carroll & Ostlie, 2007):

$$\frac{F_2}{F_1} = 100^{(m_2 - m_1)/5}, \quad (\text{A.14})$$

tomando el logaritmo de ambos lados de la ecuación se obtiene:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{F_1}{F_2} \right). \quad (\text{A.15})$$

Esta última expresión se conoce como *magnitud aparente*. Combinando las ecuaciones (1.18) y (A.14), considerando una fuente a 10pc de distancia, siendo  $m$  la magnitud a 10pc,  $M$  la magnitud real y  $F_{10}$  el flujo a 10pc, tenemos:

$$100^{(m-M)/5} = \frac{F_{10}}{F} = \frac{L}{4\pi 10^2} \frac{4\pi r}{L}, \quad (\text{A.16})$$

$$\implies 100^{(m-M)/5} = \left( \frac{r}{10} \right)^2, \quad (\text{A.17})$$

$$\implies m - M = 5 \log_{10}(r) - 5. \quad (\text{A.18})$$

$M$  representa la *magnitud absoluta* y es la magnitud aparente de un objeto si éste se encontrase a una distancia de 10pc. Nótese que la diferencia ( $m - M$ ) depende únicamente de la distancia  $r$  y, por lo tanto, recibe el nombre de módulo de distancia.

Los fotodetectores miden el flujo radiante de una fuente luminosa en cierto intervalo de longitudes de onda, definido por la sensibilidad del detector. El sistema estándar (Johnson & Morgan, 1953) mide la magnitud aparente a través de tres filtros:

I. U (MAGNITUD UV)

Longitud de onda central: 3650Å

Ancho de banda: 680Å

---

II. **B** (MAGNITUD AZUL)

Longitud de onda central: 4400Å

Ancho de banda: 980Å

III. **V** (MAGNITUD VISUAL)

Longitud de onda central: 5500Å

Ancho de banda: 890Å

### COLOR Y EXTINCIÓN

El color de una fuente radiante puede ser determinado usando filtros que transmitan luz en intervalos de longitudes de onda específicas. El *índice de color* o, simplemente, *color* es la diferencia entre dos magnitudes. Por ejemplo,

$$U - B = m_U - m_B. \quad (\text{A.19})$$

La magnitud decrece con el brillo. Por lo tanto, una galaxia con color  $B - V$  más bajo es más azul que otra con un valor más alto de  $B - V$  (Carroll & Ostlie, 2007). Por otra parte, se define el *exceso de color* como la diferencia entre el color observado y el color intrínseco,

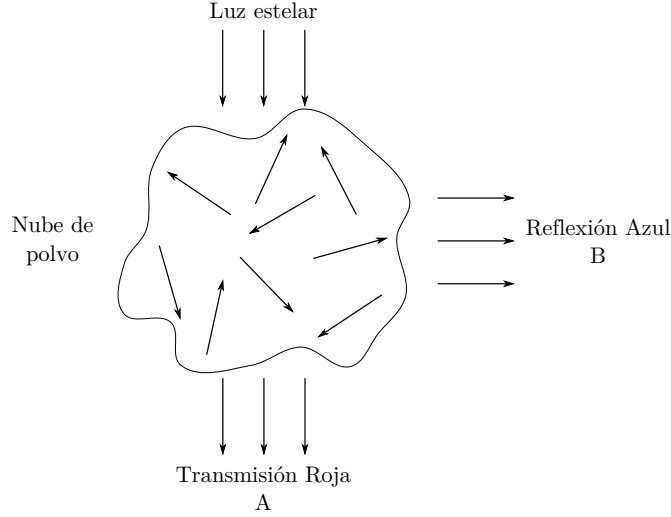
$$E_{B-V} = (B - V)_{\text{observado}} - (B - V)_{\text{real}}. \quad (\text{A.20})$$

Este valor está relacionado con la *extinción*, que es la pérdida de radiación, proveniente de estrellas, cuando atraviesa el gas y polvo del medio interestelar, los cuales dispersan y absorben esta luz. Dependiendo de la densidad de los granos de polvo, la longitud de onda de la luz y el espesor de las nubes, los fotones pueden ser absorbidos o dispersados. Dado que la extinción aumenta la magnitud aparente de una fuente, ésta debe ser tomada en cuenta en la ecuación A.18:

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \log_{10}(r) - 5 + A_\lambda \quad (\text{A.21})$$

$$= M_\lambda + 5 \log_{10}(r) - 5 + K(\lambda)E(B - V), \quad (\text{A.22})$$

donde  $A_\lambda$  es la magnitud que aumenta debido a la extinción,  $K(\lambda)$  y  $E(B - V)$  son las expresiones mostradas en la Subsección § 1.3.3. En la región 2200-5000Å, el polvo dispersa con mayor facilidad los fotones con longitud de onda más corta (“azules”) que los de longitud de onda larga (“rojos”). Dado que la parte roja no es dispersada tanto como la azul, tomando en consideración la Figura A.1, si un observador en A apunta directamente a la fuente luminosa detrás de la nube, la verá enrojecida; por el contrario, si se observa desde B hacia cualquier otro punto de la nube, verá una nebulosa de reflexión como lo son las Pléyades (Carroll & Ostlie, 2007; Chromey, 2016; Karttunen *et al.*, 2016).



*Adaptado de: Carroll & Ostlie (2007)*

**Figura A.1:** Extinción interestelar.

#### EXTINCIÓN ATMOSFÉRICA

En ciertas regiones del espectro electromagnético, la atmósfera terrestre es opaca. Sin embargo, en coincidencia con la sensibilidad del ojo humano (de  $4000\text{\AA}$  a  $7000\text{\AA}$ ), existe una ventana transparente en la región visible, que se extiende desde  $3000\text{\AA}$  hasta  $8000\text{\AA}$ . En esta ventana, las moléculas y el polvo atmosféricos dispersan la luz.

Al proceso de dispersión y absorción de fotones al atravesar la atmósfera se le conoce como *extinción atmosférica* y su efecto es un aumento en la magnitud aparente de los cuerpos celestes observados desde los observatorios terrestres. Por lo tanto,  $m$  depende además de la altura de la capa atmosférica ( $\eta$ ) y de la distancia cenital ( $\zeta$ ) del objeto que se observa, de tal forma que la distancia que viaja la luz es  $\eta/\cos\zeta$  (ver Figura A.2).

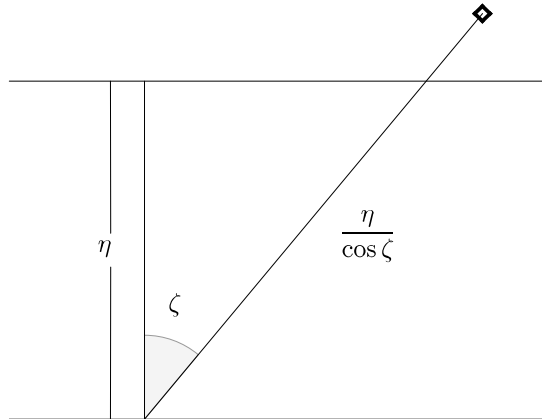
Para  $\zeta$  pequeña, se puede aproximar la altura de la atmósfera como una capa de grosor constante (unitario):

$$\chi = \frac{1}{\cos\zeta} = \sec\zeta, \quad (\text{A.23})$$

donde  $\chi$  es denominada la masa de aire. Combinando esta última expresión con la ecuación A.21, se tiene:

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \log(r) - 5 + \kappa\chi, \quad (\text{A.24})$$

siendo  $\kappa$  el coeficiente de extinción (Karttunen *et al.*, 2016).



Adaptado de: Karttunen *et al.* (2016)

**Figura A.2:** Extinción atmosférica.

## CLASIFICACIÓN ESTELAR

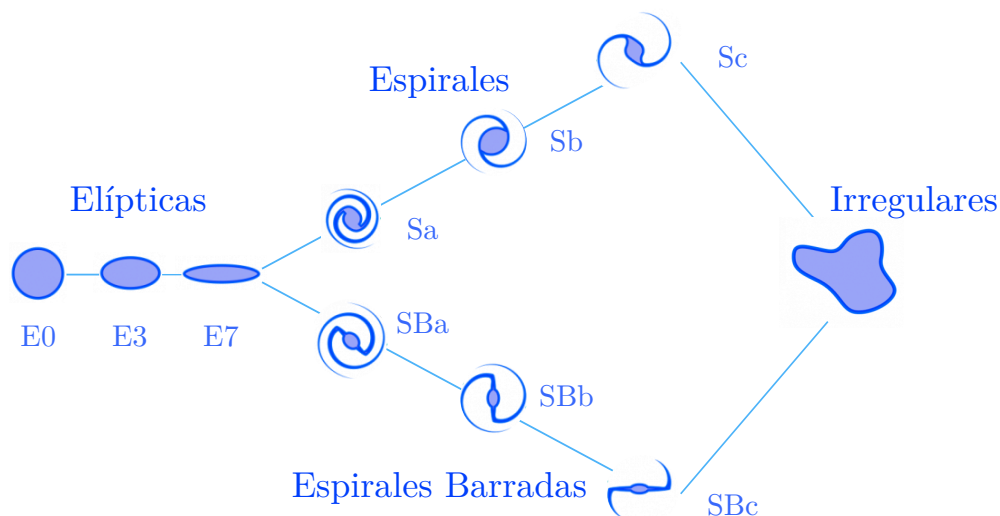
En la Tabla A.1 se presentan las características principales de las estrellas de acuerdo a su clasificación espectral (ver Carroll & Ostlie, 2007; Karttunen *et al.*, 2016). No se han incluido estrellas muy frías, como las del tipo espectral L y T.

**Tabla A.1:** Clasificación Estelar de Harvard

Clase	Temperatura $10^3[K]$	Color	Líneas en el espectro	Ejemplo ( $m_v$ )
O	$> 25$	Azul	HeII	Mintaka (2.41)
B	$10 - 25$	Blanco-Azul	HeI, HI	Spica (0.74)
A	$7.5 - 10$	Blanco	CaII, HeI, HI	Sirius (-1.46)
F	$6 - 7.5$	Amarillo-Blanco	CaII, HI	Canopus (-0.74)
G	$5 - 6$	Amarillo	CaII, FeI	Capella (0.08)
K	$3.5 - 5$	Naranja-Amarillo	CaI, H, K	Aldebarán (0.86)
M	$< 3.5$	Rojo	TiO <sub>2</sub> , VO	Betelgeuse (0.42)

Las magnitudes de las estrellas que aparecen en la Tabla A.1 fueron obtenidas a través de la base de datos SIMBAD, operada por el Centre de Données astronomiques de Strasbourg en Francia (Wenger *et al.*, 2000).





*Adaptado de: Hodge (2019)*

**Figura A.3:** Clasificación morfológica de las galaxias.

#### CLASIFICACIÓN MORFOLÓGICA DE LAS GALAXIAS

El siglo pasado Hubble (1926a) propuso una clasificación para catalogar a las galaxias de acuerdo con su forma, que hoy llamamos *Secuencia de Hubble*. Más tarde, de Vaucouleurs (1959) amplió la clasificación. En la Figura A.3 se muestra una clasificación morfológica de galaxias, que considera las contribuciones de Edwin Hubble y Gérard de Vaucouleurs.

Originalmente se creía que la clasificación en el diagrama podría estar asociada a una secuencia evolutiva en las galaxias. Así, a las galaxias del lado izquierdo se les llamó galaxias de tipo temprano, y a las del lado derecho, galaxias de tipo tardío. Esta terminología todavía es empleada hoy en día.

**Tabla A.2:** Características típicas de las galaxias.

Clasificación	Magnitud ( $M_B$ )	Masa ( $M_\odot$ )	Diámetro (Kpc)	Ejemplo
Elípticas	-15 a -23	$10^7$ a $10^{14}$	0.1->100	Centaurus A (NGC5128)
Espirales	-16 a -23	$10^9$ a $10^{12}$	5-100	Andrómeda (M31)
Irregulares	-13 a -20	$10^8$ a $10^{10}$	1-10	Nubes de Magallanes

En la Tabla A.2 se muestran los rangos de valores típicos de algunas características de las galaxias, de acuerdo con su clasificación morfológica (Schneider, 2007).

