

Poblaciones Estelares y Mecanismo de Ionización en Núcleos Activos de Galaxias

por Luis Rodolfo Vega

**Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de
Doctor en Astronomía de la
UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA**

Agosto 2009

©FaMAF - UNC 2009

**Roberto Cid Fernandes, Jr., PhD.
Director**

*There are more things in heaven and earth, Horatio,
Than are dreamt of in your philosophy.*

Hamlet - Acto 1, Escena 5

98.54.-h	Active Galaxies
98.54.Cm	Seyfert LINER
95.55.Qf	Spectroscopy Synthesis Techniques
98.52.b	Stellar Systems
32.80.Fb	Photoionization

A mi familia

AGRADECIMIENTOS

- A mi Familia: mi esposa Erica, por estar presente en todo momento; mi mamá Elsa, por darme fuerzas siempre; mi hermano Carlos, por ayudarme en momentos difíciles, mi Tía Salma, por su apoyo incondicional.
- A mi Director de Tesis, Roberto Cid Fernandes, Jr., por orientarme en todo el desarrollo de este Doctorado.
- A la Dra. Rosa González Delgado, por facilitar la muestra observacional necesaria para la segunda parte de esta Tesis.
- A la Dra. Stasińska, por sus comentarios.
- A “Charly” Donzelli, por ayudarme durante mi Doctorado.
- A mi amigo Jean Michel Gomes, por darme una invaluable e incondicional ayuda durante mi estadía en Brasil, y sus muy apreciados comentarios sobre síntesis espectral.
- Al Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, y su Director Diego García Lambas, por ofrecerme un agradable ambiente de trabajo.
- Al Tribunal de Tesis: Dra. Miriani Pastoriza, Dra. Mercedes Gómez y Dr. Hernán Muriel, por sus valiosos comentarios y sugerencias para la versión final del presente trabajo.
- A la Secretaría Académica de FAMaF, por su gran ayuda durante el Doctorado.
- A la Secretaría de Ciencia y Técnica dependiente de la Universidad Nacional de Córdoba (SeCyT-UNC) por la beca doctoral que permitió la realización de este trabajo, y por apostar al desarrollo científico.

A todos, ¡Gracias!

Resumen

En los últimos 20 años ha quedado establecido que el fenómeno Seyfert no se encuentra aislado de la posibilidad de la existencia de brotes de formación estelar (Starburst) en inmediaciones del núcleo activo (acreción en un agujero negro) en la galaxia. Tanto los estudios indirectos como la detección directa de estrellas jóvenes por medio de imágenes y espectroscopía han ayudado a construir el escenario “Starburst-AGN”. Entre los resultados más importantes, se ha confirmado que el “continuo sin características” en el espectro óptico de los Seyfert 2 es en realidad de origen estelar. Sin embargo, no se sabía si la intensidad de las líneas de absorción del triplete del calcio (CaT) en 8498.02, 8542.09, 8662.14 Å estaban afectadas por estas estrellas recientemente formadas o por estrellas más tardía presente en el bulge de la galaxia.

Para la Primera Parte del presente Trabajo realizamos observaciones espectroscópicas de 78 galaxias con núcleos Seyfert y normales en la región del CaT, y las combinamos con datos de línea estelar CaII λ 3933 (CaK). Encontramos que el CaT se encuentra diluido en Seyfert 1 debido a la presencia de un continuo no-térmico, al contrario que en los Seyfert 2. Determinamos que el CaT no resulta un buen trazador de las poblaciones estelares para las edades y metalicidades medias de las poblaciones estelares. No obstante, su combinación con el CaK provee una restricción importante a la naturaleza del continuo de emisión desde el óptico hasta el infrarrojo. Realizamos modelos de síntesis de poblaciones estelares y mostramos que la localización en un plano CaK-CaT de los Seyfert 2 puede ser explicada por una combinación de poblaciones de estrellas tardías y jóvenes extinguidas sólo 2-3 magnitudes, por lo que descartamos totalmente las hipótesis de trabajos anteriores que postulaban a los núcleos Seyfert 2 como combinación de una población de estrellas tardías más una fuente no-térmica. Obtenemos también que, dentro de ciertos límites, la cinemática estelar y gaseosa están vinculadas en Seyfert 2.

Debido a que en las observaciones espectroscópicas de galaxias fuera del Grupo Local se incluyen grandes regiones de la galaxia en las que no se resuelven las estrellas individuales, debemos apelar a la llamada Síntesis Espectral a fin de determinar el contenido estelar presente en estas regiones.

En la Segunda Parte desarrollamos el concepto de Síntesis y aplicamos síntesis espectral a una muestra de 53 AGN de baja actividad, cuyos espectros abarcan tanto las zonas nucleares como extra-nucleares. Hacemos uso del código STARLIGHT para estudiar las poblaciones estelares y el gas ionizado en estas regiones. Obtenemos que el contenido estelar es diferente en los núcleos del tipo LINER comparados con los Objetos de Transición. Demostramos que el fenómeno LINER ocurre preferentemente en sistemas masivos y en los cuales las poblaciones estelares son más tardías y con mayor contenido metálico. Además, a través de la diferencia entre los espectros observados y los modelizados para cada extracción espectral, obtenemos espectros residuales, los cuales contienen una gran información sobre el gas ionizado. Analizamos esta información tanto en el núcleo como en las regiones extra-nucleares. Por último, modelizamos la emisión esperada proveniente de estrellas evolucionadas y encontramos que ésta es totalmente compatible con la observada en la mayoría de los LINERs y Objetos de Transición, por lo que en este tipo de núcleo no es necesario un continuo no-térmico para explicar su naturaleza. Estos resultados indican que muchos AGN de baja luminosidad no deberían ser considerados estrictamente como “activos”.

Abstract

During the last 20 years it has been well established that the Seyfert phenomenon is not isolated from the possibility of the existence of bursts of star formation (Starburst) near the active nucleus (accretion onto a black hole; AGN) in the galaxy. Both indirect means and direct detections had help to construct the “Starburst-AGN” scenario. Among the most important results, it was confirmed that the so-called “Featureless Continuum” in the optical spectra of Seyfert 2 was indeed of stellar origin. Nevertheless, there were doubts to whether the intensity of the absorption lines of the calcium triplet (CaT) at 8498.02, 8542.09, 8662.14 Å are produced by these newly formed stars or by older stars in the host galaxy bulge.

For the First Part of this work, we performed spectroscopic observations of 78 galaxies with Seyfert and normal nuclei in the CaT region, and combined them with published data of the stellar CaII λ 3933 (CaK) line. We find that CaT is diluted in Seyfert 1 due to the presence of a non-stellar component, while in Seyfert 2 there is no sign of dilution. We determine that the CaT strength is not a good tracer of the stellar populations for the mean ages and metallicities of metal rich stellar populations. Nonetheless, its combination with CaK yields a useful constrain to the nature of the continuum emission from the optical to the IR. We construct stellar populations synthesis models and show that the location of the Seyfert 2 in the CaT-CaK plane could be satisfactorily explained by considering mixtures of an old stellar population with an extinction of just 2-3 magnitudes; our results show that the hypothesis of Seyfert 2 nuclei composition as a mixing of an old stellar population plus power-law central source, as envisaged in the early days of AGN research, is not a viable description of the data. Also, we obtain that the stellar and gaseous kinematics are linked in Seyfert 2 nuclei, though between certain limits.

Because spectroscopic observations of galaxies located outside the Local Group contain information about large regions of the galaxy, for which individual stars are not resolved, we must appeal to the so-called Spectral Synthesis in order to determine the stellar content in those regions.

In the Second Part we develop the concept of Synthesis and apply the spectral synthesis to a sample of 53 Low Luminosity AGN, whose spectra correspond to both nuclear and extra-nuclear regions. We use the code STARLIGHT to study the stellar populations and the ionized gas in those regions. We obtain that the stellar content is different in LINER nuclei compared to that of the Transition Objects. We show that the LINER phenomenon is most probable in massive systems in which the stellar populations are older and of higher metal content. Furthermore, through the difference between the observed and modeled spectra, we obtain the residual spectra which contain a lot of information about the ionized gas. We analysed this information both in nuclear and in extra-nuclear regions. Finally, we modeled the expected emission arising from evolved stars and found that it can account for the observed ones in the majority of LINERs and Transition Objects. For most of the Transition Objects of our sample it is not necessary a non-stellar continuum in order to explain its nature. These results indicate that may be many Low Luminosity AGN should not be considered strictly “active”.

ÍNDICE GENERAL

1..	<i>Seyferts - Introducción</i>	16
1.1.	Núcleos Galácticos Activos del Tipo Seyfert	16
1.2.	Dinámica estelar	17
1.3.	Poblaciones Estelares en Seyferts	18
1.4.	Motivación del uso del CaT	18
1.5.	Organización de la Parte I	19
2..	<i>Observaciones de Seyfert 2</i>	20
2.1.	Muestra Observacional	20
2.2.	Observaciones	21
2.2.1.	ESO 1.52m	23
2.2.2.	KPNO 2.1m	23
2.2.3.	KPNO 4m	26
2.3.	Reducción de las Observaciones	27
2.4.	Atlas de Espectros en el Cercano IR	28
2.4.1.	Espectros del CaT	28
2.4.2.	Espectros de [SIII] λ 9068.9	34
3..	<i>Ajuste del Triplete del Calcio</i>	36
3.1.	Dispersión de Velocidades Estelares	36
3.2.	Determinación del Ancho Equivalente del CaT	40
3.3.	Método de Correlación Cruzada	43
3.4.	Comparación con la Literatura	43
4..	<i>Sensibilidad del CaT a las Contribuciones del Continuo</i>	45
4.1.	Efectos del continuo no-estelar en la intensidad del CaT	45
4.2.	Seyfert 1 x Seyfert 2	45
4.3.	Dilución por un continuo sin características	49
4.4.	CaT como diagnosticador	51
4.4.1.	CaT versus CaK	51
4.4.2.	Modelos de Síntesis Evolutiva	53
4.4.3.	Modelos Combinados en Edad	55
4.5.	CaT en Función de la Distancia al Núcleo	58
5..	<i>Cinemática Estelar y Gaseosa</i>	62
5.1.	Dispersiones de Velocidades	62
5.2.	σ_* vs. W_{CaT}	63
5.3.	Cinemática Estelar Gaseosa en la NLR	65
5.4.	Cinemática Estelar Espacialmente Resuelta	70

6..	<i>LINERs - Introducción</i>	74
6.1.	Definición de LINERs	74
6.2.	Mecanismos de Ionización	75
6.3.	Diagramas de Diagnóstico	76
6.4.	Organización de la Parte II	78
7..	<i>Muestra Observacional</i>	79
7.1.	Propiedades de la Muestra	79
7.1.1.	Distinción entre LINER y Objeto de Transición	81
7.2.	Observaciones	82
7.3.	Extracciones	82
7.3.1.	Extracciones Nucleares	82
7.3.2.	Extracciones Extra-Nucleares	82
8..	<i>Síntesis Espectral</i>	95
8.1.	Motivación	95
8.2.	Síntesis de Poblaciones Estelares	96
8.3.	Producción de SSPs	97
8.3.1.	Construcción de SSPs	98
8.3.2.	SSP de Bruzual y Charlot	99
8.4.	Código STARLIGHT	100
8.5.	Base Espectral	101
8.6.	Máscaras Espectrales	105
8.6.1.	Máscara General	106
8.6.2.	Máscaras Individuales	107
9..	<i>Resultados de la Síntesis Espectral</i>	109
9.1.	Ajustes Espectrales	109
10..	<i>Análisis de las Poblaciones Estelares</i>	115
10.1.	Poblaciones Estelares Nucleares	115
10.2.	Poblaciones Estelares y Actividad Nuclear	120
10.3.	Poblaciones Estelares Extra-Nucleares	127
10.3.1.	Edades	128
10.3.2.	Metalicidades, Extinción y Masas Estelares	129
11..	<i>Espectro de Líneas de Emisión</i>	152
11.1.	Obtención de los parámetros	152
11.2.	Líneas de Emisión: Resultados Nucleares	155
11.3.	Luminosidades	160
11.4.	Líneas de Emisión: Perfiles radiales	168
11.5.	Líneas de Emisión: Diagramas de Diagnósticos Extra-Nucleares	182
12..	<i>Ionización Estelar en LLAGN</i>	191
12.1.	Mecanismos de Ionización en LLAGN	191
12.2.	Fotones Ionizantes en LLAGN	192