---

## METALICIDAD

En astronomía, a todos los elementos diferentes al hidrógeno y helio se les conoce como metales, dado que éstos no fueron creados en épocas tempranas del Universo sino posteriormente en el interior de las estrellas.

La metalicidad  $Z$  está asociada a la evolución química y el enriquecimiento de las estrellas y nubes de gas, por lo que esta propiedad se relaciona directamente con la edad de la población estelar en galaxias. La *metalicidad* es la fracción de masa total de todos los metales. Por su parte, el *índice de metalicidad* de un elemento  $X$  es el logaritmo de la razón de  $X$  relativo al hidrógeno en la estrella relativo al hidrógeno en el Sol:

$$\left[ \frac{X}{H} \right] = \log \left( \frac{n(X)}{n(H)} \right)_* - \log \left( \frac{n(X)}{n(H)} \right)_\odot, \quad (\text{A.25})$$

donde  $n$  es el número de átomos por unidad de volumen del elemento en cuestión (Schneider, 2007).

## DISTRIBUCIÓN ESPECTRAL DE ENERGÍA

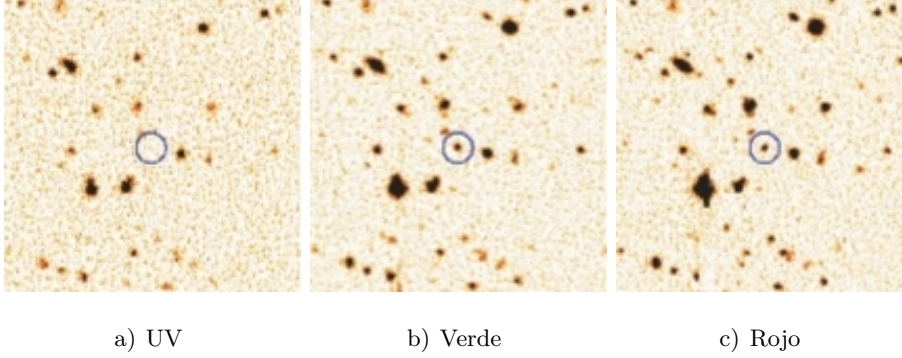
La SED es una gráfica de la radiación de un objeto luminoso en función de la longitud de onda. Al estudiar la SED de una galaxia es posible conocer distintas propiedades de ésta, como el contenido estelar, de gas y polvo, abundancias químicas, la SFR e incluso la historia de formación estelar. Diferentes procesos radiativos tienden a dominar ciertos rangos espectrales (ver § 1.2.1), de manera que, al analizar la SED se pueden asociar procesos a ciertas características observadas (Schneider, 2007; Silva *et al.*, 2011).

## FITS

FITS es el acrónimo de *Flexible Image Transport System*. Se trata de un formato de archivo diseñado para facilitar el intercambio de datos de imágenes astronómicas entre observatorios. Provee un medio para transportar arreglos y tablas de datos y pares clave/valor de metadatos. Está definido por documentos estándar aprobados por la Unión Astronómica Internacional (IAU; Allen & Wells, 2005).

## GALAXIAS CON NÚCLEO ACTIVO

Una AGN es una galaxia que hospeda en su núcleo, o región central, un fenómeno extremadamente energético, el cual no tiene origen estelar; es decir, en su núcleo ocurren procesos que crean partículas de muy alta energía y emiten radiación no-térmica. Las AGNs tienen una distribución de energía mucho más amplia que las galaxias “normales”. Algunas emiten desde el radio hasta Rayos X, e incluso Rayos Gamma. De acuerdo al modelo unificado (Liddle, 2015), la energía de los AGNs se produce por los procesos asociados a materia que está cayendo a un agujero negro supermasivo (con masas que van desde  $10^6 M_\odot$  hasta  $10^{10} M_\odot$ ). Existen, a grandes rasgos, dos categorías de AGNs:



*Fuente: Schneider (2007)*

**Figura A.4:** LBG observada en tres filtros diferentes.

I. GALAXIAS SEYFERT

La energía total emitida por el núcleo es comparable a la de las estrellas en la galaxia ( $\sim 10^{11}L_{\odot}$ ). Con agujeros negros de masa  $>10^8M_{\odot}$ .

II. CUÁSARES

La luminosidad del núcleo es hasta cien veces la emitida por las estrellas, y está concentrada en un radio  $r \leq 1\text{pc}$ . La masa del agujero negro llega a ser  $>10^6M_{\odot}$  (Peterson, 1997; Schneider, 2007).

GALAXIAS DE DISCONTINUIDAD LYMAN

Las LBG son galaxias con formación estelar en curso, que se encuentran a alto corrimiento al rojo ( $z \gtrsim 2$ ), cuyo espectro es similar al de SBG locales y presentan enrojecimiento. Estas galaxias son detectadas por el método de la discontinuidad Lyman (mencionado en la Sección § 1.7); al comparar, al menos, tres filtros centrados en longitudes de onda  $\lambda_1 < \lambda_2 < \lambda_3$  tales que sus anchos de banda no se superpongan, si  $\lambda_1 < (1+z)912\text{\AA} < \lambda_3$ , una LBG con estrellas jóvenes parecerá azul para los filtros en  $\lambda_2$  y  $\lambda_3$  pero será invisible para el filtro centrado en  $\lambda_1$  debido a la absorción del continuo Lyman (Burgarella *et al.*, 2006; Schneider, 2007). Ver Figura A.4.

HISTORIA CÓSMICA DEL UNIVERSO

Conocemos como *historia cósmica del Universo* a la cronología que describe una serie de procesos fundamentales que ocurrieron en el Universo temprano. Esta historia asume que las leyes de la física no han cambiado a través del tiempo y que todos los sucesos inician con el Big Bang.

En la Figura A.5 se muestra un diagrama con algunas de las fases que atravesó nuestro Universo desde el Big Bang hasta el día de hoy.



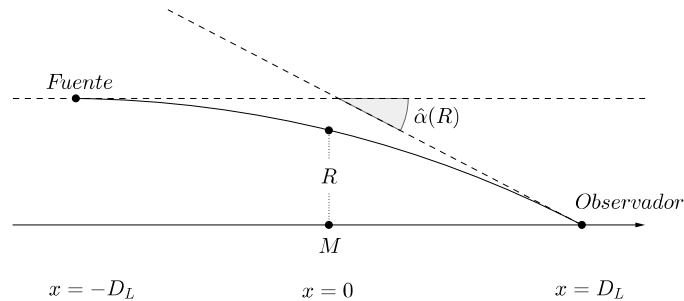
*Adaptado de: European Space Agency (2015)*

**Figura A.5:** Historia Cósmica del Universo.

### LENTE GRAVITACIONAL

Einstein (1911) argumentó, haciendo uso del Principio de Equivalencia, que la luz es deflectada al pasar cerca de un cuerpo masivo, siguiendo la curvatura del espacio-tiempo. Arthur Eddington y su equipo fueron los primeros en observar este fenómeno, durante el eclipse solar del 29 de mayo de 1919 (Dyson *et al.*, 1920). Aunque la Relatividad General de Einstein había podido calcular exitosamente la precesión de Mercurio, fue la observación de Eddington lo que validó esta teoría. Una *lente gravitacional* es un cuerpo celeste que ocasiona la desviación de luz proveniente de otro astro. Con base en el Principio de Fermat y la Relatividad General, se deduce que, el ángulo de deflexión de un rayo luminoso que pasa a una distancia  $R$  de un cuerpo con distribución de masa axialmente simétrica-  $M(R)$  es (Schneider, 2007):

$$\hat{\alpha} = \frac{4GM(R)}{c^2 R}. \quad (\text{A.26})$$



*Adaptado de: Congdon & Keeton (2018)*

**Figura A.6:** Lente gravitacional puntual.

La Figura A.6 corresponde al diagrama de lente gravitacional de una masa puntual. En ésta, un rayo de luz emitido por una fuente en la posición  $x = -D_L$ , es deflelado por un lente de masa  $M$  en  $x = 0$  y llega hasta un observador que se encuentra en  $x = D_L$ . Para una distribución de masa extendida,  $M$  es toda la masa dentro del radio  $R$  (Congdon & Keeton, 2018). Otro efecto, además del cambio de posición aparente es el efecto de amplificación.

Las lentes gravitatorias son una herramienta utilizada en diversos campos de la astrofísica, por ejemplo: para estudiar la distribución de masa en galaxias de tipo temprano (*e.g.* Bolton *et al.*, 2006, 2008), para estudiar cúmulos de galaxias y galaxias a alto corrimiento al rojo que son amplificadas (ver Kneib & Natarajan, 2011), para llevar a cabo estudios cosmológicos, como medir la Constante de Hubble (Refsdal, 1964), observación de exoplanetas (Bond *et al.*, 2004) o analizar el efecto de la estructura a gran escala sobre la forma de las galaxias (Bacon *et al.*, 2000).

#### MODELO $\Lambda$ CDM

El modelo cosmológico estándar, en la actualidad, utiliza las siglas  $\Lambda$ CDM (Constante cosmológica - Materia oscura fría), que hacen referencia a los parámetros utilizados para describir la composición del Universo que, de acuerdo con datos del satélite WMAP, son (Jarosik *et al.*, 2011):

- $\Omega_B = 0.0449 \pm 0.00028$  (Parámetro de densidad de materia bariónica)
- $\Omega_C = 0.222 \pm 0.026$  (Parámetro de densidad de materia oscura)
- $\Omega_M = 0.266 \pm 0.026$  (Parámetro de densidad de materia total)
- $\Omega_\Lambda = 0.734 \pm 0.029$  (Parámetro de densidad de la constante cosmológica)
- $K \approx 0$  (Curvatura)
- $H_0 = 71.0 \pm 2.5 \text{Km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$  (Constante de Hubble)

El modelo  $\Lambda$ CDM sostiene que el Universo experimenta una expansión acelerada, impulsada por una constante cosmológica (Liddle, 2015). Asumiendo este tipo de Universo, la distancia luminosa, en función del corrimiento al rojo, se puede expresar como:

$$D_L(z) = \frac{c}{H_0} \int_{(1+z)^{-1}}^1 \frac{da(c/H_0)}{\sqrt{a\Omega_M + a^2(1 - \Omega_M - \Omega_\Lambda) + a^4\Omega_\Lambda}}, \quad (\text{A.27})$$

donde  $a$  es el factor de escala.

#### OSCILACIONES ACÚSTICAS BARIÓNICAS

Las BAO son fluctuaciones en la densidad de la materia bariónica visible en el Universo, producto de las ondas acústicas generadas por las fluctuaciones en el plasma del

---

Universo primordial. Después del desacople de bariones y fotones (época de recombinación), estas ondas acústicas no pudieron desplazarse más, esta máxima distancia quedó grabada y está impresa en la estructura a gran escala del Universo (Peebles & Yu, 1970; Sunyaev & Zeldovich, 1970).

#### SEEING

El *seeing* astronómico es la pérdida de resolución debida a la convección y turbulencia atmosférica. La fase del frente de onda, proveniente de alguna fuente luminosa, varía con el tiempo debido a estos fenómenos en la atmósfera lo cual provoca que la imagen final sea difuminada. El seeing se mide como el FWHM angular de la imagen de una fuente puntual; en las mejores condiciones puede ser del orden de décimas de segundo de arco (Chromey, 2016; Karttunen *et al.*, 2016).

#### RELACIÓN SEÑAL A SUIDO

La SNR es una medida de la calidad de un espectro; por su parte, en un detector óptico, la señal es el número de fotones por pixel ( $n_s$ ). Bajo condiciones fijas, si se repite la medición de fotones, se tendrá un valor medio  $\langle n_s \rangle$ , con desviación estándar  $\sqrt{\langle n_s \rangle}$ . La expresión de la SNR, de un detector ideal sería:

$$SNR = \frac{\langle n_s \rangle}{\sqrt{\langle n_s \rangle}} = \sqrt{\langle n_s \rangle} \quad (\text{A.28})$$

En el caso de detectores reales, además de las fluctuaciones propias de la señal se considera la luz de fondo y contribuciones inherentes al detector (Schroeder, 2000; Chromey, 2016).

#### STARBURST

Las SBGs son galaxias con SFR atípica, regularmente varían entre  $10$  y  $300 M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ , mientras que, por ejemplo, la SFR de la Vía Láctea es de aproximadamente  $2 M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ . Este brote estelar suele estar localizado en ciertas regiones, como en la vecindad del núcleo galáctico y podría ser desencadenado por perturbaciones en el campo gravitacional de la galaxia. El polvo absorbe una gran parte de la radiación UV generada por las estrellas recién formadas, y luego la re-emite como radiación térmica, en consecuencia, hasta el 98 % de la luminosidad de las SBG está en la región IR (Schneider, 2007).



## Rutinas de IRAF

### B.1 Tarea mscimage para abrir mosaicos:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = mscred
TASK = mscimage

input   =          MS0440.fits  List of input mosaic exposures
output  =  MS0440_mosaico.fits  List of output images
(format =          image) Output format (image|mef)
(pixmask=          no) Create pixel mask?
(verbose=          no) Verbose output?

# Output WCS parameters
(wcssour=          image) Output WCS source (image|parameters|
  match)
(referen=          ) Reference image
(ra      =          INDEF) RA of tangent point (hours)
(dec     =          INDEF) DEC of tangent point (degrees)
(scale   =          INDEF) Scale (arcsec/pixel)
(rotatio=          INDEF) Rotation of DEC from N to E (degrees)
(rotatio=          INDEF) Rotation of DEC from N to E (degrees)

# Resampling parameters
```



## B. RUTINAS DE IRAF

---

```
(blank =          0.) Blank value
(interpo=        linear) Interpolant for data
(minterp=        linear) Interpolant for mask
(boundar=        reflect) Boundary extension
(constan=        0.) Constant boundary extension value
(fluxcon=        no) Preserve flux per unit area?
(ntrim =         8) Edge trim in each extension
(nxblock=        INDEF) X dimension of working block size in
  pixels
(nyblock=        INDEF) Y dimension of working block size in
  pixels

# Geometric mapping parameters
(interac=        no) Fit mapping interactively?
(nx =           10) Number of x grid points
(ny =           20) Number of y grid points
(fitgeom=        general) Fitting geometry
(xxorder=        4) Order of x fit in x
(xyorder=        4) Order of x fit in y
(xxterms=        half) X fit cross terms type
```

## B.2 Tarea imcombine para combinar imágenes:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = immatch
TASK = imcombine

input =          @Bias.list) List of images to combine
output =        Master_Bias.fits List of output images
(headers=      ) List of header files (optional)
(bpmasks=     ) List of bad pixel masks (optional)
(rejmask=     ) List of rejection masks (optional)
(nrejmas=     ) List of number rejected masks (optional)
(expmask=     ) List of exposure masks (optional)
(sigmas =     ) List of sigma images (optional)
(imcmb =      $I) Keyword for IMCMB keywords
(logfile=     STDOUT) Log file

(combine=     median) Type of combine operation
(reject =    none) Type of rejection
(project=    no) Project highest dimension of input
  images?
(outtype=    real) Output image pixel datatype
(outlimi=    ) Output limits (x1 x2 y1 y2 ...)
(offsets=    none) Input image offsets
(masktyp=    none) Mask type
(maskval=    0) Mask value
(blank =     0.) Value if there are no pixels

(scale =     none) Image scaling
(zero =     none) Image zero point offset
(weight =    none) Image weights
(statsec=    ) Image section for computing statistics
(expname=    ) Image header exposure time keyword

```

## B. RUTINAS DE IRAF

---

```
(lthresh=          INDEF) Lower threshold
(hthresh=          INDEF) Upper threshold
(nlow  =           1) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh =           1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep =           1) Minimum to keep (pos) or maximum to
  reject
(mclip =           yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma =          3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma =          3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise=          0.) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain  =           1.) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise =          0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(sigscal=          0.1) Tolerance for sigma clipping scaling
  correc
(pclip =          -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(grow  =           0.) Radius (pixels) for neighbor rejection
(mode  =           q1)
```

**B.3 Tarea imarith para realizar operaciones entre imágenes:**

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = imutil
TASK = imarith

operand1=      imagen.fits  Operand image or numerical constant
op           =              -  Operator
operand2=      MasterBias.fits  Operand image or numerical constant
result  = imagen_corregida_bias.fits  Resultant image
(title  =              ) Title for resultant image
(divzero=              0.) Replacement value for division by zero
(hparams=              ) List of header parameters
(pixtype=              ) Pixel type for resultant image
(calctyp=              ) Calculation data type
(verbose=              no) Print operations?
(noact  =              no) Print operations without performing them
?
(mode   =              ql)
```

#### B.4 Tarea response para cuantificar la respuesta del CCD y normalizar flats:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = response

calibrat=      FlatSlit.fits  Longslit calibration images
normaliz=      Flatslit.fits  Normalization spectrum images
response=      FlatSlitNorm.fits  Response function images
(interac=      yes) Fit normalization spectrum interactively
?
(thresho=      INDEF) Response threshold
(sample =      *) Sample of points to use in fit
(naverag=      1) Number of points in sample averaging
(funcutio=     legendre) Fitting function
(order  =      50) Order of fitting function
(low_rej=      3.) Low rejection in sigma of fit
(high_re=      3.) High rejection in sigma of fit
(niterat=      1) Number of rejection iterations
(grow  =      0.) Rejection growing radius
(graphic=      stdgraph) Graphics output device
(cursor =      ) Graphics cursor input
(mode  =      ql)
```

## B.5 Tarea identify para identificar líneas de emisión en una lámpara de calibración:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = identify

images = NeCalLamp_Slit8.fits  Images containing features
(section=      middle column) Section to apply to two dimensional
    images
(databas=      database) Database in which to record feature data
(coordli=      linesNe.dat) User coordinate list
(units =      ) Coordinate units
(nsum =      29) Number of lines/columns/bands to sum in
    2D
(match =      10.) Coordinate list matching limit
(maxfeat=      50) Maximum number of features for automatic
    id
(zwidth =      100.) Zoom graph width in user units
(ftype =      emission) Feature type
(fwidth =      7.) Feature width in pixels
(cradius=      5.) Centering radius in pixels
(thresho=      10.) Feature threshold for centering
(minsep =      2.) Minimum pixel separation
(funcutio=      spline3) Coordinate function
(order =      1) Order of coordinate function
(sample =      *) Coordinate sample regions
(niterat=      0) Rejection iterations
(low_rej=      3.) Lower rejection sigma
(high_re=      3.) Upper rejection sigma
(grow =      0.) Rejection growing radius
(autowri=      no) Automatically write to database
(graphic=      stdgraph) Graphics output device
```

## B. RUTINAS DE IRAF

---

```
(cursor =           ) Graphics cursor input
crval   =           Approximate coordinate (at reference
  pixel)
cdelt   =           Approximate dispersion
(aidpars=           ) Automatic identification algorithm
  paramete
(mode   =           ql)
```

## B.6 Tarea reidentify para ajustar una función de dispersión a la lámpara de calibración:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = reidentify

referenc= NeCalLamp_Slit8.fits Reference image
images = NeCalLamp_Slit8.fits Images to be reidentified
(interac=          no) Interactive fitting?
(section=          middle column) Section to apply to two dimensional
    images
(newaps =          yes) Reidentify apertures in images not in
    refer
(overrid=          yes) Override previous solutions?
(refit =           yes) Refit coordinate function?

(trace =           yes) Trace reference image?
(step =            1) Step in lines/columns/bands for tracing
    an
(nsum =            1) Number of lines/columns/bands to sum
(shift =           0.) Shift to add to reference features (
    INDEF t
(search =           0.) Search radius
(nlost =           5) Maximum number of features which may be
    los

(cradius=          5.) Centering radius
(thresho=          10.) Feature threshold for centering
(addfeat=          no) Add features from a line list?
(coordli=          linesNe.dat) User coordinate list
(match =           10.) Coordinate list matching limit
(maxfeat=          50) Maximum number of features for automatic
```



## B. RUTINAS DE IRAF

---

```
id
(minsep =                2.) Minimum pixel separation

(databas=                database) Database
(logfile=                logfile) List of log files
(plotfil=                ) Plot file for residuals
(verbose=                yes) Verbose output?
(graphic=                stdgraph) Graphics output device
(cursor =                ) Graphics cursor input

answer =                yes  Fit dispersion function interactively?
crval  =                Approximate coordinate (at reference
  pixel)
cdelt  =                Approximate dispersion
(aidpars=                ) Automatic identification algorithm
  paramete
(mode  =                ql)
```

## B.7 Tarea fitcoords graduar en longitud de onda la lámpara de calibración:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = fitcoords

images = NeCallLamp_Slit8.fits  Images whose coordinates are to be fit
(fitname=      NeCallLamp_Slit8) Name for coordinate fit in the database
(interac=                yes) Fit coordinates interactively?
(combine=                no) Combine input coordinates for a single
  fit?
(databas=      database) Database
(deletio=      deletions.db) Deletion list file (not used if null)
(funcutio=      chebyshev) Type of fitting function
(xorder =                6) X order of fitting function
(yorder =                6) Y order of fitting function
(logfile=      STDOUT,logfile) Log files
(plotfil=      plotfile) Plot log file
(graphic=      stdgraph) Graphics output device
(cursor =                ) Graphics cursor input
(mode =                ql)
```

## B.8 Tarea transform calibrar una imagen científica a en longitud de onda:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

input   =      Obj830_Slit8.fits  Input images
output  =      Obj830S8_Lambda.fits  Output images
(minput =                               ) Input masks
(moutput=                               ) Output masks
fitnames=      NeCallamp_Slit8  Names of coordinate fits in the
(databas=      database) Identify database
(interpt=      spline3) Interpolation type
(x1      =      INDEF) Output starting x coordinate
(x2      =      INDEF) Output ending x coordinate
(dx      =      INDEF) Output X pixel interval
(nx      =      INDEF) Number of output x pixels
(xlog    =      no) Logarithmic x coordinate?
(y1      =      INDEF) Output starting y coordinate
(y2      =      INDEF) Output ending y coordinate
(dy      =      INDEF) Output Y pixel interval
(ny      =      INDEF) Number of output y pixels
(ylog    =      no) Logarithmic y coordinate?
(flux    =      yes) Conserve flux per pixel?
(blank   =      INDEF) Value for out of range pixels
(logfile=      STDOUT,logfile) List of log files
(mode    =      ql)
```

**B.9 Tarea apall para extraer el espectro unidimensional:**

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = apextract
TASK = apall

input   = Obj830S8_Lambda.fits  List of input images
(output = Obj830S8_LSky.fits)  List of output spectra
(apertur=                        ) Apertures
(format =      multispec)      Extracted spectra format
(referen=                        ) List of aperture reference images
(profile=                        ) List of aperture profile images

(interac=      yes) Run task interactively?
(find   =      yes) Find apertures?
(recente=     yes) Recenter apertures?
(resize  =     yes) Resize apertures?
(edit   =      yes) Edit apertures?
(trace  =      yes) Trace apertures?
(fittrac=    yes) Fit the traced points interactively?
(extract=    yes) Extract spectra?
(extras  =    yes) Extract sky, sigma, etc.?
(review  =    yes) Review extractions?