13..Conclusiones	199
13.1. Seyfert 2	199
13.2. LLAGN	200

ÍNDICE DE FIGURAS

2.1. Espectro de HD143393 en $\sim 8500 \text{ \AA}$	21
2.2. Propiedades de la muestra	22
2.3. Espectros del CaT - ESO 1.52m	29
2.4. Espectros del CaT - ESO 1.52m	30
2.5. Espectros del CaT - KPNO 2.1m	31
2.6. Espectros del CaT - KPNO 4.0m	32
2.7. Objetos de Calidad d	33
2.8. Atlas de $[\text{SIII}]\lambda 9068.9$	34
2.9. Atlas de $[\text{SIII}]\lambda 9068.9$	35
3.1. Ejemplo de Ajuste Directo	38
3.2. Ajustes del CaT	39
3.3. Cálculo del Ancho Equivalente del CaT	40
3.4. Comparación de σ_* con la literatura	44
4.1. Distribuciones de W_{CaT} y $W_{[\text{SIII}]}$ Nucleares	46
4.2. W_{CaT} vs. x_{PL}	48
4.3. W_{CaT} vs. W_{CaK}	50
4.4. Contribución Starburst vs. W_{CaT} y W_{CaK}	52
4.5. Evolución de W_{CaT^*} , W_{CaT} y W_{CaK}	54
4.6. W_{CaT} vs. W_{CaK} : Modelos BC03	55
4.7. W_{CaT} vs. W_{CaK} : Modelos Mixtos	56
4.8. Ejemplos de Perfiles Espaciales de W_{CaT}	59
4.9. Distribuciones de W_{CaT} extra-nucleares	60
5.1. CaT vs. σ_* para Toda la Muestra	63
5.2. CaT vs. σ_* sin Seyfert 1	64
5.3. Distribuciones de σ_* y $\sigma_{[\text{SIII}]}$	66
5.4. σ_* vs. σ_{gas}	67
5.5. Número de galaxias según la diferencia $\text{cz}_{\sigma_*} - \text{cz}_{[\text{SIII}]}$	68
5.6. Distribución de $\sigma_{[\text{SIII}]} / \sigma_*$ y $\sigma_{[\text{SIII}]} / \sigma_*$ con σ_*	70
5.7. Perfiles Espaciales de σ_*	71
6.1. Ejemplo de espectro de LINER	75
6.2. Ejemplos de Diagramas de Diagnóstico	77
7.1. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	86
7.2. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	87
7.3. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	88
7.4. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	89
7.5. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	90
7.6. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	91

7.7. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	92
7.8. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	93
7.9. Espectros espacialmente resueltos de LLAGN	94
8.1. Ejemplo de ajuste espectral con <i>STARLIGHT</i>	102
8.2. Base Espectral	103
8.3. Base Espectral	104
8.4. Efecto de la máscara	107
9.1. Ejemplo de Síntesis Espectral - LINER	111
9.2. Ejemplo de Síntesis Espectral - Objeto de Transición	112
9.3. Ejemplo de Síntesis Espectral - Núcleo HII	113
9.4. Ejemplo de Síntesis Espectral - Núcleo Normal	114
10.1. Ejemplos de Pseudocontinuo en el sistema de Bica	116
10.2. Índices espectrales vs edad media	117
10.3. Edad estelar vs índices espectrales	118
10.4. Base espectral de CF04	119
10.5. Comparación de contribuciones estelares	120
10.6. Contribución de la edad Intermedia vs población joven	121
10.7. Vectores de poblaciones	122
10.8. Vectores de poblaciones	123
10.9. Relaciones involucrando $[OI]\lambda 6300/H\alpha$	125
10.10 Relaciones involucrando edad media	126
10.11 Relaciones involucrando metalicidad media	127
10.12 Distribuciones de LLAGN según el parámetro	128
10.13 Perfiles de edad media para LINERs.	130
10.14 Perfiles de x_{old} para LINERs.	131
10.15 Perfiles de W_{CaK} para LINERs.	132
10.16 Perfiles de Dn4000 para LINERs.	133
10.17 Perfiles de edad media para Objetos de Transición.	134
10.18 Perfiles de x_{old} para Objetos de Transición	135
10.19 Perfiles de W_{CaK} para Objetos de Transición.	136
10.20 Perfiles de Dn4000 para Objetos de Transición.	137
10.21 Perfiles de edad media para Núcleos HII + Normales.	138
10.22 Perfiles de x_{old} para Núcleos HII + Normales.	139
10.23 Perfiles de W_{CaK} para Núcleos HII + Normales.	140
10.24 Perfiles de Dn4000 para Núcleos HII + Normales.	141
10.25 Extinción y Metalicidad MEDIA vs Edad Media	142
10.26 Perfiles de metalicidad media para LINERs.	143
10.27 Perfiles de metalicidad media para Objetos de Transición.	144
10.28 Perfiles de metalicidad media para Núcleos HII + Normales.	145
10.29 Perfiles de extinción para LINERs.	146
10.30 Perfiles de extinción para Objetos de Transición.	147
10.31 Perfiles de extinción para Núcleos HII + Normales.	148
10.32 Perfiles de M_{Tot} para LINERs	149
10.33 Perfiles de M_{Tot} para Núcleos HII + Normales	150
10.34 Perfiles de M_{Tot} para Núcleos HII + Normales	151
11.1. Espectros residuales	153

11.2. Ejemplo de ajuste de gaussianas	155
11.3. Histogramas de anchos equivalentes de líneas de emisión	156
11.4. Comparación [OI] λ 6300-[NI] λ 5200	157
11.5. Histogramas de [OII] λ 3727/H β y [OIII] λ 5007/H β	158
11.6. Diagramas de Diagnóstico con [OIII]/H β - Regiones Nucleares	159
11.7. Diagramas de Diagnóstico con [OII]/[OIII]- Regiones Nucleares	161
11.8. Histogramas de Luminosidades	163
11.9. Distribuciones de L_{bol}/L_{Edd}	165
11.10 $\log(L_{Bol}/L_{Edd})$ vs $H\beta/H\gamma$ y σ_*	166
11.11 $\log(L_{Bol}/L_{Edd})$ vs. L_{Bol} y L_{Bol} vs. σ_*	167
11.12 L_{bol}/L_{Edd} vs. $\langle \log t \rangle$, Dn4000, x_{old} y W_{CaK}	168
11.13 Perfiles radiales de $L_{H\beta}$ para LINERs.	169
11.14 Perfiles de Brillo para LINERs.	170
11.15 Perfiles de [OII] λ 3727/H β para LINERs.	171
11.16 Perfiles de [OIII] λ 5007/H β para LINERs.	172
11.17 Perfiles radiales de $L_{H\beta}$ para Objetos de Transición.	174
11.18 Perfiles de Brillo para Objetos de Transición.	175
11.19 Perfiles de [OII] λ 3727/H β para Objetos de Transición.	176
11.20 Perfiles de [OIII] λ 5007/H β para Objetos de Transición.	177
11.21 Perfiles radiales de $L_{H\beta}$ para Núcleos HII + Normales.	178
11.22 Perfiles de Brillo para Núcleos HII + Normales.	179
11.23 Perfiles de [OII] λ 3727/H β para Núcleos HII + Normales.	180
11.24 Perfiles de [OIII] λ 5007/H β para Núcleos HII + Normales.	181
11.25 Ejemplos de espectros “sdss”	183
11.26 [OIII] λ 5007/H β vs [OII] λ 3727/H β para LINERs.	185
11.27 [OIII] λ 5007/H β vs [OII] λ 3727/H β para Objetos de Transición.	186
11.28 [OIII] λ 5007/H β vs [OII] λ 3727/H β para Núcleos HII + Normales.	187
11.29 [NI] λ 5200/H β vs [OII] λ 3727/[OIII] λ 5007 para LINERs.	188
11.30 [NI] λ 5200/H β vs [OII] λ 3727/[OIII] λ 5007 para Objetos de Transición.	189
11.31 [NI] λ 5200/H β vs [OII] λ 3727/[OIII] λ 5007 para Núcleos HII + Normales.	190
12.1. Relación de $\log([OIII]\lambda 5007/H\beta)$ con la edad media	192
12.2. Distribuciones de $L_{H\beta}^{prev,>8}/L_{H\beta}^{obs}$, $L_{H\alpha}^{prev,>8}/L_{H\alpha}^{obs}$ y $W_{H\beta}^{prev,>8}/W_{H\beta}^{obs}$	194
12.3. Comportamiento de $L_{H\beta}^{prev,>8}/L_{H\beta}^{obs}$ con los parámetros	196
12.4. Comportamiento de $W_{H\beta}^{prev,>8}/W_{H\beta}^{obs}$ con los parámetros	197
12.5. Comportamiento de $L_{H\alpha}^{prev,>8}/L_{H\alpha}^{obs}$ con los parámetros	198

ÍNDICE DE TABLAS

2.1. Estadística de la muestra	22
2.2. Observaciones ESO 1.52m	24
2.3. Observaciones KPNO 2.1m	25
2.4. Estrellas estándares de velocidad	26
2.5. Observaciones KPNO 4.0m	27
3.1. Medidas de σ_* , W_{CaT} y $W_{[SIII]}$	41
3.2. Continuación de la Tabla 3.1.	42
3.3. Índices adoptados para calcular W_{CaT}	42
4.1. Resultados de W_{CaT} y x_{PL}	47
4.2. Estadística para W_{CaT} Extra-Nuclear	60
5.1. <i>OLS Bisector</i> para $\sigma_{[SIII]}-\sigma_*$	68
5.2. <i>OLS Bisector</i> para $\sigma_{[OIII]}-\sigma_*$	69
7.1. Muestra Observacional de LLAGN	80
7.2. Continuación de la Tabla 7.1	81
7.3. Registro de Observaciones de LLAGN	83
7.4. Continuación de la Tabla 7.3	84
7.5. Relación S/R de las extracciones espectrales	84
8.1. Máscara General	106
10.1. Listado de LLAGN	121
11.1. Estadística Luminosidades en $[OIII]\lambda 5007$ y $X[2-10 \text{ keV}]$	162
11.2. Estadística de L/L_{Edd}	165

Parte I: Seyfert 2

Capítulo 1

Seyferts - Introducción

1.1. Núcleos Galácticos Activos del Tipo Seyfert

Hace exactamente un siglo, Fath (1909) publica las primeras observaciones de líneas de emisión en los espectros de núcleos de galaxias. Posteriormente, Seyfert (1943) nota algunas diferencias entre las líneas de emisión de los núcleos galácticos y los de las nebulosas gaseosas. Dos décadas después fueron descubiertos los quásares, cuyos espectros resultaron similares a los de los núcleos Seyfert, excepto por el hecho de que sus líneas espectrales se encontraban fuertemente desplazadas hacia el rojo. La explicación de estos desplazamientos fue que los mismos se debían a velocidades de recesión cosmológicas y por lo tanto a que se encontraban a grandes distancias. Esta distancia obedece así en primera aproximación a la relación $v = H_0 \times D$ (z menor que ~ 0.1)¹.