(line   =      789) Dispersion line
(nsum   =      29) Number of dispersion lines to sum or
median

# DEFAULT APERTURE PARAMETERS
(lower  =      -5.) Lower aperture limit relative to center
(upper  =       5.) Upper aperture limit relative to center
(apidtab=      ) Aperture ID table (optional)
# DEFAULT BACKGROUND PARAMETERS
(b_funct=    chebyshev) Background function
```

## B. RUTINAS DE IRAF

---

```
(b_order=                5) Background function order
(b_sampl=          -10:-6,6:10) Background sample regions
(b_naver=                -3) Background average or median
(b_niter=                0) Background rejection iterations
(b_low_r=              3.) Background lower rejection sigma
(b_high_=              3.) Background upper rejection sigma
(b_grow =                0.) Background rejection growing radius
# APERTURE CENTERING PARAMETERS
(width  =                7.) Profile centering width
(radius =                7.) Profile centering radius
(thresho=              0.) Detection threshold for profile
  centering
# AUTOMATIC FINDING AND ORDERING PARAMETERS
nfind  =                1  Number of apertures to be found
  automatical
(minsep =                5.) Minimum separation between spectra
(maxsep =              1000.) Maximum separation between spectra
(order  =      increasing) Order of apertures
# RECENTERING PARAMETERS
(aprecen=                ) Apertures for recentering calculation
(npeaks =              INDEF) Select brightest peaks
(shift  =      yes) Use average shift instead of recentering
  ?
# RESIZING PARAMETERS
(llimit =              INDEF) Lower aperture limit relative to center
(ulimit =              INDEF) Upper aperture limit relative to center
(ylevel =              0.1) Fraction of peak or intensity for
  automatic
(peak  =      yes) Is ylevel a fraction of the peak?
(bkg   =      yes) Subtract background in automatic width?
(r_grow =                0.) Grow limits by this factor
(avglimi=              no) Average limits over all apertures?
# TRACING PARAMETERS
(t_nsum =              10) Number of dispersion lines to sum
(t_step =              10) Tracing step
(t_nlost=              3) Number of consecutive times profile is
```

```
    lost
(t_funct=          legendre) Trace fitting function
(t_order=          30) Trace fitting function order
(t_sampl=          *) Trace sample regions
(t_naver=          1) Trace average or median
(t_niter=          1) Trace rejection iterations
(t_low_r=          3.) Trace lower rejection sigma
(t_high_=          3.) Trace upper rejection sigma
(t_grow =          0.) Trace rejection growing radius
# EXTRACTION PARAMETERS
(backgro=          median) Background to subtract
(skybox =          1) Box car smoothing length for sky
(weights=          variance) Extraction weights (none|variance)
(pfit  =          fit1d) Profile fitting type (fit1d|fit2d)
(clean  =          yes) Detect and replace bad pixels?
(saturat=          INDEF) Saturation level
(readnoi=          0) Read out noise sigma (photons)
(gain  =          1) Photon gain (photons/data number)
(lsigma =          4.) Lower rejection threshold
(usigma =          4.) Upper rejection threshold
(nsubaps=          1) Number of subapertures per aperture
(mode  =          ql)
```

## B.10 Tarea background para quitar el cielo de fondo:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = background

input   =  Obj830S8_Lambda.fits  Input images to be background
        subtracted
output  =  Obj830S8_Back.fits  Output background subtracted images
(axis   =  1) Axis along which background is fit and
        subt
(interac=  no) Set fitting parameters interactively?
(sample  =  5:10,1385:1390) Sample of points to use in fit
(naverag=  1) Number of points in sample averaging
(funcutio=  chebyshev) Fitting function
(order   =  1) Order of fitting function
(low_rej=  0.) Low rejection in sigma of fit
(high_re=  0.) High rejection in sigma of fit
(niterat=  1) Number of rejection iterations
(grow    =  0.) Rejection growing radius
(graphic=  stdgraph) Graphics output device
(cursor  =  ) Graphics cursor input
(mode    =  ql)
```

## B.11 Tarea standard para identificar la estrella fotométrica:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = standard

input  = Feige110S8_Lambda.fits  Input image file root name
output =                          std  Output flux file (used by SENSFUNC)
(samesta=                          yes) Same star in all apertures?
(beam_sw=                          no) Beam switch spectra?
(apertur=                          ) Aperture selection list
(bandwid=                          INDEF) Bandpass widths
(bandsep=                          INDEF) Bandpass separation
(fnuzero= 3.68000000000000E-20) Absolute flux zero point
(extinct=      )_.extinction) Extinction file
(caldir =      )_.caldir) Directory containing calibration data
(observa=      )_.observatory) Observatory for data
(interac=      yes) Graphic interaction to define new
    bandpasse
(graphic=      stdgraph) Graphics output device
(cursor =      ) Graphics cursor input
star_nam=      Feige110  Star name in calibration list
airmass =      Airmass
exptime =      Exposure time (seconds)
mag      =      Magnitude of star
magband =      Magnitude type
teff     =      Effective temperature or spectral type
answer  =      yes  (no|yes|NO|YES|NO!|YES!)
(mode   =      ql)

```



## B.12 Tarea sensfunc para caracterizar la respuesta del CCD:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = sensfunc

standard=          std  Input standard star data file (from
  STANDAR
sensitiv=          sens  Output root sensitivity function
  imagename
(apertur=          ) Aperture selection list
(ignorea=          yes) Ignore apertures and make one
  sensitivity f
(logfile=          logfile) Output log for statistics information
(extinct=          )_.extinction) Extinction file
(newexti=          extinct.dat) Output revised extinction file
(observa=          )_.observatory) Observatory of data
(funcutio=          spline3) Fitting function
(order =          6) Order of fit
(interac=          yes) Determine sensitivity function
  interactivel
(graphs =          sr) Graphs per frame
(marks =          plus cross box) Data mark types (marks deleted added)
(colors =          2 1 3 4) Colors (lines marks deleted added)
(cursor =          ) Graphics cursor input
(device =          stdgraph) Graphics output device
answer =          yes  (no|yes|NO|YES)
(mode =          ql)
```

### B.13 Tarea calibrate para calibrar la imagen científica en flujo:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = longslit
TASK = calibrate

input   =   Obj830S8_LSky.fits  Input spectra to calibrate
output  =           Obj830S8.fits  Output calibrated spectra
(extinct=           yes) Apply extinction correction?
(flux    =           yes) Apply flux calibration?
(extinct= onedstds$kpnoextinct.dat) Extinction file
(observa=           )_observatory) Observatory of observation
(ignorea=           yes) Ignore aperture numbers in flux
      calibration
(sensiti=           sens) Image root name for sensitivity spectra
(fnu     =           no) Create spectra having units of FNU?
(mode    =           ql)
```

## B.14 Tarea xcsao para calcular corrimientos al rojo:

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = rvsao
TASK = xcsao

spectra =          Obj830S8.fits  List of input spectra
(specnum=          0) Spectrum aperture range if multispec or
  2-D file
(specban=          0) Spectrum band if multispec file
(specdir=          ) Directory for input spectra
(correla=          velocity) Cross-correlate spectrum (velocity
  wavelength pi
(templat=          @templates.list) List of template spectra
(tempnum=          0) Template aperture range if 2-D or
  multispec file
(tempban=          1) Template band if template is multispec
  file
(tempdir= /home/iliana/IRAF/templates) Directory for template spectra
(echelle=          no) Echelle spectra (template tracks
  spectrum) (yes
(st_lamb=          INDEF) Starting wavelength in Angstroms or
  pixels to co
(end_lam=          INDEF) Ending wavelength in Angstroms or pixels
  to corr
(obj_plo=          no) Plot the raw object data
(xcor_pl=          no) Plot the filtered correlation function
(xcor_fi=          yes) Write the filtered correlation function
  to a fil
(fixbad =          no) Eliminate portions of spectrum with bad
  lines (y
(badline=          badlines.dat) Lines to eliminate from spectrum
(s_emcho=          no) Remove emission or absorption lines (yes
```

```

    ,no,temp
(t_emcho=                no) Remove emission or absorption lines (yes
    ,no,temp
(s_abs_r=                100.) Spectrum absorption line rejection in
    sigma of f
(s_em_re=                2.) Spectrum emission line rejection in
    sigma of fit
(t_abs_r=                0.) Template absorption line rejection in
    sigma of f
(t_em_re=                0.) Template emission line rejection in
    sigma of fit
(bell_wi=                0.05) Fraction of spectrum to taper
(renorma=                no) Renormalize spectrum before transform (
    yes or no
(ncols =                 2048) Number of cols into which to rebin
(interp_=                spline3) Rebin interpolation mode
(zeropad=                no) Pad transforms with zeroes to lower
    noise (yes,
(low_bin=                5) Bin number of low frequency cutoff
(top_low=                20) Bin number where low frequency reaches
    one
(top_nru=                125) Bin number where high frequency starts
    to slope
(nrun =                  250) Bin number of high frequency cutoff
(vel_ini=                zguess) Initial velocity source (zero guess
    zguess corr
(czguess=                0.4) Initial velocity guess in km/sec or z
(nzpass =                10) Number of times template is shifted to
    match obj
(tshift =                0.) night to night zero point velocity shift
(svel_co=                barycentric) Spectrum velocity correction (none,file,
    helio,ba
(tvel_co=                file) Template velocity correction (none,file,
    helio,ba
(pkmode =                1) Peak-fitting mode (1-parabola 2-quartic
    3-cosx/1

```

## B. RUTINAS DE IRAF

---

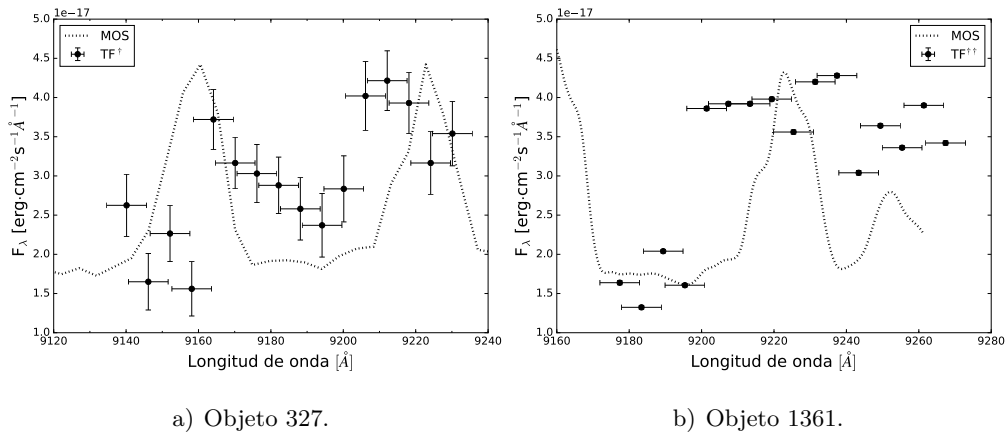
```
(pkfrac =          0.5) Fraction of peak or number of points for
  peak fi
(pksrch =          25) Half-width of search region for
  graphically set
(minvel =          INDEF) Minimum allowable velocity in km/sec
(maxvel =          INDEF) Maximum allowable velocity in km/sec
(report_ =         1) Report mode (1=normal 2=one-line)
(logfile=          STDOUT,xcsao.log) List of log files
(save_ve=         no) Save result in IRAF data file header (
  yes or no)
(rvcheck=         no) Enable header update if not correlate=no
  (yes or
(archive=         yes) Save results in binary archive record (
  yes or no
(nsmooth=         0) Smooth displayed spectrum (0=no else
  number of t
(cvel =          INDEF) Center velocity of output graph
(dvel =          INDEF) Velocity half-width of output graph
(ablines=         ablines.dat) Absorption line list
(emlines=         emlines.dat) Emission line list
(linedir=         rvsao$lib/) Directory for line lists
(dispmode=        2) Display modes (1=spectrum+xcor 2=
  spectrum+lines)
(displot=         yes) Display results on <device> (yes or no)
(device =         stdgraph) Display device
(vel_plo=        correlation) Velocity to plot
(curmode=         yes) Wait for keyboard response after each
  object (ye
(hardcop=         no) Automatic hardcopy of results on <
  plotter> (yes
(plotter=         stdplot) Hardcopy output device
(temp_pl=         no) Plot the template spectra
(contsub=         no) Plot the continuum-subtracted data
(apodize=         no) Plot the apodized data
(fft_plo=         no) Plot the fft of the data
(tfft_pl=         no) Plot the inverse of the fft (the
```

```
    filtered spectr
(uxcor_p=          no) Plot the unfiltered cross-correlation
(nsum   =          1) Number of pixels to sum across
    dispersion
(debug  =          no) Display intermediate results
(cursor =          ) Graphics cursor input
(mode  =          ql)
```



## Comparación con OSIRIS-TF de los objetos 327 y 1361

Para los objetos 327 y 1361, no encontramos similitud entre los datos obtenidos a través de MOS y los TF. Como se aprecia en las Figuras C.1a y C.1b, existe más de un orden de magnitud de diferencia en el flujo entre los dos grupos de datos.