Los núcleos Seyfert fueron catalogados como del tipo 1 y 2 por Kachikian y Weedman (1971). Los del tipo 1 presentan líneas espectrales permitidas en emisión anchas, con FWHM² mayores que ~ 1000 km/s, y líneas prohibidas y permitidas angostas, con FWHM menores que ~ 500 km/s. Los núcleos del tipo 2 presentan sólo líneas angostas. Se estableció que ambas emisiones se originan en regiones físicamente diferentes del núcleo activo. Las líneas anchas y angostas se originan en las llamadas “BLR” (“Broad Line Region”: región de líneas anchas) y NLR (“Narrow Line Region”: región de líneas angostas), respectivamente. Los núcleos Seyfert son relativamente próximos ($z < 0.1$) y de moderada luminosidad, mientras que los espectros ópticos de los quásares son similares a los de los Seyfert 1 aunque con un rango de luminosidades mayor. Tanto los quásares como los núcleos Seyfert constituyen, junto a otros núcleos galácticos con características especiales en sus espectros (LINERs, Blazars, etc.) lo que se dio en conocer como AGN: “Active Galactic Nuclei” o Núcleos Activos de Galaxias.

El gran problema en los AGN es la inmensa fuente de energía observada, proveniente de una región pequeña. Esto último se infiere a partir de la variabilidad de las líneas y del continuo en los espectros. Esta luminosidad fue explicada como resultado de la liberación de energía de la materia que es acreta en las inmediaciones de un gran pozo de potencial central. Pronto se invocó la presencia de un agujero negro (Zeldovich y Novikov, 1964; Blandford y Rees, 1992) que explique ese pozo de potencial. Es de notar que, aún con esta fuente de energía tan eficiente, para producir las luminosidades observadas la masa de estos agujeros negros debería

¹ Usaremos en la presente Tesis el valor $H_0=75$ km/s/Mpc, por lo que, por ejemplo, para $v=1500$ km/s $\Rightarrow D \sim 20$ Mpc y $1''$ corresponde a ~ 100 pc en distancia proyectada en el plano del cielo. $v = c \cdot z$; c =velocidad de la luz, z =“redshift”: desplazamiento cosmológico hacia el rojo.

² FWHM= “Full Width at Half-Maximum”: ancho total a mitad de altura

ser del orden de $10^{6-9} M_{\odot}$, dando lugar al término “agujeros negros supermasivos”. Dado que la densidad de AGN era cientos de veces mayor en $z \sim 2$ ó 3 , estos agujeros negros supermasivos se encuentran presentes en el Universo cercano, tanto en galaxias “normales” (sin actividad nuclear debida a la presencia del agujero negro) como activas.

1.2. Dinámica estelar

La evidencia observacional más fuerte e relativamente facil de obtener de la presencia de altas concentraciones de masa (es decir, agujeros negros supermasivos) vino de la dinámica estelar, pues constituye el mejor trazador del potencial gravitatorio que la derivada del movimiento del gas. El resultado más sorprendente fue que las masas de los agujeros negros supermasivos son proporcionales a las masas de los “bulges” o esferoides centrales de las galaxias. La estimación de las masas de los agujeros negros es razonablemente buena ya sea a partir de los modelos (aún los más simples) como de las observaciones. Un ejemplo de ello es M87: Sargent *et al.* (1978) determinan una masa de $5 \cdot 10^9 M_{\odot}$ asumiendo esfericidad e isotropía, mientras que Harms *et al.* (1994) determina una masa de $3 \cdot 10^9 M_{\odot}$ a partir de espectros nucleares obtenidos con el “Hubble Space Telescope”.

Magorrian *et al.* (1998) aplican modelos dinámicos a 36 galaxias a fin de reproducir la fotometría y la cinemática: para 32 galaxias fue necesario incluir un Objeto Masivo Central (MDO: “Massive Dark Object”), como explicado a continuación:

Se asume generalmente que la densidad estelar es proporcional a $R^{-\alpha}$. En el caso de no tener un MDO la dispersión de velocidades estelares en la línea de la visual (σ_*) queda proporcional a $R^{2-\alpha}$ para $1.5 < \alpha < 3.0$, o $R^{\alpha-1}$ para $1.0 < \alpha < 1.5$, y son llamados perfiles del tipo “power-law” (ley de potencias). Para $0.0 < \alpha < 1.0$, σ_* es aproximadamente constante, y es llamado perfil del tipo “cored” (algo así como puntual). En las galaxias luminosas ($M_V < -22$) generalmente el perfil de brillo del bulge (una medida de la densidad estelar) es del tipo “power-law”, mientras que en las galaxias menos brillantes ($M_V > -20,5$) el perfil es del tipo “cored”; en las galaxias de luminosidad intermedia ambos perfiles coexisten. Vemos que σ_* debería ser proporcional a $R^{0-0,5}$, lo que *no se observa*. Las observaciones se reproducen sólo si se asume la presencia de un MDO³. Magorrian *et al.* (1998) obtienen que la masa del MDO requerida en los modelos se correlaciona con la masa del bulge como $M_{bh} \sim 0,00235 M_{bulge}$, con pequeñas diferencias entre galaxias con perfiles “power-law” y “cored”.

Así, quedó establecido que la mayoría (o todas) de las galaxias elípticas, lenticulares o bulges de espirales, contienen agujeros negros supermasivos. La presencia de éstos es consistente con la densidad de remanentes de quasares esperados para épocas recientes. Ultimamente, la relación de Magorrian se expresa según la proporción entre la masa del agujero negro central y la dispersión de velocidades estelares del esferoide central, de la forma:

$$\log(M_{bh}/M_{\odot}) = A + B \log(\sigma_*/200 \text{ km/s}) \quad (1.1)$$

Distintos autores determinan valores levemente diferentes para A y B, principalmente por usar diferentes métodos y muestras. Las estimaciones más recientes dan $A = 8,0$ y $B = 4,0$; con estos valores la relación 1.1 puede ser simplificada como:

³ Algunos estudios (Wozniak *et al.*, 2003; Márquez *et al.*, 2003) han encontrado que algunos perfiles radiales en la dispersión de velocidades muestran una pequeña caída central, la que se atribuyó a la contribución de una componente estelar recientemente formada y por tanto aún no virializada.

$$M_{bh}/M_{\odot} = (\sigma_{*}[km/s]/2)^4 \quad (1.2)$$

Esta relación es importante pues vincula una cantidad relativamente fácil de medir, la dispersión de velocidades estelares σ_{*} , con una cantidad difícil de medir, la masa del agujero negro central en el centro de las galaxias M_{bh} .

1.3. Poblaciones Estelares en Seyferts

En las dos últimas décadas han sido desarrollados algunos modelos sin la necesidad de invocar la presencia de agujeros negros (Terlevich *et al.*, 1992, 1995, y referencias) a fin de explicar la luminosidad y las características espectrales de los AGN, sólo con un escenario de brote de formación estelar (Starburst). Aunque este modelo explique algunas de las propiedades de los AGN, la mayoría de las evidencias apuntan al esquema con agujero negro supermasivo como “motor” del AGN, como comentamos en 1.1. De todas maneras, ha quedado claro que Starbursts circumnucleares están presentes en los núcleos Seyfert 2, al menos en un buen porcentaje de ellos. Las evidencias vinieron tanto de las observaciones como de los modelos de síntesis de poblaciones estelares.

Por otro lado, en el llamado Modelo Unificado para Seyferts (MU; Antonucci, 1993), ambas clases de núcleos constituyen esencialmente el mismo tipo de objeto: en este esquema, los Seyfert 2 serían Seyfert 1 vistos de tal manera que la BLR queda oculta al observador. Observaciones en luz polarizada de espectros de Seyfert 2 muestran efectivamente líneas anchas, confirmando así, al menos en estos objetos, cierta compatibilidad con el modelo unificado.

En la época del desarrollo de la idea de este escenario, se pensó que el espectro óptico de los Seyfert 2 contenía un “continuo sin características” (“Featureless Continuum”, o FC, por sus siglas en inglés) asociado con la luz dispersada por el núcleo activo tipo Seyfert 1 oculto (Cid Fernandes y Terlevich, 1995). Terlevich, Díaz y Terlevich (1990; TDT), cuestionaron la naturaleza de este “FC”. Mediante observaciones del Triplete del Calcio (CaT) en 8498.02, 8542.09, 8662.14 Å mostraron que, a diferencia de las líneas en el óptico, el CaT no se encontraba diluido sino que, por el contrario, presentaba valores comparables a los de las galaxias normales. La interpretación de TDT fue que el llamado “FC no-estelar” es en realidad debido a una componente estelar joven, producto de un brote estelar reciente o “Starburst” en cercanías del núcleo activo.

1.4. Motivación del uso del CaT

La existencia de Starbursts próximos a (o alrededor de) núcleos Seyfert 2 ha sido confirmada tanto por medios indirectos (Cid Fernandes y Terlevich, 1995; Heckman *et al.* 1995; Oliva *et al.* 1999) como por detecciones directas de la presencia de estrellas jóvenes por medio de imágenes y espectroscopía en el óptico-UV (Heckman *et al.* 1997; González Delgado, Heckman y Leitherer, 2001).

No obstante esta conexión “Starburst-AGN”, persiste la duda sobre si el CaT se produce en estos Starbursts o en las estrellas más tardías en el bulbo galáctico. Cuestionamos así la utilidad del CaT como diagnosticador o “trazador” de los brotes de formación estelar en núcleos de galaxias. Un enfoque diferente de la utilidad del CaT se dio en la medida de la dispersión de velocidades estelares σ_{*} a través del ensanchamiento de las líneas de sus espectros. Algunos

estudios al respecto ya habían sido realizados por Pritchett (1978) y Dressler (1984) para núcleos normales, y por TDT y Nelson y Whittle (1995, 1996; NW) para AGN. Dada su relación con la Masa del agujero negro, el interés del CaT ha sido recientemente renovado.

De esta manera, existen suficientes motivos para estudiar el CaT, siendo los principales la determinación de su posible utilidad como trazador de las poblaciones estelares y el estudio de la cinemática estelar (y por tanto la obtención de masas) en los núcleos de Seyferts. Además, como veremos, la combinación del CaT con las líneas de absorción (estelares) en el óptico y con líneas de emisión (nebulares) en el IR nos posibilitará diagnosticar las poblaciones estelares y la relación entre la cinemática estelar y gaseosa en Seyfert 2.

1.5. Organización de la Parte I

La Parte I está organizada de la siguiente manera: En el Capítulo 2 describimos la muestra de Seyfert 2: selección de los objetos, observaciones y reducción de los datos. En el Capítulo 3 computamos el ancho equivalente del triplete del calcio y la dispersión de velocidades estelares a través del método de ajuste directo. En el Capítulo 4 cuestionamos la utilidad del CaT como diagnosticador de las poblaciones estelares. Asimismo, realizamos modelos de síntesis evolutiva para explicar el continuo subyacente en Seyfert 2. Por último, en el Capítulo 5 estudiamos la posible vinculación de las cinemáticas estelar y gaseosa en Seyfert 2.

Capítulo 2

Observaciones de Seyfert 2

En este capítulo se describe la muestra de Seyfert 2 elegida, algunas de sus propiedades, y las observaciones espectroscópicas en el cercano infrarrojo.

2.1. Muestra Observacional

La muestra comprende 78 galaxias con actividad nuclear y normales, tanto del Hemisferio Sur como del Norte. Observamos también estrellas estándares de velocidad (ver más adelante).

Para seleccionar la muestra Sur, partimos de la muestra de AGN de Schmitt *et al.* (1997; 2001), confeccionada en base al flujo en $60 \mu m$, por ser ésta una propiedad isotrópica. De estas galaxias, extrajimos las más cercanas ($D < 80$ Mpc, o sea, $cz < 6000$ km/s), según el catálogo de Véron-Cetty y Véron (2001). Además, intentamos tener objetos en común con los listados en Cid Fernandes *et al.* (2001), en donde se hace un estudio de las poblaciones estelares; contamos también en algunos casos con espectros en el óptico y UV.

La muestra Norte fue elegida con el objetivo de contener los núcleos Seyfert más brillantes en $[OIII]\lambda 5007$ ($\log(F_{[OIII]}) > -12$ erg/cm²/s) y/o 1.4 GHz ($\log(F_{1.4GHz}) > -15$ erg/cm²/s) seleccionados de la muestra de Whittle (1992a, 1992b) (ver González Delgado *et al.* 2001).

Además de las galaxias, observamos 22 estrellas estándares en velocidad, posteriormente usadas como “templates” en la determinación de las dispersiones de velocidades estelares. Se eligieron estrellas gigantes del tipo espectral K, cuyas líneas de absorción del triplete del calcio son nítidas y no se encuentran ensanchadas, por lo que se toman como referencia para determinar el ensanchamiento debido a las dispersiones de velocidades estelares de cada galaxia. Un ejemplo de estas estrellas se muestra en la Figura 2.1. Se puede ver que las líneas son intensas y angostas, lo que es una gran ventaja para nuestros propósitos.

La muestra total de galaxias no es completa en ningún sentido, puesto que es el resultado de la fusión de varios programas para estudiar Seyfert 2. Por esta razón, la muestra resultante es una mezcla de varios objetos. Aún así, podemos considerarla como representativa de Seyfert 2 en el cercano universo.

En total tenemos 80 espectros correspondientes a 78 galaxias, comprendiendo 43 núcleos Seyfert 2, 26 núcleos Seyfert 1 (incluyendo los tipos de Seyfert intermedios entre 1 y 2, y los Seyfert 1 de líneas angostas, NLSy1) y 9 galaxias no-activas, las cuales incluyen 3 núcleos Starburst. Mrk 1210 y NGC 7130 fueron observadas 2 veces con diferentes telescopios, lo que nos sirvió para chequear incertezas en nuestras mediciones. Para nuestro trabajo usamos el mejor

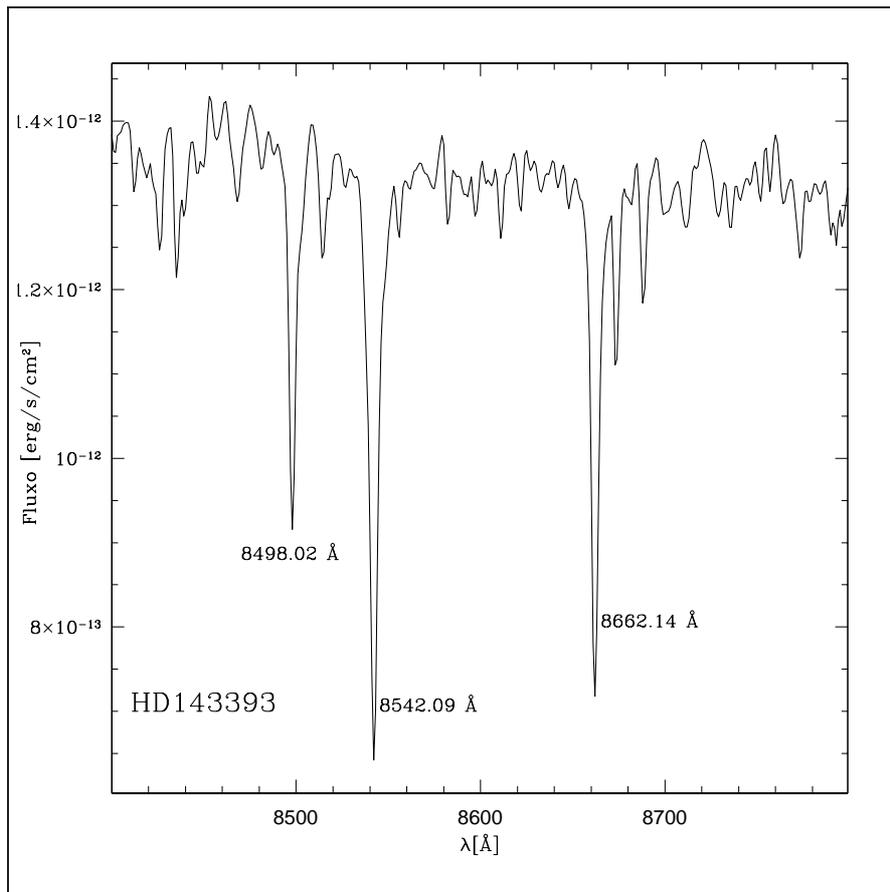


Fig. 2.1: Espectro de la estrella “estándar de velocidad” HD143393 (tipo espectral K2III), observada con el telescopio 4m de KPNO. Extraído de Vega (2004).

espectro obtenido en cada caso. En la Figura 2.2 y en la Tabla 2.1 resumimos algunas estadísticas de la muestra, divididas en Seyfert 1, 2, y no-activas. Los flujos FIR fueron compilados de NED. Los flujos de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ fueron compilados de varios papers (Whittle 1992a, 1992b; Bassani *et al.* 1999; Schmitt *et al.* 2003; Storchi-Bergmann, Kinney y Challis 1995). En el caso de tener datos duplicados, favorecemos mediciones realizadas con una extracción mayor, a fin de incluir mayor emisión de la NLR, y corregidos por enrojecimiento. Inevitablemente, las luminosidades de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ resultantes son muy inhomogéneas, por lo que deben ser tomadas con una incerteza de un factor ~ 2 o mayor. La Tabla muestra un amplio rango de tipos morfológicos, distancias, y luminosidades IR y de $[\text{OIII}]\lambda 5007$.

2.2. Observaciones

Los datos de nuestra muestra de núcleos Seyferts y Normales fueron obtenidos en 6 turnos de observación y en 3 telescopios diferentes: 2 en el telescopio de 1.52m de ESO-La Silla (para 39 galaxias), 2 en el telescopio de 2.1m de KPNO (para 25 galaxias) y 2 en el telescopio de 4m de KPNO (16 galaxias). Aunque los proyectos originales tuvieron objetivos específicos levemente diferentes, todos fueron centrados en la medición del CaT en núcleos activos. Decidimos así fusionar todos los datos relacionados con el CaT en un atlas que contuviera los espectros nucleares y productos asociados, procesados de la manera más homogénea posible. Esta sección describe las observaciones y procesos de reducción de dicha muestra.

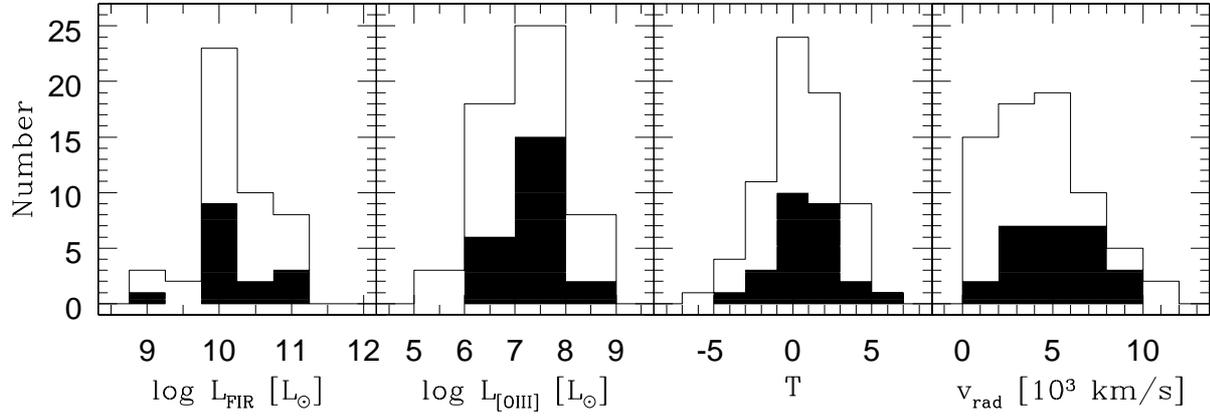


Fig. 2.2: Propiedades de la muestra. Las áreas vacías corresponden a Seyfert 2 y las llenas a Seyfert 1.

	Seyfert 2s			Seyfert 1s			No AGN		
	N	Rango	Promedio \pm sigma	N	Rango	Promedio \pm sigma	N	Rango	Promedio \pm sigma
T-type	43	(-5,5)	1.0 ± 2.3	26	(-3,6)	1.4 ± 2.1	9	(-5,10)	2.6 ± 4.2
distance [Mpc]	43	(10,151)	52 ± 36	26	(21,124)	69 ± 29	9	(1,76)	32 ± 21
r_{ap} [pc]	43	(54,715)	285 ± 187	26	(126,734)	414 ± 172	9	(3,459)	193 ± 128
log $L_{\text{[OIII]}} [L_{\odot}]$	31	(5.6,8.7)	7.2 ± 0.8	23	(6.2,8.1)	7.4 ± 0.6			
log $L_{\text{FIR}} [L_{\odot}]$	31	(9,11.1)	10.2 ± 0.5	15	(9.2,11.2)	10.1 ± 0.5	7	(6,11.3)	9.6 ± 1.7

Tab. 2.1: Estadística de algunas propiedades de la muestra, divididas en Seyfert 1, Seyfert 2, y otras galaxias. Para cada propiedad listamos el rango, el valor medio y dispersión de los datos, y el número de objetos disponibles para cada cantidad. Las luminosidades fueron computadas usando $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Todas las propiedades fueron compiladas de NED y de la literatura.

2.2.1. ESO 1.52m

La mayoría de los objetos del Hemisferio Sur fueron observados con el espectrógrafo Boller & Chivens acoplado al foco Cassegrain (f/14.9) del Telescopio 1.52m de ESO-La Silla (Chile)¹. Las observaciones fueron hechas en dos turnos: Marzo y Octubre de 2002. En ambos turnos la configuración instrumental fue la misma. La red era la #5, de 900 líneas/mm, centrada en $\sim 7330 \text{ \AA}$, lo que dio una dispersión de $1.32 \text{ \AA} \cdot \text{pixel}^{-1}$ en el CCD #38 ($2688 \times 512 \text{ pixels}^2$, cada pixel con un tamaño de $15 \mu\text{m}$). La ranura usada para todos los objetos de programa tenía un ancho de $2''$, incluyendo las galaxias y las estrellas de “template”. La resolución con esta configuración instrumental fue de $\sigma_{\text{inst}} = 56$ y 44 km/s para los espectros de Marzo y Octubre, respectivamente, según determinamos a partir de las líneas de cielo. La ranura se alineó siempre en la dirección Este-Oeste (P.A. = 90°). El largo de la ranura ($4.5'$) garantizó la inclusión de suficiente cielo como para poder permitir su sustracción en la reducción de los espectros. La escala del CCD fue de $0.82'' \text{ pix}^{-1}$, y la cobertura espectral era de ~ 6300 a 9500 \AA . Para realizar la posterior calibración en longitud de onda, se realizaron exposiciones de una lámpara de Helio-Neon-Argón-Hierro (HeNeArFe) en cada posición del Telescopio.