**Figura C.1:** Comparación entre TF y MOS de los objetos 327 y 1361.

† El flujo de los TF ha sido multiplicado por 15 para que coincida con el rango de MOS.

†† El flujo de los TF ha sido multiplicado por 20 para que coincida con el rango de MOS.

Es posible que la alta señal que se mide en los datos de MOS esté asociada a la sustracción del cielo (ver § 2.3.4). Sin embargo, pensamos que un estudio más exhaustivo no es pertinente (al menos con estos datos), ya que al no poderse medir el corrimiento al rojo de los objetos 3247 y 1361 por la ausencia de líneas de emisión evidentes en su espectro, las conclusiones que se obtengan podrían ser incorrectas.





# Glosario

## Acrónimos

- $\Lambda$ CDM**  $\Lambda$  Cold Dark Matter ( $\Lambda$  Materia Oscura Fría)
- AGN** Active Galaxy Nuclei (Núcleo Activo de Galaxia)
- BAO** Baryon Acoustic Oscillations (Oscilaciones Acústicas Bariónicas)
- CCD** Charged-Coupled Device (Dispositivo de Carga Acoplada)
- DD** Diagrama Diagnóstico
- ELG** Emission Line Galaxy (Galaxia con Líneas de Emisión)
- EW** Equivalent Width (Ancho Equivalente)
- FITS** Flexible Image Transport System
- FOV** Field Of View (Campo de Visión)
- GTC** Gran Telescopio Canarias
- IR** Infrarrojo
- IRAF** Image Reduction and Analysis Facility
- LAE** Lyman- $\alpha$  Emitter (Emisor Lyman- $\alpha$ )
- LINER** Low-Ionization Nuclear Emission-line Region (Región Nuclear de Líneas de Emisión de Baja Ionización)
- MOS** Multi-Object Spectroscopy (Espectroscopía Multi-Objeto)
- NBF** Narrow Band Filter (Filtro de Banda Angosta)
- NOAO** National Optical Astronomy Observatories
- OSIRIS** Optical System for Imaging and low-Intermediate-Resolution Integrated Spectroscopy (Sistema Óptico para Imagen y Espectroscopía Integrada de baja-media Resolución)
- OSIRIS-MOS** OSIRIS Multi-Object Spectroscopy (Espectroscopía Multi-Objeto de OSIRIS)

**OSIRIS-TF** OSIRIS Tunable Filters (Filtros Sintonizables de OSIRIS)

**SBG** Starburst Galaxy (Galaxia con brote estelar)

**SED** Spectral Energy Distribution (Distribución Espectral de Energía)

**SFR** Star Formation Rate (Tasa de Formación Estelar)

**Sy** Seyfert

**SyG** Seyfert Galaxy (Galaxia Seyfert)

**TF** Tunable Filter (Filtro Sintonizable)

**UNBF** Ultra-Narrow Band Filter (Filtro de Banda Ultra-Angosta)

**UV** Ultravioleta

### Constantes Físicas

$\hbar$	Constante de Planck reducida ( $h/2\pi$ )	$1.0546... \times 10^{-27} \text{ g}\cdot\text{cm}^2\cdot\text{s}^{-1}$
$\Omega_\Lambda$	Parámetro de densidad de la constante cosmológica	$0.734 \pm 0.029$
$\Omega_B$	Parámetro de densidad de bariones	$0.0449 \pm 0.00028$
$\Omega_M$	Parámetro de densidad de materia oscura	$0.222 \pm 0.026$
$a_0$	Radio de Bohr	$5.2917... \times 10^{-9} \text{ cm}$
$c$	Velocidad de la luz en el vacío	$2.99792458 \times 10^{10} \text{ cm}\cdot\text{s}^{-1}$
$e$	Carga del electrón	$4.8032068 \times 10^{-10} \text{ esu}$
$h$	Constante de Planck	$6.6260755... \times 10^{-27} \text{ g}\cdot\text{cm}^2\cdot\text{s}^{-1}$
$H_0$	Constante de Hubble	$71.0 \pm 2.5 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$
$m_e$	Masa del electrón	$9.1093837015(28) \times 10^{-28} \text{ g}$

### Símbolos

$\alpha$	Ascensión Recta
$\delta$	Declinación
$\Lambda$	Constante Cosmológica
$\lambda$	Longitud de Onda
$a$	Factor de escala
$z$	Redshift (Corrimiento al rojo)

**Unidades**

<b>Å</b>	Angstrom	$1\text{Å} = 10^{-8}\text{cm}$
<b>arcmin</b>	Minuto de arco	$1\text{arcmin} = 60^{-1\circ}$
<b>arcsec</b>	Segundo de arco	$1\text{arcmin} = 3600^{-1\circ}$
<b>eV</b>	Electrón-Volt	$1\text{eV} = 1.6022 \times 10^{-12}\text{erg}$
<b>K</b>	Kelvin	$0\text{K} = -273.15^{\circ}\text{C}$
<b><math>L_{\odot}</math></b>	Luminosidad solar	$1 L_{\odot} = 4 \times 10^{33}\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$
<b><math>M_{\odot}</math></b>	Masa solar	$1 M_{\odot} = 1.989 \times 10^{33}\text{g}$
<b>pc</b>	Pársec	$1\text{pc} = 3.0857 \times 10^{18}\text{cm}$



# Bibliografía

- Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., *et al.*,2009. *The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*. The Astrophysical Journal Supplement, 182(2):543–558. doi:10.1088/0067-0049/182/2/543. 22
- Ai, Y. L., Yuan, W., Zhou, H. Y., *et al.*,2010. *Dependence of the Optical/Ultraviolet Variability on the Emission-line Properties and Eddington Ratio in Active Galactic Nuclei*. The Astrophysical Journal Letters, 716(1):L31–L35. doi:10.1088/2041-8205/716/1/L31. 86, 89
- Albaretí, F. D., Allende Prieto, C., Almeida, A., *et al.*,2017. *The 13th Data Release of the Sloan Digital Sky Survey: First Spectroscopic Data from the SDSS-IV Survey Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory*. The Astrophysical Journal Supplement, 233(2):25. doi:10.3847/1538-4365/aa8992. 22
- Allen, S. & Wells, D.,2005. *MIME Sub-type Registrations for Flexible Image Transport System (FITS)*. Internet Society. <https://fits.gsfc.nasa.gov/rfc4047.txt>. 101
- Aretxaga, I., Hughes, D. H., Coppin, K., *et al.*,2007. *The SCUBA Half Degree Extragalactic Survey - IV. Radio-mm-FIR photometric redshifts*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 379(4):1571–1588. doi:10.1111/j.1365-2966.2007.12036.x. 22
- Atherton, P. D.,1995. *The Scanning Fabry-Perot Spectrometer*, En Comte, G. & Marcelin, M., editores, *Tridimensional optical spectroscopic methods in astrophysics*, volumen 71 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, páginas 50–59. IAU Colloquium 149. 21
- Bacon, D. J., Refregier, A. R., & Ellis, R. S.,2000. *Detection of weak gravitational lensing by large-scale structure*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 318(2):625–640. doi:10.1046/j.1365-8711.2000.03851.x. 104
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R.,1981. *Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects*. Astronomical Society of the Pacific, 93:5–19. doi:10.1086/130766. 8
- Barkana, R. & Loeb, A.,2001. *In the beginning: the first sources of light and the reionization of the universe*. Physics Reports, 349(2):125–238. doi:10.1016/S0370-1573(01)00019-9. 24

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Barnes, J., 1993. *A Beginner's Guide to Using IRAF*. National Optical Astronomy Observatories. [http://ast.noao.edu/sites/default/files/IRAF\\_beginners\\_guide.pdf](http://ast.noao.edu/sites/default/files/IRAF_beginners_guide.pdf). 38
- Beck, S., Hednen, A., & Templeton, M., 2014. *The AAVSO Guide to CCD Photometry*. American Association of Variable Stars Observers. Versión 1.1. [https://www.aavso.org/sites/default/files/publications\\_files/ccd\\_photometry\\_guide/CCDPhotometryGuide.pdf](https://www.aavso.org/sites/default/files/publications_files/ccd_photometry_guide/CCDPhotometryGuide.pdf). 38, 39, 41, 42
- Becker, R. H., Fan, X., White, R. L., *et al.*, 2001. *Evidence for Reionization at  $z \sim 6$ : Detection of a Gunn-Peterson Trough in a  $z=6.28$  Quasar*. *The Astronomical Journal*, 122(6):2850–2857. doi:10.1086/324231. 24
- Bicker, J., Fritze-v. Alvensleben, U., & Fricke, K. J., 2002. *Evolutionary synthesis models for the formation of S0 galaxies in clusters*. *Astronomy and Astrophysics*, 387:412–421. doi:10.1051/0004-6361:20020410. 16
- Blain, A. W., Smail, I., Ivison, R. J., *et al.*, 2002. *Submillimeter galaxies*. *Physics Reports*, 369(2):111–176. doi:10.1016/S0370-1573(02)00134-5. 22
- Bland-Hawthorn, J., 2000. *Tunable Imaging Filters and Scientific Applications (Review)*, En van Breugel, W. & Bland-Hawthorn, J., editores, *Imaging the Universe in Three Dimensions: Astrophysics with Advanced Multi-Wavelength Imaging Devices*, volumen 195 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, páginas 34–57. 21
- Blandford, P., Netzer, P., Woltjer, P., *et al.*, 2013. *Active Galactic Nuclei*. Saas-Fee Advanced Course. Springer Berlin Heidelberg. 49
- Bohr, N., 1913. *On the constitution of atoms and molecules*. *The London, Edinburgh, and Dublin Philosophical Magazine and Journal of Science*, 26(151):1–25. doi:10.1080/14786441308634955. 2, 93
- Bolton, A. S., Burles, S., Koopmans, L. V. E., *et al.*, 2006. *The Sloan Lens ACS Survey. I. A Large Spectroscopically Selected Sample of Massive Early-Type Lens Galaxies*. *The Astrophysical Journal*, 638(2):703–724. doi:10.1086/498884. 104
- Bolton, A. S., Treu, T., Koopmans, L. V. E., *et al.*, 2008. *The Sloan Lens ACS Survey. VII. Elliptical Galaxy Scaling Laws from Direct Observational Mass Measurements*. *The Astrophysical Journal*, 684(1):248–259. doi:10.1086/589989. 104
- Bond, I. A., Udalski, A., Jaroszyński, M., *et al.*, 2004. *OGLE 2003-BLG-235/MOA 2003-BLG-53: A Planetary Microlensing Event*. *The Astrophysical Journal*, 606(2):L155–L158. doi:10.1086/420928. 104
- Bongiovanni, Á., Ramón-Pérez, M., Pérez García, A. M., *et al.*, 2019. *The OTELO survey. I. Description, data reduction, and multi-wavelength catalogue*. *Astronomy & Astrophysics*, 631:A9. doi:10.1051/0004-6361/201833294. 22, 75, 90