En la Tabla 2.2 se presenta un registro de las observaciones en estos turnos. Con la misma configuración instrumental observamos también una serie de estrellas estándares en velocidad (del tipo espectral K y F, con líneas nítidas del CaT), a fin de determinar σ_* . El registro de las estrellas de velocidad se muestra en la Tabla 2.4

En este Telescopio existía la posibilidad de tener los efectos de franjas (CCD “fringing”) de interferencia en el CCD en este telescopio, los que pueden llegar a ser un serio problema en el cercano IR (ver más adelante). Alertados de ese potencial problema, realizamos Flats internos con una lámpara de Cuarzo (sólo en el primer turno) para cada posición del Telescopio. También adquirimos Flats de Cielo, generalmente en el atardecer, para una adecuada corrección de iluminación. Se observaron estrellas estándares espectroscópicas de Hamuy *et al.* (1994), Oke (1990), Massey *et al.* (1988) y Massey y Gronwall (1990), al menos 2-3 por noche. Para contar con todo el flujo posible para una adecuada calibración en flujo, el ancho de la ranura en estos casos fue de $5\text{--}8''$. Dado que las condiciones de clima no eran muy estables, nuestra escala de flujo resultó algo incierta, lo cual no tuvo ninguna consecuencia en nuestros resultados puesto que mostraremos sólo mediciones relativas.

2.2.2. KPNO 2.1m

Observamos un total de 25 galaxias del Hemisferio Norte con el Telescopio de 2.1m de KPNO. Los turnos de observación fueron en noviembre de 2002 y febrero de 2003, ambos con la misma configuración instrumental, resultando en espectros de calidad similar a los obtenidos en ESO-La Silla. Usamos la cámara espectroscópica GOLD con la red #35 y un ancho de ranura de $2''$. La ranura fue orientada en la dirección Este-Oeste durante el primer turno y en la dirección Norte-Sur en el segundo. La configuración descrita da una escala de $0.78'' \text{ pix}^{-1}$, una resolución espectral de $1.24 \text{ \AA} \text{ pix}^{-1}$ y una cobertura espectral de $\sim 6800\text{--}9300 \text{ \AA}$. La resolución espectral para estos datos es de $\sigma_{\text{inst}} \sim 57 \text{ km/s}$. En la Tabla 2.3 se resumen estas observaciones.

En las observaciones de cada galaxia se realizaron flats internos de lámpara, a fin de realizar posibles correcciones por franjas. Para llevar a cabo la calibración en longitud de onda se obtuvieron exposiciones de lámparas de Helio-Neon-Argón (HeNeAr). Durante el primer turno obtuvimos una serie de flats de cielo para realizar la corrección de iluminación. No obstante, debido a condiciones atmosféricas adversas, no fue posible obtener flats en el segundo turno,

¹ Actualmente fuera de servicio.

Objeto	Actividad	V_r (km/s)	Tipo Hubble	T	Fecha	Exp. (s)	“C”
NGC 526A	Sy1.5	5725	S0 pec?	0.0	04 Oct	2x1800	c
NGC 526B	Normal	5669	SB0: pec	0.0	04 Oct	1x1500	c
NGC 1125	Sy2	3277	SB(r)0+	-1.0	30 Sep	3x1500	c
NGC 1140	HII/Sy2	1501	IBm pec	10.0	03 Oct	3x1500	c
NGC 1365	Sy1.8	1636	(R')SBb(s)b	3.0	02 Oct	3x1500	d
NGC 1380	Normal	1877	SA0	0.0	30 Sep	2x1500	c
NGC 1433	Sy2	1075	(R' ₁)SB(rs)ab	2.0	01 Oct	3x1500	b
NGC 1672	Sy2	1350	(R' ₁)SB(r)bc	4.0	03 Oct	2x1500	a
NGC 1808	Sy2	1000	(R' ₁)SAB(s:)b	3.0	04 Oct	2x1200	a
NGC 2997	Normal	1087	SA(s)c	5.0	11 Mar	2x1200	a
NGC 3081	Sy2	2385	(R' ₁)SAB(r)0	0.0	09 Mar	4x1200	a
NGC 3115	Sy2	720	S0-	-3.0	11 Mar	1x600	a
NGC 3256	HII	2738	Pec; merger	?	12 Mar	900+1200	b
NGC 3281	Sy2	3200	SAB(rs+)a	1.0	10 Mar	4x1200	b
NGC 3783	Sy1	2717	(R')SB(r)a	1.0	09 Mar	5x1200	a
NGC 4507	Sy1.9	3538	SAB(s)ab	2.0	11 Mar	3x1800	a
NGC 4593	Sy1	2698	(R)SB(rs)b	3.0	11 Mar	3x1800	c
NGC 4748	Sy1	4386	Sa	1.0*	12 Mar	3x1800	c
NGC 4968	Sy2	2957	(R')SAB0 ⁰	-2.0	12 Mar	2x1800	a
NGC 5135	Sy2	4112	SB(l)ab	2.0	11 Mar	2x1800	a
NGC 6300	Sy2	1110	SB(rs)b	3.0	12 Mar	2x1800	a
NGC 6814	Sy1.5	1563	SAB(rs)bc	4.0	04 Oct	3x1500	b
NGC 6860	Sy1	4462	(R')SB(r)ab	2.0	03 Oct	3x1500	c
NGC 6907	Normal	3161	SB(s)bc	4.0	30 Set	3x1500	c
NGG 7130	Sy2/L	4842	Sa pec	1.0	30 Sep	3x1500	b
NGC 7172	Sy2	2603	Sa pec sp	1.0	02 Oct	3x1500	a
NGC 7184	Normal	2617	SB(r)c	5.0	02 Oct	3x1500	a
NGC 7410	Sy2/L	1751	SB(s)a	1.0	04 Oct	2x1800	a
NGC 7496	Sy2	1649	(R':)SB(rs)bc	4.0	02 Oct	3x1500	c
NGC 7582	Sy2	1575	(R' ₁)SB(s)ab	2.0	03 Oct	2x1800	a
NGC 7590	Sy2	1596	S(r?)bc	4.0	30 Sep	3x1500	a
NGC 7714	HII/L	2798	SB(s)b:pec	3.0	04 Oct	2x1200	b
IC 2560	Sy2	2925	(R':)SB(r)bc	4.0	12 Mar	3x1800	a
IC 3639	Sy2	3275	SB(rs)bc:	4.0	10 Mar	3x1800	a
IC 5169	Sy2	3016	(R' ₁)SAB(r)0+	-1.0	01 Oct	3x1500	c
ESO 362G08	Sy2	4785	Sa	1.0*	09 Mar	4x1200	a
ESO 362G18	Sy1.5	3790	S0/a	0.0*	10 Mar	3x1800	a
MCG-6.30.15	Sy1.2	2323	E-S0	-2.0*	10 Mar	3x1800	a
Mrk 1210	Sy2	4046	Sa	1.0*	11 Mar	3x1800	b

Tab. 2.2: Registro de las observaciones con el Telescopio de 1.52m de ESO-La Silla. Las columnas 2,3 y 4 listan el tipo de actividad, velocidad radial, (en km/s) y tipo morfológico de Hubble, extraídos de NED. La columna 5 lista el tipo de Hubble tomado de RC3 (de Vaucouleurs *et al.* 1991), (excepto para aquéllos marcados con asteriscos, no disponibles en el catálogo, y cuyos tipos T son atribuidos en este trabajo basados en el tipo morfológico de Hubble). En la Columna 6 las fechas están referidas a 2002. La columna 8, “C” denota la calidad (ver sección 2.4.1).

Objeto	Actividad	V_r (km/s)	Tipo	T	Fecha	Exp. (s)	“C”
Mrk 40	Sy1	6323	S0 pec	-2.0	20 Feb 2003	(4x)1200	b
Mrk 79	Sy1.2	6652	SBb	3.0	14 Nov 2002	(3x)1200	d
Mrk 372	Sy1.5	9300	S0/a	0.0*	20 Feb 2003	(3x)1200	a
Mrk 461	Sy2	4856	S0	-2.0*	19 Feb 2003	(3x)1200	b
Mrk 516	Sy1.8	8519	Sc	6.0*	15 Nov 2002	(3x)1200	b
Mrk 705	Sy1.2	8739	S0?	-2.0	15 Nov 2002	(3x)1200	c
Mrk 915	Sy1	7228	Sb	3.0*	15 Nov 2002	(3x)1200	b
Mrk 1210	Sy1/Sy2	4046	Sa	1.0*	13 Nov 2002	(3x)1200	a
Mrk 1239	Sy1.5	5974	E-S0	-3.0*	19 Feb 2003	(3x)1200	d
UGC 3478	Sy1.2	3828	Sb	3.0	20 Feb 2003	(4x)1200	d
UGC 1395	Sy1.9	5208	SA(rs)b	3.0	14 Nov 2002	(3x)1200	b
UGC 12138	Sy1.8	7487	SBa	1.0	13 Nov 2002	(3x)1200	b
UGC 12348	Sy2	7631	Sa	1.0	15 Nov 2002	(3x)1200	a
NGC 1019	Sy1	7251	SB(rs)bc	4.0	14 Nov 2002	(3x)1200	a
NGC 1142	Sy2	8648	S pec	1.0	14 Nov 2002	(3x)1200	c
NGC 1241	Sy2	4052	SB(rs)b	3.0	15 Nov 2002	(3x)1200	a
NGC 2639	Sy1.9	3336	(R)SA(r)a:?	1.0	13 Nov 2002	(3x)1200	a
NGC 6951	L/Sy2	1424	SAB(rs)bc	4.0	14 Nov 2002	(2x)1200	a
NGC 7469	Sy1.2	4892	(R')SAB(rs)a	1.0	13 Nov 2002	(3x)1200	a
IRAS 01475-0740	Sy2	5296	E-S0	-3.0*	13 Nov 2002	(3x)1200	c
IRAS 04502-0317	Sy2	4737	SB0/a	0.0	15 Nov 2002	(3x)1200	c
MCG -01-24-012	Sy2	5936	SAB(rs)c:	5.0	14 Nov 2002	(3x)1200	c
MCG -02-08-039	Sy2	8989	SAB(rs)a:	1.0	15 Nov 2002	(3x)1200	b
MCG +8-11-11	Sy1.5	6141	SB0	-2.0*	13 Nov 2002	(3x)1200	d
Akn 564	Sy1.8	7400	SB	0.0	14 Nov 2002	(3x)1200	d

Tab. 2.3: Registro de las observaciones con el Telescopio de KPNO 2.1m.