- 
- Bongiovanni, Á., Ramón-Pérez, M., Pérez García, A. M., *et al.*,2020. *The OTELO survey. A case study of [O III]  $\lambda 4959,5007$  emitters at  $z = 0.83$ .* *Astronomy & Astrophysics*, 635:A35. doi:10.1051/0004-6361/201833656. 90
- Bromm, V. & Yoshida, N.,2011. *The First Galaxies.* *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 49(1):373–407. doi:10.1146/annurev-astro-081710-102608. 24
- Burgarella, D., Pérez-González, P. G., Tyler, K. D., *et al.*,2006. *Ultraviolet-to-far infrared properties of Lyman break galaxies and luminous infrared galaxies at  $z \sim 1$ .* *Astronomy and Astrophysics*, 450(1):69–76. doi:10.1051/0004-6361:20054309. 102
- Cabrera-Lavers, A.,2014. *OSIRIS USER MANUAL.* Gran Telescopio Canarias S.A. Versión 3.1. [http://www.gtc.iac.es/instruments/osiris/media/OSIRIS-USER-MANUAL\\_v3\\_1.pdf](http://www.gtc.iac.es/instruments/osiris/media/OSIRIS-USER-MANUAL_v3_1.pdf). 32, 33, 39, 43, 47, 90
- Calzetti, D.,1999. *UV Emission and bust properties of high redshift galaxies.* *Astrophysics and Space Science*, 266:243–253. 16, 81
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., *et al.*,2000. *The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies.* *The Astrophysical Journal*, 533(2):682–695. doi:10.1086/308692. 16
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T.,1994. *Dust Extinction of the Stellar Continua in Starburst Galaxies: The Ultraviolet and Optical Extinction Law.* *Astrophysical Journal*, 429:582. doi:10.1086/174346. 81
- Calzetti, D., Lee, J. C., Sabbi, E., *et al.*,2015. *Legacy Extragalactic UV Survey (LEGUS) With the Hubble Space Telescope. I. Survey Description.* *The Astronomical Journal*, 149(2):51. doi:10.1088/0004-6256/149/2/51. 22
- Carollo, C. M. & Lilly, S. J.,2001. *The Metallicity of  $0.5 < Z < 1$  Field Galaxies.* *The Astrophysical Journal*, 548(2):L153–L157. doi:10.1086/319104. 17
- Carroll, B. & Ostlie, D.,2007. *An Introduction to Modern Astrophysics.* Pearson Addison-Wesley. 96, 97, 98, 99
- Castañeda, H. & Bongiovanni, A.,2008. *Basic principles of tunable filters,* En Cepa, J., editor, *The Emission-Line Universe*, páginas 283–296. Canary Islands Winter School of Astrophysics. Cambridge University Press. 20, 21
- Cayrel, R.,1988. *Data Analysis.* En Cayrel de Strobel, G. & Spite, M., editores, *The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics*, volumen 132 de *IAU Symposium*, página 345. 14
- Cepa, J.,2010. *OSIRIS: Final Characterization and Scientific Capabilities.* *Astrophysics and Space Science Proceedings*, 14:15. doi:10.1007/978-3-642-11250-8\_2. 25, 31
- Chromey, F.,2016. *To Measure the Sky: An Introduction to Observational Astronomy.* Cambridge University Press, 2nd edition. 14, 15, 18, 19, 20, 35, 39, 95, 97, 105
-



## BIBLIOGRAFÍA

---

- Colless, M., Peterson, B. A., Jackson, C., *et al.*,2003. *The 2dF Galaxy Redshift Survey: Final Data Release*. arXiv e-prints, páginas astro-ph/0306581. 22
- Congdon, A. & Keeton, C.,2018. *Principles of Gravitational Lensing: Light Deflection as a Probe of Astrophysics and Cosmology*. Springer Praxis Books. Springer International Publishing. 103, 104
- Cook, D. O., Kasliwal, M. M., Sistine, A. V., *et al.*,2019. *Census of the Local Universe (CLU) Narrowband Survey. I. Galaxy Catalogs from Preliminary Fields*. The Astrophysical Journal, 880(1):7. doi:10.3847/1538-4357/ab2131. 22
- Cortés-Pérez, I. I., Verdugo, T., & de Diego, J.,2020. *High Redshift Candidates Around Cluster MS 0440.5+0204*. Manuscrito enviado para su publicación. 53
- Cowie, L. L., Barger, A. J., & Hu, E. M.,2011. *Ly $\alpha$  Emitting Galaxies as Early Stages in Galaxy Formation*. The Astrophysical Journal, 738(2):136. doi:10.1088/0004-637X/738/2/136. 24
- Cowie, L. L. & Hu, E. M.,1998. *High- $z$  Ly $\alpha$  Emitters. I. A Blank-Field Search for Objects near Redshift  $Z = 3.4$  in and around the Hubble Deep Field and the Hawaii Deep Field SSA 22*. The Astronomical Journal, 115(4):1319–1328. doi:10.1086/300309. 25
- Davis, M., Huchra, J., & Latham, D.,1983. The center for astrophysics redshift survey. En Abell, G. O. & Chincarini, G., editores, *Early Evolution of the Universe and its Present Structure*, volumen 104 de *IAU Symposium*, páginas 167–172. 22
- Dayal, P. & Ferrara, A.,2012. *Ly $\alpha$  emitters and Lyman-break galaxies: dichotomous twins*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 421(3):2568–2579. doi:10.1111/j.1365-2966.2012.20486.x. 24
- De Barros, S., Pentericci, L., Vanzella, E., *et al.*,2017. *VLT/FORS2 view at  $z$  6: Lyman- $\alpha$  emitter fraction and galaxy physical properties at the edge of the epoch of cosmic reionization*. Astronomy & Astrophysics, 608:A123. doi:10.1051/0004-6361/201731476. 24
- de Diego, J. A., De Leo, M. A., Cepa, J., *et al.*,2013. *Filter-induced Bias in Ly $\alpha$  Emitter Surveys: A Comparison between Standard and Tunable Filters. Gran Telescopio Canarias Preliminary Results*. The Astronomical Journal, 146:96. doi:10.1088/0004-6256/146/4/96. 25, 26, 48, 90
- de Diego, J. A., Nadolny, J., Bongiovanni, Á., *et al.*,2020. *Galaxy classification: deep learning on the OTELO and COSMOS databases*. Astronomy & Astrophysics, 638:A134. doi:10.1051/0004-6361/202037697. 90
- De Leo, M. A., de Diego, J. A., Verdugo, T., *et al.*,2013. *Lyman Alpha Emitters in gravitational lensed fields*, En Muñoz-Tuñón, C. & Rodríguez-Espinosa, J. M., editores, *Fourth Science Meeting with the GTC*, volumen 42 de *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (Serie de Conferencias)*, página 114. 25

- 
- de Paz, A. G., Carrasco, E., Gallego, J., *et al.*,2018. First scientific observations with MEGARA at GTC. En Evans, C. J., Simard, L., & Takami, H., editores, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII*, volumen 10702, páginas 351 – 370. International Society for Optics and Photonics, SPIE. 91
- de Vaucouleurs, G.,1959. *Classification and Morphology of External Galaxies*. Handbuch der Physik, 53:275. doi:10.1007/978-3-642-45932-0.7. 100
- de Vaucouleurs, G.,1960. *Color Classification of Galaxies*. Astronomical Journal, 65:51. doi:10.1086/108056. 6
- Dickinson, M.,1998. *Color-Selected High Redshift Galaxies and the HDF*, En Livio, M., Fall, S. M., & Madau, P., editores, *The Hubble Deep Field*, página 219. Space Telescope Science Institute (U.S.). Symposium, Space Telescope Science Institute (U.S.). Cambridge University Press. 24
- Dijkstra, M.,2016. *Constraining Reionization with Ly $\alpha$  Emitting Galaxies*, En Mesinger, A., editor, *Understanding the Epoch of Cosmic Reionization: Challenges and Progress*, volumen 423 de *Astrophysics and Space Science Library*, página 145. 24
- Driver, S. P.,2014. *Galaxy Spectra*. Recuperado de: [http://star-www.st-and.ac.uk/~spd3/Teaching/PHYS1002/phys1002\\_lecture6.pdf](http://star-www.st-and.ac.uk/~spd3/Teaching/PHYS1002/phys1002_lecture6.pdf). 4
- Drozdovsky, I., Yan, L., Chen, H.-W., *et al.*,2005. *The Hubble Space Telescope ACS Grism Parallel Survey. II. First Results and a Catalog of Faint Emission-Line Galaxies at  $z \leq 1.6$* . The Astronomical Journal, 130(4):1324–1336. doi:10.1086/430884. 17, 83, 88, 89
- Dyson, F. W., Eddington, A. S., & Davidson, C.,1920. *A Determination of the Deflection of Light by the Sun's Gravitational Field, from Observations Made at the Total Eclipse of May 29, 1919*. Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A, 220:291–333. doi:10.1098/rsta.1920.0009. 103
- Einstein, A.,1911. *Über den Einfluß der Schwerkraft auf die Ausbreitung des Lichtes*. Annalen der Physik, 340(10):898–908. doi:10.1002/andp.19113401005. 103
- Escoffier, S., Comparat, J., Ealet, A., *et al.*,2012. The ELG target selection with the BOSS survey. En Boissier, S., de Laverny, P., Nardetto, N., *et al.*, editores, *SF2A-2012: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, páginas 427–431. 10
- European Space Agency,2015. *The history of the UNIVERSE*. ESA. [https://www.esa.int/ESA\\_Multimedia/Images/2015/02/The\\_history\\_of\\_the\\_Universe](https://www.esa.int/ESA_Multimedia/Images/2015/02/The_history_of_the_Universe). 103
- Fabry, C. & Perot, A.,1901. *On a New Form of Interferometer*. Astrophysical Journal, 13:265. doi:10.1086/140817. 20
- Favole, G.,2016. *Star-forming galaxies as tools for cosmology in new-generation spectroscopic surveys*. (Tesis de doctorado), Instituto de Astrofísica de Andalucía. 21

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Filippenko, A. V. & Terlevich, R.,1992. *O-Star Photoionization Models of Liners with Weak [O I]  $\lambda$  6300 Emission*. *Astrophysical Journal Letters*, 397:L79. doi:10.1086/186549. 6
- Finkelstein, S. L.,2016. *Observational Searches for Star-Forming Galaxies at  $z \gtrsim 6$* . *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 33:e037. doi:10.1017/pasa.2016.26. 24
- Friedmann, A.,1922. *Über die Krümmung des Raumes*. *Zeitschrift für Physik*, 10:377–386. doi:10.1007/BF01332580. 21
- Gal, R. & Jester, S.,2012. *The Sixth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*. Sloan Digital Sky Survey. <http://classic.sdss.org/dr6/algorithms/linestable.html>. 49
- Gallagher, J. S., Bushouse, H., & Hunter, D. A.,1989. *Star Formation Rates and [O II] Emission in Blue Galaxies*. *Astronomical Journal*, 97:700. doi:10.1086/115015. 17
- Gallego, J., Zamorano, J., Aragon-Salamanca, A., & Rego, M.,1995. *The Current Star Formation Rate of the Local Universe*. *Astrophysical Journal Letters*, 455:L1. doi:10.1086/309804. 88
- Gangolli, N., D’Aloisio, A., Nasir, F., & Zheng, Z.,2021. *Constraining reionization in progress at  $z = 5.7$  with Lyman- $\alpha$  emitters: voids, peaks, and cosmic variance*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 501(4):5294–5308. doi:10.1093/mnras/staa3843. 25
- Gaztañaga, E., Norberg, P., Baugh, C. M., & Croton, D. J.,2005. *Statistical analysis of galaxy surveys - II. The three-point galaxy correlation function measured from the 2dFGRS*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 364(2):620–634. doi:10.1111/j.1365-2966.2005.09583.x. 21
- Gelderman, R., Woodgate, B. E., & Brown, L. W.,1995. *The Goddard Fabry-Perot Imager*, En Comte, G. & Marcelin, M., editores, *Tridimensional optical spectroscopic methods in astrophysics*, volumen 71 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, páginas 89–92. IAU Colloquium 149. 21
- Gioia, I. M., Maccacaro, T., Schild, R. E., *et al.*,1990. *The Einstein Observatory Extended Medium-Sensitivity Survey. I. X-Ray Data and Analysis*. *Astrophysical Journal Supplement*, 72:567. doi:10.1086/191426. 23
- Gioia, I. M., Shaya, E. J., Le Fèvre, O., *et al.*,1998. *The Lensing Cluster MS 0440+0204 Seen by HST, ROSAT, and ASCA. I. Cluster Properties*. *The Astrophysical Journal*, 497:573–586. doi:10.1086/305471. 23
- González-Serrano, J. I., Sánchez-Portal, M., Castañeda, H., *et al.*,2004. *OSIRIS software: the Mask Designer Tool*. *Experimental Astronomy*, 18(1-3):65–75. doi:10.1007/s10686-005-9003-4. 33