Estrella	Tipo Espectral	Telescopio	Estrella	Tipo Espectral	Telescopio
HD 9737	F0III	KPNO 2.1m	HD 119171	K0III	KPNO 2.1m
HD 9748	K0III	KPNO 2.1m	HD 120572	K3III	ESO 1.52m
HD 19136	K0III	KPNO 2.1m	HD 121138	K0III	ESO 1.52m
HD 21910	K0III	KPNO 4m	HD 121883	K0III	ESO 1.52m
HD 23962	K5III	KPNO 2.1m	HD 122665	K5III	ESO 1.52m
HD 31805	F0III	KPNO 2.1m	HD 124990	K0III	ESO 1.52m
HD 39008	K3III	KPNO 2.1m	HD 127740	F5III	KPNO 2.1m
HD 39833	G0III	KPNO 2.1m	HD 128529	K5III	ESO 1.52m
HD 41589	K0III	KPNO 2.1m	HD 132151	K0III	ESO 1.52m
HD 62564	K0III	KPNO 2.1m	HD 139447	K5III	ESO 1.52m
HD 71597	K2III	KPNO 4m	HD 143393	K2III	KPNO 4m
HD 77189	K5III	KPNO 2.1m	HD 143976	K5III	ESO 1.52m
HD 84059	F0III	KPNO 2.1m	HD 151817	K3III	ESO 1.52m
HD 87018	K3III	ESO 1.52m	HD 160413	K3III	ESO 1.52m
HD 89885	K0III	ESO 1.52m	HD 195527	K0III	KPNO 2.1m
HD 113678	K0III	ESO 1.52m	HD 209543	K0III	KPNO 2.1m
HD 116535	K0III	ESO 1.52m	HD 219656	K0III	KPNO 2.1m
HD 116565	K0III	ESO 1.52m	HD 258403	F0III	KPNO 2.1m

Tab. 2.4: Estrellas estándares de velocidad.

por lo que usamos una combinación de exposiciones de flats de programa para la corrección por iluminación.

A lo largo de la noche observamos una serie de estrellas estándares de velocidad de varios tipos espectrales (Tabla 2.4), usando el mismo ancho de ranura que para las observaciones de las galaxias. Finalmente, observamos al menos 3 estrellas estándares espectrofotométricas por noche, usando un ancho de ranura de $5''$. Observamos BD+17 4708, G191B2B y Feige 34 en el turno de noviembre y Feige 66, HZ 44, Hiltner 600 y Feige 34 en el turno de febrero. Como en el caso de las observaciones de ESO, las observaciones de KPNO no fueron hechas bajo condiciones fotométricas, lo cual no afecta nuestros resultados.

2.2.3. KPNO 4m

Finalmente, incorporamos a nuestros datos un conjunto de observaciones del CaT de 14 núcleos Seyfert 2 y 2 normales realizados con el Telescopio Mayall de 4m de KPNO durante dos turnos de observación en 1996. En la Tabla 2.5 se resumen estas observaciones. Los espectros se tomaron con una dispersión de $1.52 \text{ \AA pix}^{-1}$ cubriendo rangos espectrales de 6600–9100 \AA (febrero de 1996) y 7400–9800 \AA (octubre de 1996). La ranura tenía un ancho de $1.5''$ y estaba situada a lo largo del ángulo paraláctico. Estos datos han sido parcialmente descritos en González Delgado *et al.* (2001), en donde se describen los detalles de las observaciones y el proceso de reducción.

Objeto	Actividad	V_r (km/s)	Tipo	T	Fecha	Exp. (s)	“C”
Mrk 0001	Sy2	4780	S?	1.0	11 Oct 1996	2x1800	a
Mrk 0003	Sy2	4050	S0:	-1.0	15 Feb 1996	2x1800	b
Mrk 0078	Sy2	11137	SB	?	15 Feb 1996	2x1800	b
Mrk 0273	Sy2/L	11326	pec	?	15 Feb 1996	3x1800	c
Mrk 0348	Sy2	4507	SA(s)0/a	1.0	11 Oct 1996	2x1800	a
Mrk 0573	Sy2	5174	SAB(rs)0+	-1.0	11 Oct 1996	2x1800	a
Mrk 1066	Sy2	3605	SB(s)0+	-1.0	11 Oct 1996	1800+900	a
Mrk 1073	Sy2	6998	SB(s)b	3.0	11 Oct 1996	1800+900	a
NGC 0205	Normal	-241	dE	-5.0	15 Feb 1996	300+2x600	a
NGC 1068	Sy1/2	1137	SA(rs)b	3.0	11 Oct 1996	2x900	a
NGC 1386	Sy2	868	SB(s)0+	-1.0	11 Oct 1996	2x1200	a
NGC 2110	Sy2	2335	SAB0-	-3.0	15 Feb 1996	1800	a
NGC 4339	Sy2	1289	E	-5.0	15 Feb 1996	300,2x600	a
NGC 5929	Sy2	2492	Sab:pec	2.0	15 Feb 1996	1800+900	a
NGC 7130	Sy2/L	4842	Sa pec	1.0	11 Oct 1996	1800	b
NGC 7212	Sy2	7984	S	?	11 Oct 1996	2x1800	a

Tab. 2.5: Registro de Observaciones con el Telescopio Mayall de 4.0 de KPNO.

2.3. Reducción de las Observaciones

La reducción de las observaciones espectroscópicas se realizó con tareas propias de IRAF², según se detalla en Vega (2004) (ver Capítulo 3). Hay dos principales problemas que afectan las observaciones en el cercano IR: las franjas de interferencia y la contaminación por líneas de emisión atmosféricas. En esta sección describiremos cómo tratamos con estos problemas en la reducción de los espectros de las observaciones con los Telescopios de ESO y KPNO 2.1m.

Las franjas son causadas por la dispersión de la luz en el IR en CCD “afinados”. Adoptamos un cuidadoso procedimiento para eliminar, o al menos minimizar, el efecto de las franjas. En lugar de usar flats de cúpula, aplicamos flats usando lámparas de Cuarzo, puesto que las franjas (presentes en todas las exposiciones) tienden a cambiar sus posiciones con el correspondiente movimiento del telescopio. Aunque para cada posición del telescopio tomamos un flat de lámpara, en el primer turno de ESO decidimos realizar estos flats de Cuarzo a fin de reducir los patrones de franjas en los espectros finales. Para eso, seguimos el procedimiento de Plait y Bohlin (1997) para las observaciones de STIS, en los cuales algunos patrones de franjas están disponibles para el observador.

A fin de determinar el flat de lámpara que minimice este efecto, realizamos la reducción y el proceso de extracción usando cada uno de estos flats, para cada espectro de cada objeto. Normalizamos el espectro extraído en la región de interés por medio de versiones suavizadas de estos (usando un filtro de 50 píxeles), y finalmente realizamos un análisis de autocorrelación sobre este espectro extraído normalizado. La dispersión cuadrática media de esta función de autocorrelación alcanza valores máximos para los espectros donde las franjas son más intensas. Seleccionando los espectros donde esta dispersión es menor en la región del CaT, automáticamente estamos seleccionando aquéllos con los menores patrones de franjas. Por medio de este procedimiento, y comparando los espectros así tratados con aquéllos sin corrección por franjas, comprobamos que el efecto de estas franjas no resulta perjudicial y por tanto tendrá un efecto

² Image Reduction and Analysis Facility

nulo sobre los datos que obtuvimos (ver resultados, más adelante).

La sustracción de las líneas atmosféricas pueden introducir algunos picos indeseables en el espectro extraído, especialmente cerca de las líneas más intensas. Esto está causado por pequeñas fluctuaciones en el ancho y posición de tales líneas a lo largo del eje espacial, por lo que se prefirió elegir una región del cielo tan cerca como sea posible a la ventana de extracción. En el caso de fuentes muy extendidas esto puede no ser posible, por lo que en estos casos adoptamos un procedimiento cuidadoso a fin de remover el fondo de cielo. Aplicamos la tarea *identify* a todos los espectros bidimensionales, y con *fitcoords* aplicamos una función bidimensional de orden 6×6 . antes del ajuste, analizamos cada perfil espacial de cada objeto, para determinar qué regiones del CCD estaban al (o lo más cerca del) nivel del cielo. Sólo incluimos en el ajuste las regiones de interés del CCD (ventana de extracción + fondo de cielo) a fin de alcanzar una mejor precisión (residuos $\leq 0.2 \text{ \AA pix}^{-1}$). Finalmente, usamos la tarea *transform* para aplicar la corrección en longitud de onda a todas las imágenes antes de la extracción espectral.

Tanto para los datos de ESO como para los de KPNO 2.1m, extrajimos espectros nucleares sumando los 3 pixeles centrales, lo cual corresponde a una escala espacial de $2.46''$ y $2.34''$ para ESO y KPNO 2.1m, respectivamente.

La corrección por extinción atmosférica se aplicó usando los datos específicos de cada observatorio. El enrojecimiento galáctico fue corregido usando la ley de Cardelli, Clayton y Mathis (1989) con $R_V = 3,1$ y valores A_B de Schlegel, Finkbeiner y Davis (1998), como listado en NED. Las líneas telúricas atmosféricas (debidas principalmente a H_2O y O_2) no fueron corregidas; sin embargo, como nota NW, esto afectaría la medición del CaT sólo en galaxias con redshifts mayores que $\sim 8000 \text{ km/s}$, es decir, a sólo 4 de los 78 objetos de nuestra muestra.

2.4. Atlas de Espectros en el Cercano IR

2.4.1. Espectros del CaT

Las Figuras 2.3–2.7 presentan los espectros alrededor de la región del CaT para las 78 galaxias de nuestra muestra. En los diferentes gráficos se muestran los datos obtenidos con los diferentes telescopios. A modo de ejemplo, en la parte superior de cada panel se incluye un espectro de una estrella estándar de velocidad observada con la misma configuración usada para las galaxias, a fin de mostrar el ensanchamiento espectral en las galaxias. Se indican en las Figuras las longitudes de onda del CaT y otros rasgos más distintivos. Todos estos espectros corresponden a regiones nucleares: $2'' \times 2,46''$ para las galaxias de ESO, $2'' \times 2,34''$ para las observadas con KPNO 2.1m, y $1,5'' \times 2''$ para KPNO 4m. Definimos a r_{ap} como el radio de un círculo cuya área se iguala al área de la apertura usada en cada caso. De esta manera, nuestros espectros nucleares corresponden a regiones físicas de radios proyectados entre $r_{ap} = 50\text{--}700 \text{ pc}$ del núcleo, con una media de 286 pc (Tabla 2.1).

Todos los espectros fueron corregidos por velocidad de recesión usando, en lo posible, las longitudes de onda observadas de las líneas del CaT. Por conveniencia, normalizamos los espectros al flujo medio en el intervalo $8554\text{--}8574 \text{ \AA}$. Estimamos la relación señal ruido (S/R) a partir del cociente (valor medio)/(dispersión) en el flujo en esta misma ventana espectral. Los valores resultantes están en el rango $8\text{--}125$, con una media de 41.

Las Figuras 2.3–2.7 muestran que algunos de nuestros espectros frecuentemente contienen algunas características que pueden dificultar el análisis del CaT, como pueden ser algunas líneas de emisión (anchas y angostas), ruido y eventualmente rasgos atmosféricos no muy bien removidos. Para tratar con la calidad de estos datos, asignamos una nota de calidad (“flag”) a cada

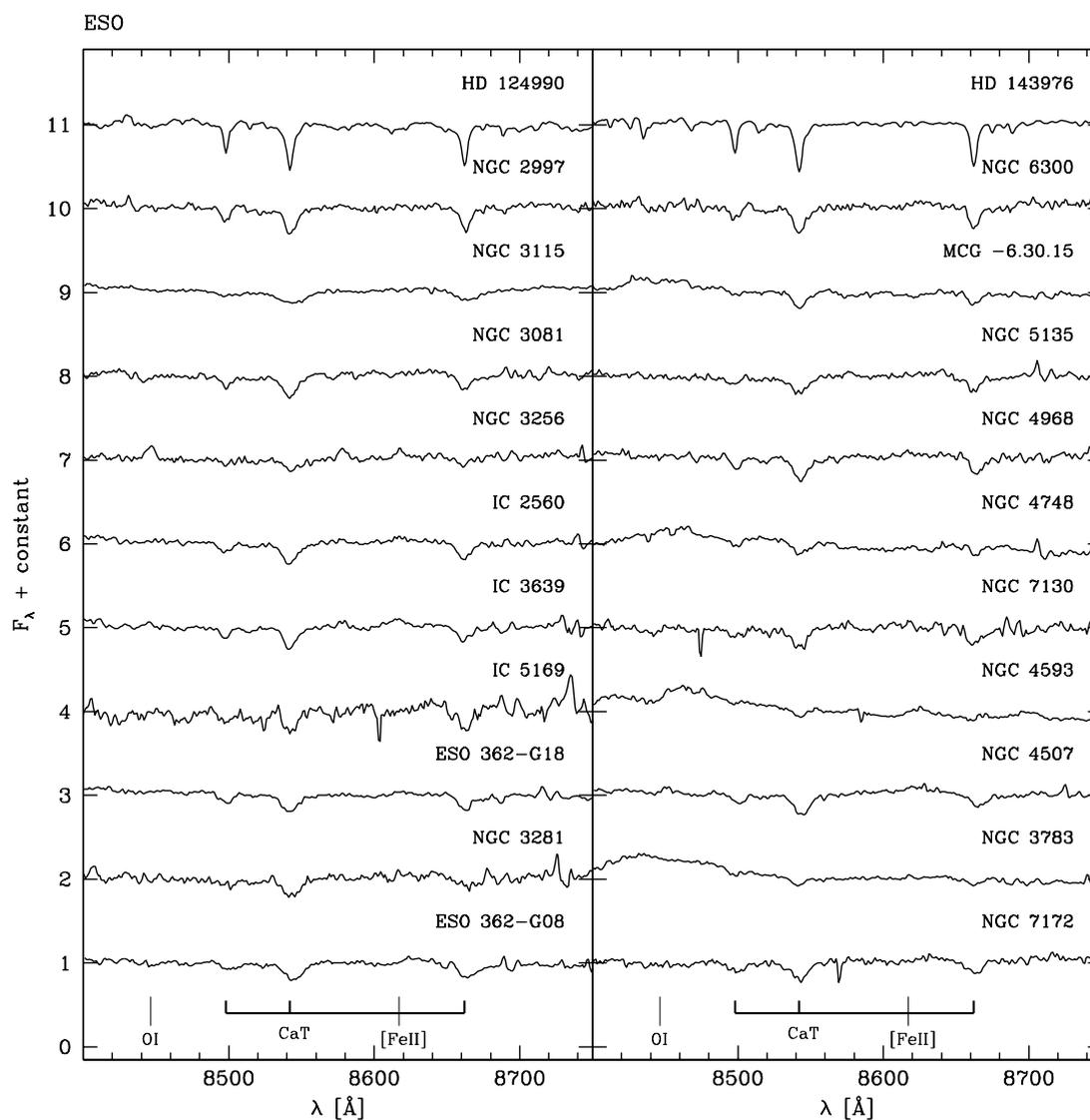


Fig. 2.3: Espectros en la región del CaT para las observaciones con el Telescopio de ESO 1.52m. Todos los espectros fueron normalizados y desplazados en la vertical para su mejor visualización. El espectro superior corresponde al de una estrella estándar en velocidad, observada con el mismo instrumental que las galaxias.

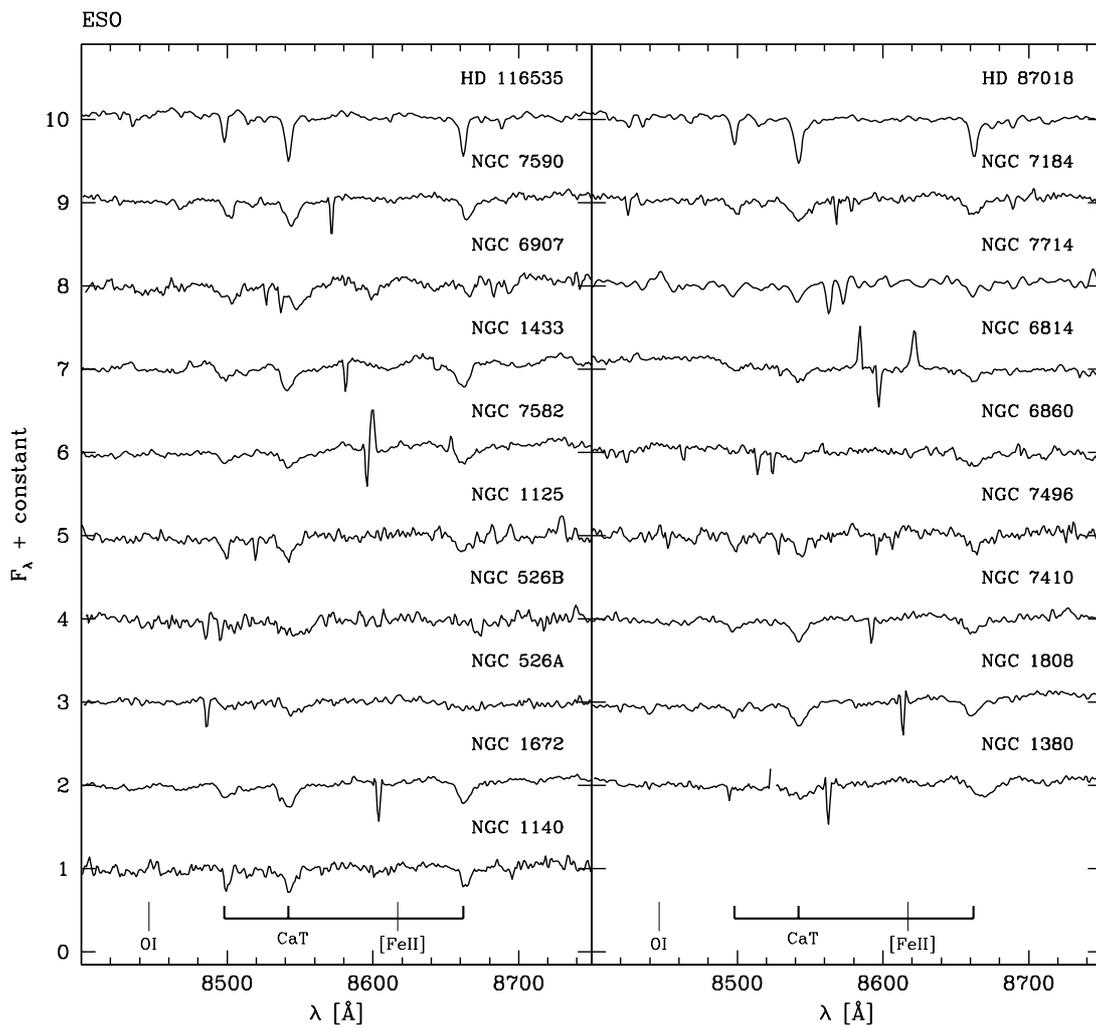


Fig. 2.4: Espectros en la región del CaT para las observaciones con el Telescopio de ESO 1.52m.

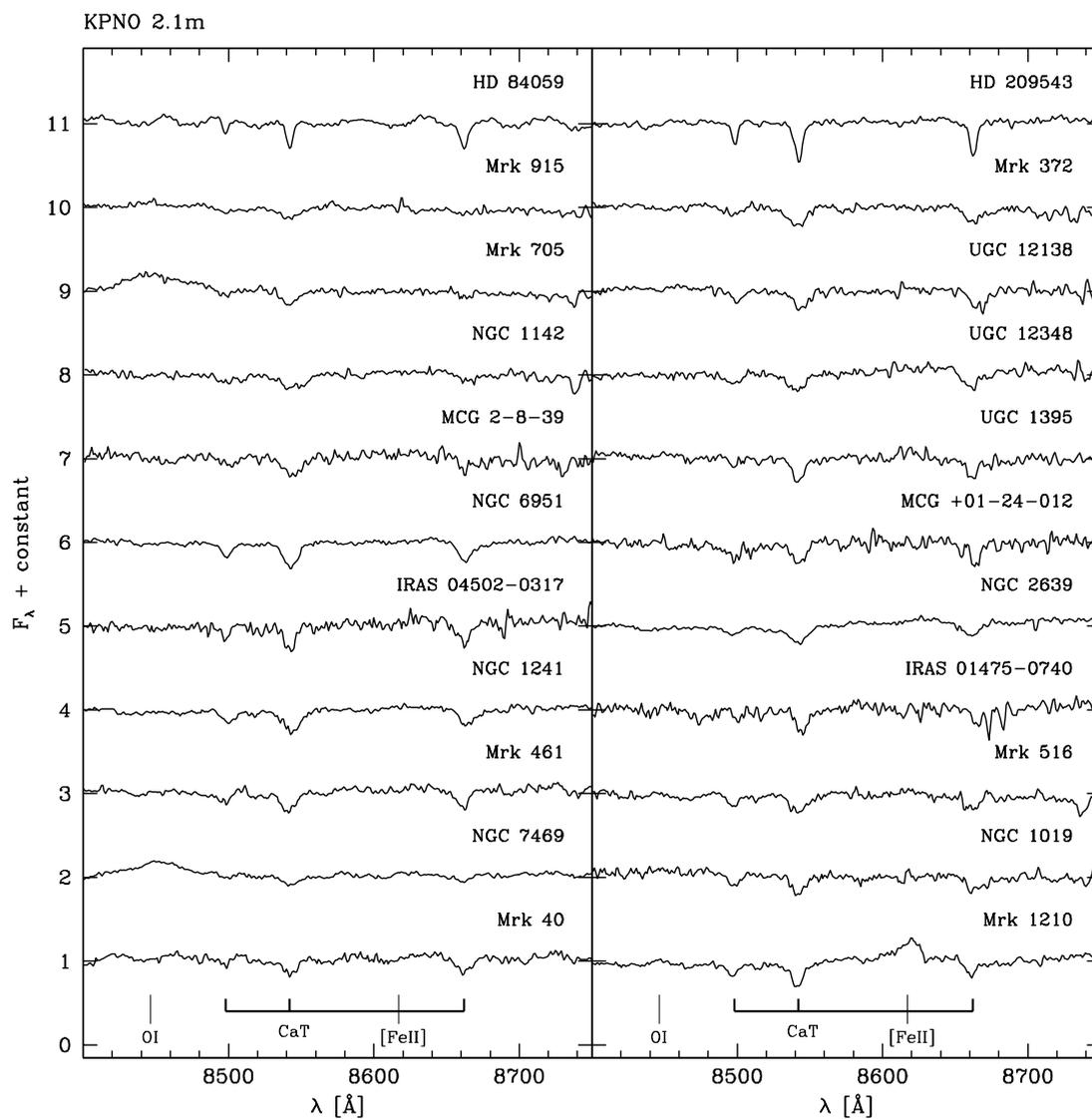


Fig. 2.5: Espectros en la región del CaT para las observaciones con el Telescopio de KPNO 2.1m.