- 
- González, J. J., Cepa, J., González-Serrano, J. I., & Sánchez-Portal, M., 2014. *General formulation for the calibration and characterization of narrow-gap etalons: the OSIRIS/GTC tunable filters case*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 443(4):3289–3301. doi:10.1093/mnras/stu1310. 32, 75
- Gronwall, C., Ciardullo, R., Hickey, T., *et al.*, 2007. *Ly $\alpha$  Emission-Line Galaxies at  $z = 3.1$  in the Extended Chandra Deep Field-South*. The Astrophysical Journal, 667(1):79–91. doi:10.1086/520324. 25
- Haiman, Z. & Spaans, M., 1999. *Models for Dusty Ly $\alpha$  Emitters at High Redshift*. The Astrophysical Journal, 518(1):138–144. doi:10.1086/307276. 24
- Hanish, D. J., Capak, P., Teplitz, H. I., *et al.*, 2015. *The Spitzer Archival Far-Infrared Extragalactic Survey*. The Astrophysical Journal Supplement Series, 217(1):17. doi:10.1088/0067-0049/217/1/17. 22
- Hanuschik, R. W., 2003. *A flux-calibrated, high-resolution atlas of optical sky emission from UVES*. Astronomy and Astrophysics, 407:1157–1164. doi:10.1051/0004-6361:20030885. 53
- Hayes, M., Östlin, G., Schaerer, D., *et al.*, 2010. *Escape of about five per cent of Lyman- $\alpha$  photons from high-redshift star-forming galaxies*. Nature, 464(7288):562–565. doi:10.1038/nature08881. 25
- Hearnshaw, J., 2009. *Astronomical Spectrographs and their History*. Cambridge University Press. 18, 19, 20
- Heckman, T. M., 1980. *An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Stellar populations and normal H II regions*. Astronomy and Astrophysics, 87:142–151. 6
- Hippelein, H., Maier, C., Meisenheimer, K., *et al.*, 2003. *Star forming rates between  $z = 0.25$  and  $z = 1.2$  from the CADIS emission line survey*. Astronomy and Astrophysics, 402:65–78. doi:10.1051/0004-6361:20021898. 17, 83, 88
- Hodge, P., 2019. *Galaxy*. Encyclopædia Britannica. <https://www.britannica.com/science/galaxy>. 100
- Hu, E. M. & Cowie, L. L., 2006. *High-redshift galaxy populations*. Nature, 440(7088):1145–1150. doi:10.1038/nature04806. 25
- Hu, E. M., Cowie, L. L., & McMahon, R. G., 1998. *The Density of Ly $\alpha$  Emitters at Very High Redshift*. The Astrophysical Journal, 502(2):99–103. doi:10.1086/311506. 24
- Hubble, E., 1926a. *No. 324. Extra-galactic nebulae*. Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington, 324:1–49. 1, 100

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Hubble, E.,1929. *A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae*. Proceedings of the National Academy of Science, 15(3):168–173. doi:10.1073/pnas.15.3.168. 11, 21
- Hubble, E. P.,1926b. *A spiral nebula as a stellar system: Messier 33*. Astrophysical Journal, 63:236–274. doi:10.1086/142976. 1
- IAU,2018. *IAU members vote to recommend renaming the Hubble law as the Hubble–Lemaître law*. International Astronomical Union. <https://www.iau.org/news/pressreleases/detail/iau1812/?lang>. 11
- James, P. A., Shane, N. S., Beckman, J. E., *et al.*,2004. *The H $\alpha$  galaxy survey. I. The galaxy sample, H $\alpha$  narrow-band observations and star formation parameters for 334 galaxies*. Astronomy and Astrophysics, 414:23–43. doi:10.1051/0004-6361:20031568. 22
- Jarosik, N., Bennett, C. L., Dunkley, J., *et al.*,2011. *Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Sky Maps, Systematic Errors, and Basic Results*. The Astrophysical Journal Supplement, 192(2):14. doi:10.1088/0067-0049/192/2/14. 104
- Johnson, H. L. & Morgan, W. W.,1953. *Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the Revised System of the Yerkes Spectral Atlas*. Astrophysical Journal, 117:313. doi:10.1086/145697. 20, 96
- Jones, D. H. & Bland-Hawthorn, J.,2001. *The Taurus Tunable Filter Field Galaxy Survey: Sample Selection and Narrowband Number Counts*. The Astrophysical Journal, 550(2):593–611. doi:10.1086/319793. 22
- Jones, D. H., Read, M. A., Saunders, W., *et al.*,2009. *The 6dF Galaxy Survey: final redshift release (DR3) and southern large-scale structures*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 399(2):683–698. doi:10.1111/j.1365-2966.2009.15338.x. 6, 7
- Jones, L., Barger, A., Cowie, L., & Rosenwasser, B.,2020. *Ultra-strong Emission Line Galaxies in the North Ecliptic Pole Field*. En *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volumen 52 de *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, página 111.07. 26
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., *et al.*,2016. *Fundamental Astronomy*. Springer Berlin Heidelberg. 11, 14, 15, 95, 97, 98, 99, 105
- Kastner, S. O. & Bhatia, A. K.,1996. *The Bowen fluorescence lines: overview and re-analysis of the observations*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 279(4):1137–1156. doi:10.1093/mnras/279.4.1137. 4
- Kawka, A.,2005. *A Manual for Obtaining and Reducing Spectroscopic Data*. 37, 38

- 
- Kennicutt, Robert C., J., Tamblyn, P., & Congdon, C. E.,1994. *Past and Future Star Formation in Disk Galaxies*. *Astrophysical Journal*, 435:22. doi:10.1086/174790. 16
- Kennicutt, Jr., R. C.,1992. *The integrated spectra of nearby galaxies - General properties and emission-line spectra*. *Astrophysical Journal*, 388:310–327. doi:10.1086/171154. 2, 5, 10, 17, 88
- Kitchin, C.,1995. *Optical Astronomical Spectroscopy*. Series in Astronomy and Astrophysics. Taylor & Francis. 19, 20
- Klimek, E. S., Gaskell, C. M., & Hedrick, C. H.,2004. *Optical Variability of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies*. *The Astrophysical Journal*, 609(1):69–79. doi:10.1086/420809. 86, 89
- Knapp, D.,1996. *Electron-Ion Interactions*. Recuperado de: [http://web.ift.uib.no/Fysisk/Teori/KURS/EBIT/e\\_ion.html](http://web.ift.uib.no/Fysisk/Teori/KURS/EBIT/e_ion.html). 3
- Kneib, J.-P. & Natarajan, P.,2011. *Cluster lenses*. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 19:47. doi:10.1007/s00159-011-0047-3. 104
- Kramida, A., Ralchenko, Yu., Reader, J., & NIST ASD Team,2018. *Ionization Energies Data*. NIST Atomic Spectra Database (ver. 5.6.1), [Online]. National Institute of Standards and Technology. doi:10.18434/T4W30F, Recuperado de: <https://physics.nist.gov/asd>. 6, 49
- Krug, H. B., Veilleux, S., Tilvi, V., *et al.*,2012. *Searching for  $z \sim 7.7$  Ly $\alpha$  Emitters in the COSMOS Field with NEWFIRM*. *The Astrophysical Journal*, 745(2):122. doi:10.1088/0004-637X/745/2/122. 25
- Kurtz, M. J. & Mink, D. J.,1998. *RVSAO 2.0: Digital Redshifts and Radial Velocities*. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 110(750):934–977. doi:10.1086/316207. 50
- Kurtz, M. J., Mink, D. J., Wyatt, W. F., *et al.*,1992. *XCSAO: A Radial Velocity Package for the IRAF Environment*, En Worrall, D. M., Biemesderfer, C., & Barnes, J., editores, *Astronomical Data Analysis Software and Systems I*, volumen 25 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, página 432. 49
- Lara-López, M. A., Cepa, J., Castañeda, H., *et al.*,2010. *OTELLO Survey: Optimal Emission-Line Flux Determination with OSIRIS/GTC*. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122:1495. doi:10.1086/657509. 22
- Leavitt, H. S. & Pickering, E. C.,1912. *Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud*. *Harvard College Observatory Circular*, 173:1–3. 1
- Lemaître, G.,1931. *Expansion of the universe, A homogeneous universe of constant mass and increasing radius accounting for the radial velocity of extragalactic nebulae*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 91:483–490. doi:10.1093/mnras/91.5.483. 21

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Liddle, A.,2015. *An Introduction to Modern Cosmology*. Wiley. 101, 104
- Lilly, S. J., Le Fevre, O., Hammer, F., & Crampton, D.,1996. *The Canada-France Redshift Survey: The Luminosity Density and Star Formation History of the Universe to Z approximately 1*. *Astrophysical Journal Letters*, 460:L1. doi:10.1086/309975. 88
- Lira, P., Johnson, R. A., Lawrence, A., & Cid Fernandes, R.,2007. *Multiwavelength study of the nuclei of a volume-limited sample of galaxies - II. Optical, infrared and radio observations*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382:1552–1590. doi:10.1111/j.1365-2966.2007.12006.x. 5
- Luppino, G. A., Gioia, I. M., Annis, J., *et al.*,1993. *The Complex, Gravitationally Lensed Arc System in the X-Ray-selected Cluster of Galaxies MS 0440+0204*. *Astrophysical Journal*, 416:444. doi:10.1086/173249. 23
- Malhotra, S. & Rhoads, J. E.,2002. *Large Equivalent Width Ly $\alpha$  line Emission at z=4.5: Young Galaxies in a Young Universe?* *The Astrophysical Journal Letters*, 565(2):L71–L74. doi:10.1086/338980. 24
- Mallery, R. P., Mobasher, B., Capak, P., *et al.*,2012. *Ly $\alpha$  Emission from High-redshift Sources in COSMOS*. *The Astrophysical Journal*, 760(2):128. doi:10.1088/0004-637X/760/2/128. 24
- Marziani, P., D’Onofrio, M., Bettoni, D., *et al.*,2017. *Emission line galaxies and active galactic nuclei in WINGS clusters*. *Astronomy & Astrophysics*, 599. doi:10.1051/0004-6361/201628941. 5, 8
- Massey, P.,1997. *A User’s Guide to CCD Reductions with IRAF*. NOAO. 38, 42
- May, J. C., Najafov, H., & Biaggio, I.,2007. *Photoexcitation and Charge Transport in Organic Molecular Crystals*. *Controlling Light with Light: Photorefractive Effects, Photosensitivity, Fiber Gratings, Photonic Materials and More*. doi:10.1364/PR.2007.TuA1. 4
- Mayya, Y. D., Carrasco, E., Gomez-Gonzalez, V. M. A., *et al.*,2020. *MEGARA-IFU detection of extended HeII4686 nebular emission in the central region of NGC1569 and its ionization budget*. arXiv e-prints, página arXiv:2008.00320. 91
- Montaña, A., Chávez Dagostino, M., Aretxaga, I., *et al.*,2019. *TolTEC: unveiling the hidden universe*. *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 90:632. 91
- Nadolny, J., Lara-López, M. A., Cerviño, M., *et al.*,2020. *The OTELO survey. Nature and mass-metallicity relation for H $\alpha$  emitters at z ~ 0.4*. *Astronomy & Astrophysics*, 636:A84. doi:10.1051/0004-6361/201936205. 83
- Nagao, T., Murayama, T., & Taniguchi, Y.,2001. *The Narrow-Line Region of Seyfert Galaxies: Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies versus Broad-Line Seyfert 1 Galaxies*. *The Astrophysical Journal*, 546(2):744–758. doi:10.1086/318300. 86, 89

- 
- Nanni, L.,2015. *The Hydrogen Atom: a Review on the Birth of Modern Quantum Mechanics*. arXiv e-prints. 3
- Nilsson, K. K., Tapken, C., Møller, P., *et al.*,2009. *Evolution in the properties of Lyman- $\alpha$  emitters from redshifts  $z \sim 3$  to  $z \sim 2$* . *Astronomy & Astrophysics*, 498(1):13–23. doi:10.1051/0004-6361/200810881. 25
- NOAO,1995. *National Optical Astronomy Observatories Newsletter*. Número 44-50. The Observatories. 51
- Olmo, M. & Nave, R.,2019. *Espectro del Hidrógeno*. *Hyperphysics*. <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbasees/hyde.html>. 3
- Osterbrock, D. & Ferland, G.,2006. *Astrophysics Of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books. 2, 4, 5, 24
- Ouchi, M., Shimasaku, K., Furusawa, H., *et al.*,2010. *Statistics of 207 Ly $\alpha$  Emitters at a Redshift Near 7: Constraints on Reionization and Galaxy Formation Models*. *The Astrophysical Journal*, 723(1):869–894. doi:10.1088/0004-637X/723/1/869. 24, 25
- Padovani, P., Alexander, D. M., Assef, R. J., *et al.*,2017. *Active galactic nuclei: what's in a name?* *The Astronomy and Astrophysics Review*, 25(1):2. doi:10.1007/s00159-017-0102-9. 10
- Partridge, R. B. & Peebles, P. J. E.,1967. *Are Young Galaxies Visible?* *Astrophysical Journal*, 147:868. doi:10.1086/149079. 24
- Peebles, P. J. E. & Yu, J. T.,1970. *Primeval Adiabatic Perturbation in an Expanding Universe*. *Astrophysical Journal*, 162:815. doi:10.1086/150713. 105
- Perlmutter, S., Aldering, G., Goldhaber, G., *et al.*,1999. *Measurements of  $\Omega$  and  $\Lambda$  from 42 High-Redshift Supernovae*. *The Astrophysical Journal*, 517:565–586. doi:10.1086/307221. 10
- Peterson, B. M.,1997. *An Introduction to Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press. 6, 7, 9, 85, 102
- Planck Collaboration, Aghanim, N., Arnaud, M., *et al.*,2011. *Planck early results. X. Statistical analysis of Sunyaev-Zeldovich scaling relations for X-ray galaxy clusters*. *Astronomy & Astrophysics*, 536:A10. doi:10.1051/0004-6361/201116457. 21
- Prada, F., Content, R., Goobar, A., *et al.*,2020. *White Paper on MAATGTC*. arXiv e-prints. 60
- Raichoor, A., Comparat, J., Delubac, T., *et al.*,2017. *The SDSS-IV extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey: final emission line galaxy target selection*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471:3955–3973. doi:10.1093/mnras/stx1790. 22



## BIBLIOGRAFÍA

---

- Refsdal, S.,1964. *On the possibility of determining Hubble's parameter and the masses of galaxies from the gravitational lens effect*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 128:307. doi:10.1093/mnras/128.4.307. 104
- Rhoads, J. E., Malhotra, S., Dey, A., *et al.*,2000. *First Results from the Large-Area Lyman Alpha Survey*. The Astrophysical Journal, 545(2):L85–L88. doi:10.1086/317874. 25
- Riess, A. G., Filippenko, A. V., Challis, P., *et al.*,1998. *Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant*. The Astronomical Journal, 116:1009–1038. doi:10.1086/300499. 10
- Rola, C. S., Terlevich, E., & Terlevich, R. J.,1997. *New diagnostic methods for emission-line galaxies in deep surveys*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 289:419–427. doi:10.1093/mnras/289.2.419. 5, 6, 8, 9, 85
- Rosa-González, D., Terlevich, E., & Terlevich, R.,2002. *An empirical calibration of star formation rate estimators*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 332(2):283–295. doi:10.1046/j.1365-8711.2002.05285.x. 17, 88
- Rybicki, G. & Lightman, A.,1991. *Radiative Processes in Astrophysics*, ISBN:9780471827597. A Wiley-Interscience publication. Wiley. 3, 95
- Sartori, L.,1996. *Understanding Relativity: A Simplified Approach to Einstein's Theories*. University of California Press. 11, 12, 13
- Schaerer, D.,2008. *Primeval Galaxies*, En Cepa, J., editor, *The Emission-Line Universe*, páginas 106–137. Canary Islands Winter School of Astrophysics. Cambridge University Press. 24
- Schneider, P.,2007. *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction*. Springer Berlin Heidelberg. 1, 4, 13, 16, 23, 90, 100, 101, 102, 103, 105
- Schroeder, D.,2000. *Astronomical Optics*. Electronics & Electrical. Elsevier Science. 105
- Segal, I.,1976. *Mathematical Cosmology and Extragalactic Astronomy*. ISSN. Elsevier Science. 13
- Seo, H.-J. & Eisenstein, D. J.,2003. *Probing Dark Energy with Baryonic Acoustic Oscillations from Future Large Galaxy Redshift Surveys*. The Astrophysical Journal, 598:720–740. doi:10.1086/379122. 10
- Sersic, J. L.,1982. *Extragalactic astronomy: Lecture notes from Cordoba*. Geophysics and Astrophysics Monographs, 20. 6
- Seyfert, C. K.,1941. *Nuclear Emission in Spiral Nebulae*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 53:231–231. doi:10.1086/125320. 6

- 
- Shimasaku, K., Kashikawa, N., Doi, M., *et al.*,2006. *Ly $\alpha$  Emitters at  $z = 5.7$  in the Subaru Deep Field*. Publications of the Astronomical Society of Japan, 58:313–334. doi:10.1093/pasj/58.2.313. 24
- Silva, L., Schurer, A., Granato, G. L., *et al.*,2011. *Modelling the spectral energy distribution of galaxies: introducing the artificial neural network*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 410(3):2043–2056. doi:10.1111/j.1365-2966.2010.17580.x. 101
- Songaila, A., Hu, E. M., Barger, A. J., *et al.*,2018. *Complex Ly $\alpha$  Profiles in Redshift 6.6 Ultraluminous Ly $\alpha$  Emitters*. The Astrophysical Journal, 859(2):91. doi:10.3847/1538-4357/aac021. 26
- Stasinska, G.,2008. *What can emission lines tell us?*, En Cepa, J., editor, *The Emission-Line Universe*, páginas 1–40. Canary Islands Winter School of Astrophysics. Cambridge University Press. 4, 8, 10
- Steidel, C. C., Giavalisco, M., Pettini, M., *et al.*,1996. *Spectroscopic Confirmation of a Population of Normal Star-forming Galaxies at Redshifts  $Z \gtrsim 3$* . Astrophysical Journal Letters, 462:L17. doi:10.1086/310029. 24
- Sunyaev, R. A. & Zeldovich, Y. B.,1970. *Small-Scale Fluctuations of Relic Radiation*. Astrophysics and Space Science, 7:3–19. doi:10.1007/BF00653471. 105
- Swinbank, J. D., Baker, J. C., & Bland-Hawthorn, J.,2003. *Lyman-Alpha Emitting Galaxies in the Field of BR0019-1522*, En *IAU Joint Discussion*, volumen 25 de *IAU Joint Discussion*, página E69. 25
- Swinbank, M. & Wardlow, J.,2015. *Data Reduction-Spectroscopy*. Durham University. Recuperado de: [http://astro.dur.ac.uk/~knpv27/pg\\_dr\\_course/PG\\_DR\\_spectra.pdf](http://astro.dur.ac.uk/~knpv27/pg_dr_course/PG_DR_spectra.pdf). 46, 47
- Taniguchi, Y., Ajiki, M., Nagao, T., *et al.*,2005. *The SUBARU Deep Field Project: Lyman $\alpha$  Emitters at a Redshift of 6.6*. Publications of the Astronomical Society of Japan, 57:165–182. doi:10.1093/pasj/57.1.165. 24
- Taniguchi, Y., Kajisawa, M., Kobayashi, M. A. R., *et al.*,2015. *The Subaru COSMOS 20: Subaru optical imaging of the HST COSMOS field with 20 filters\**. Publications of the Astronomical Society of Japan, 67(6). doi:10.1093/pasj/psv106. 22
- Taylor, J.,1997. *An Introduction to Error Analysis: The Study of Uncertainties in Physical Measurements*. ASMSU/Spartans.4.Spartans Textbook. University Science Books. 80
- Telles, E. & Melnick, J.,2018. *Stellar populations of HII galaxies. A tale of three bursts*. Astronomy and Astrophysics, 615:A55. doi:10.1051/0004-6361/201732275. 87

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Tilvi, V., Rhoads, J. E., Hibon, P., *et al.*,2010. *The Luminosity Function of Ly $\alpha$  Emitters at Redshift  $z = 7.7$* . The Astrophysical Journal, 721(2):1853–1860. doi:10.1088/0004-637X/721/2/1853. 25
- Tonry, J. & Davis, M.,1979. *A survey of galaxy redshifts. I. Data reduction techniques*. Astronomical Journal, 84:1511–1525. doi:10.1086/112569. 50
- Veilleux, S. & Osterbrock, D. E.,1987. *Spectral classification of emission-line galaxies*. Astrophysical Journal Supplement Series, 63:295–310. doi:10.1086/191166. 8
- Verdugo, T., Carrasco, E. R., Foëx, G., *et al.*,2020. *Dissecting the Strong-lensing Galaxy Cluster MS 0440.5+0204. I. The Mass Density Profile*. The Astrophysical Journal, 897(1):4. doi:10.3847/1538-4357/ab9635. 23
- Verdugo, T., Motta, V., Muñoz, R. P., *et al.*,2011. *Gravitational lensing and dynamics in SL2S J02140-0535: probing the mass out to large radius*. Astronomy & Astrophysics, 527:A124. doi:10.1051/0004-6361/201014965. 74
- Verhamme, A., Schaerer, D., Atek, H., & Tapken, C.,2008. *3D Ly $\alpha$  radiation transfer. III. Constraints on gas and stellar properties of  $z \sim 3$  Lyman break galaxies (LBG) and implications for high- $z$  LBGs and Ly $\alpha$  emitters*. Astronomy and Astrophysics, 491(1):89–111. doi:10.1051/0004-6361:200809648. 24
- Victoria-Ceballos, C. I.,2016. *Galaxias con alto corrimiento al rojo en el campo gravitatoriamente amplificado del cúmulo MS 0440.5+0204 usando cómputo de alto rendimiento*. (Tesis de licenciatura), Universidad Autónoma del Estado de México. XIX, 27, 28, 31, 33, 41, 53, 75, 79, 85, 86, 87, 88, 90
- Walsh, J. R.,1996. *A World Wide Web tool for spectrophotometric standard stars*. The Messenger, 83:46–48. 47
- Wang, J. & Wei, J. Y.,2008. *Understanding the AGN-Host Connection in Partially Obscured Active Galactic Nuclei. I. The Nature of AGN+H II Composites*. The Astrophysical Journal, 679(1):86–100. doi:10.1086/587048. 85
- Wardlow, J. L., Smail, I., Wilson, G. W., *et al.*,2010. *An AzTEC 1.1-mm survey for ULIRGs in the field of the Galaxy Cluster MS0451.6-0305*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 401(4):2299–2317. doi:10.1111/j.1365-2966.2009.15847.x. 91
- Weedman, D. W.,1977. *Seyfert Galaxies*. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 15(1):69–95. doi:10.1146/annurev.aa.15.090177.000441. 6
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., *et al.*,2000. *The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects*. Astronomy and Astrophysics Supplement, 143:9–22. doi:10.1051/aas:2000332. 99