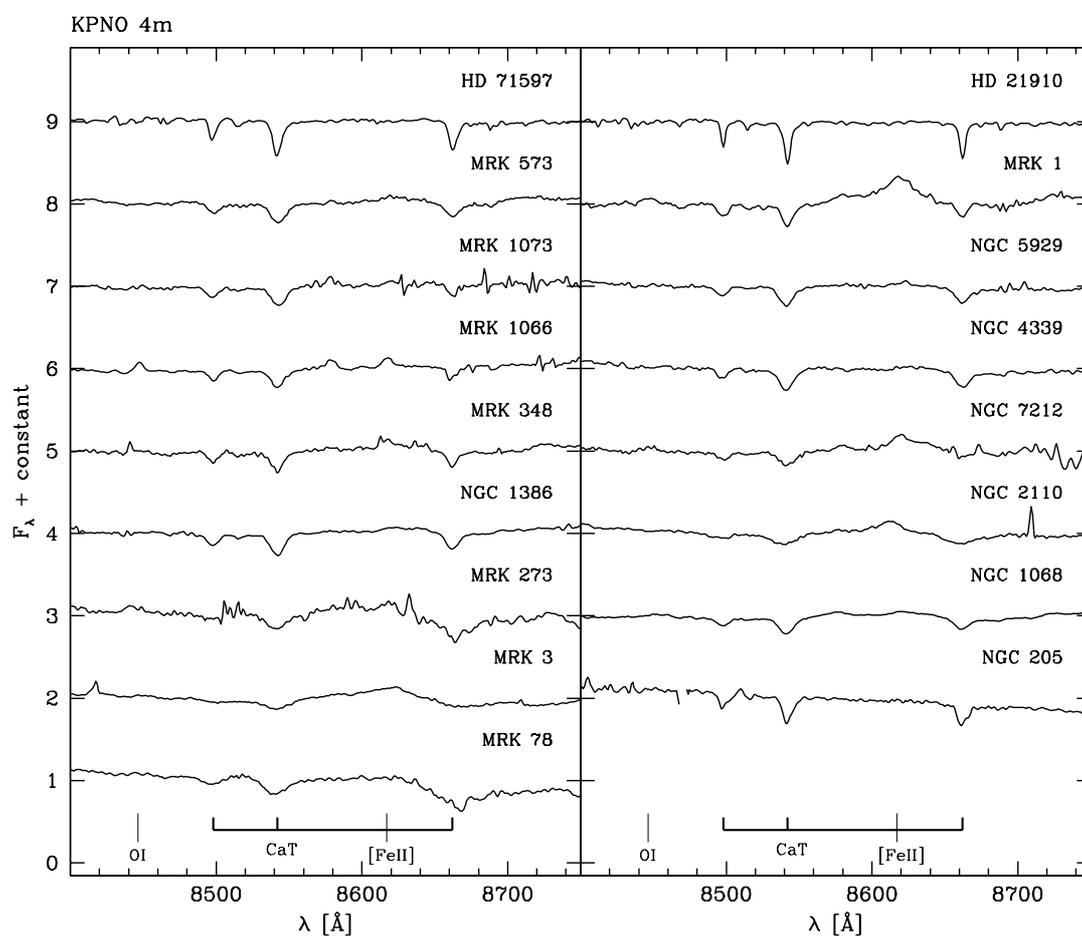


Fig. 2.6: Espectros en la región del CaT para las observaciones con el Telescopio de KPNO 4.0m.

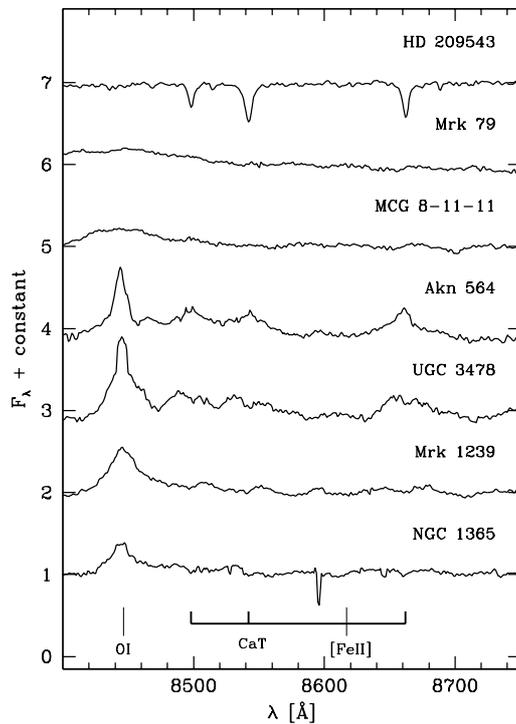


Fig. 2.7: Objetos de calidad = d en la región del CaT.

espectro de acuerdo con el grado de contaminación de las líneas del CaT. En la columna 8 de las Tablas 2.2–2.5 se listan esos resultados. La calidad a se refiere al mejor espectro, en donde las líneas del CaT están poco o nada contaminadas por cualquiera de los problemas mencionados; ejemplos de calidad a son NGC 2997, Mrk 573 y NGC 2639 (Figuras 2.3, 2.6 y 2.5 respectivamente). La calidad b se refiere a espectros razonablemente buenos, pero en los que una de las líneas del CaT está contaminada; algunos ejemplos son NGC 3281 (Fig 2.3) y Mrk 3 (Fig 2.6). La calidad c corresponde a espectros “problemáticos”, como NGC 4748 o IRAS 01475-0740 (Figuras 2.3 y 2.5 respectivamente). Las mediciones del CaT en estos casos debe ser tratada con más precaución. Por último, definimos como calidad d aquéllos espectros que son tan complejos que es imposible derivar una medida precisa del CaT. Estos casos se presentan en la Figura 2.7. Algunos Seyfert 1 y la mayoría de los “Narrow Line Seyfert 1s” en nuestra muestra caen dentro de esta categoría. En este último caso las líneas de absorción del CaT están superpuestas a las componentes anchas en emisión de las mismas transiciones, producidas en la BLR (Ferland y Persson, 1989). Algunos de esos casos son AKN 564 y Mrk 1239. En estos casos no intentamos discernir las componentes de emisión y de absorción. En algunos de estos casos. En algunos de estos objetos la información del CaT sólo se obtiene a partir de extracciones extra-nucleares (Asari, 2006).

Esta clasificación nos permite investigar cómo afectan estas notas de calidad a los espectros. Como esperábamos, la relación S/R tiende a incrementarse de c a a . Los valores medios son $S/R = 26, 37$ y 47 para calidades c, b y a , respectivamente. Además, las incertezas en los productos de CaT (dispersiones de velocidades estelares y anchos equivalentes) son menores cuanto mejor es la calidad. Así, nuestros datos comprenden 40, 15 y 17 objetos con calidades a, b y c , respectivamente, totalizando 72 galaxias con espectros de CaT de buena calidad.

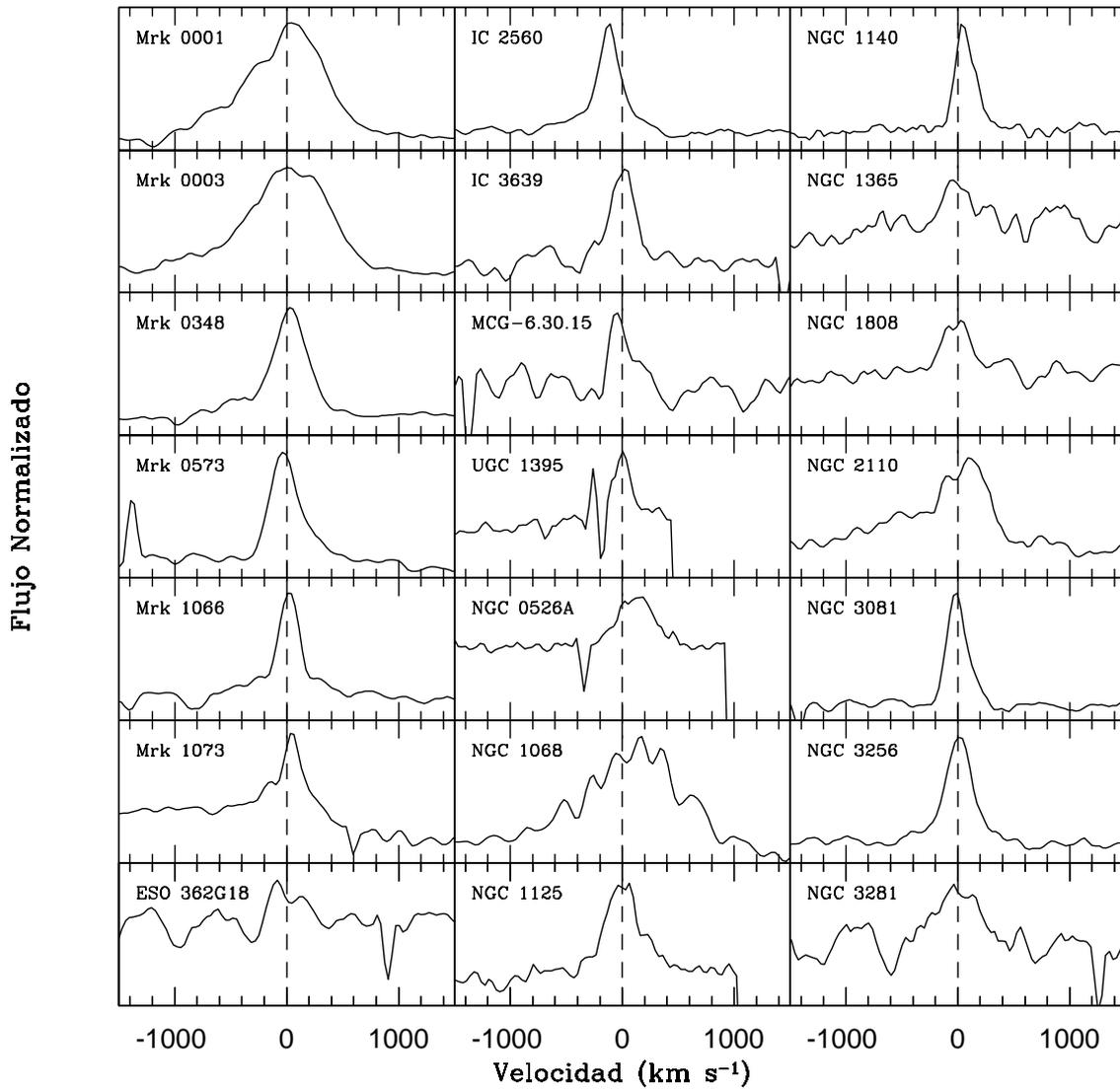


Fig. 2.8: Atlas de espectros de $[SIII]\lambda 9068.9$, normalizados al nivel del continuo.

2.4.2. Espectros de la línea de emisión $[SIII]\lambda 9068.9$

En 40 galaxias de nuestra muestra pudimos detectar la línea de emisión $[SIII]\lambda 9068.9$ con una calidad razonablemente buena (ancho equivalente mayor que $\sim 1 \text{ \AA}$). Los perfiles de $[SIII]\lambda 9068.9$ se muestran en las Figuras 2.8 y 2.9. Usando la tarea *splot* de IRAF, ajustamos gaussianas a esta emisión. En la Tabla 3.1 listamos los valores medidos de ancho espectral de la línea ($\sigma_{[SIII]}$, corregidos por ensanchamiento instrumental) y de ancho equivalente ($W_{[SIII]}$). Debido a las incertezas en la determinación de flujo explicadas anteriormente, no listamos los flujos de esta línea. El ensanchamiento $\sigma_{[SIII]}$ nos da una medida de la velocidad del gas en la NLR, y haremos uso del mismo más adelante.

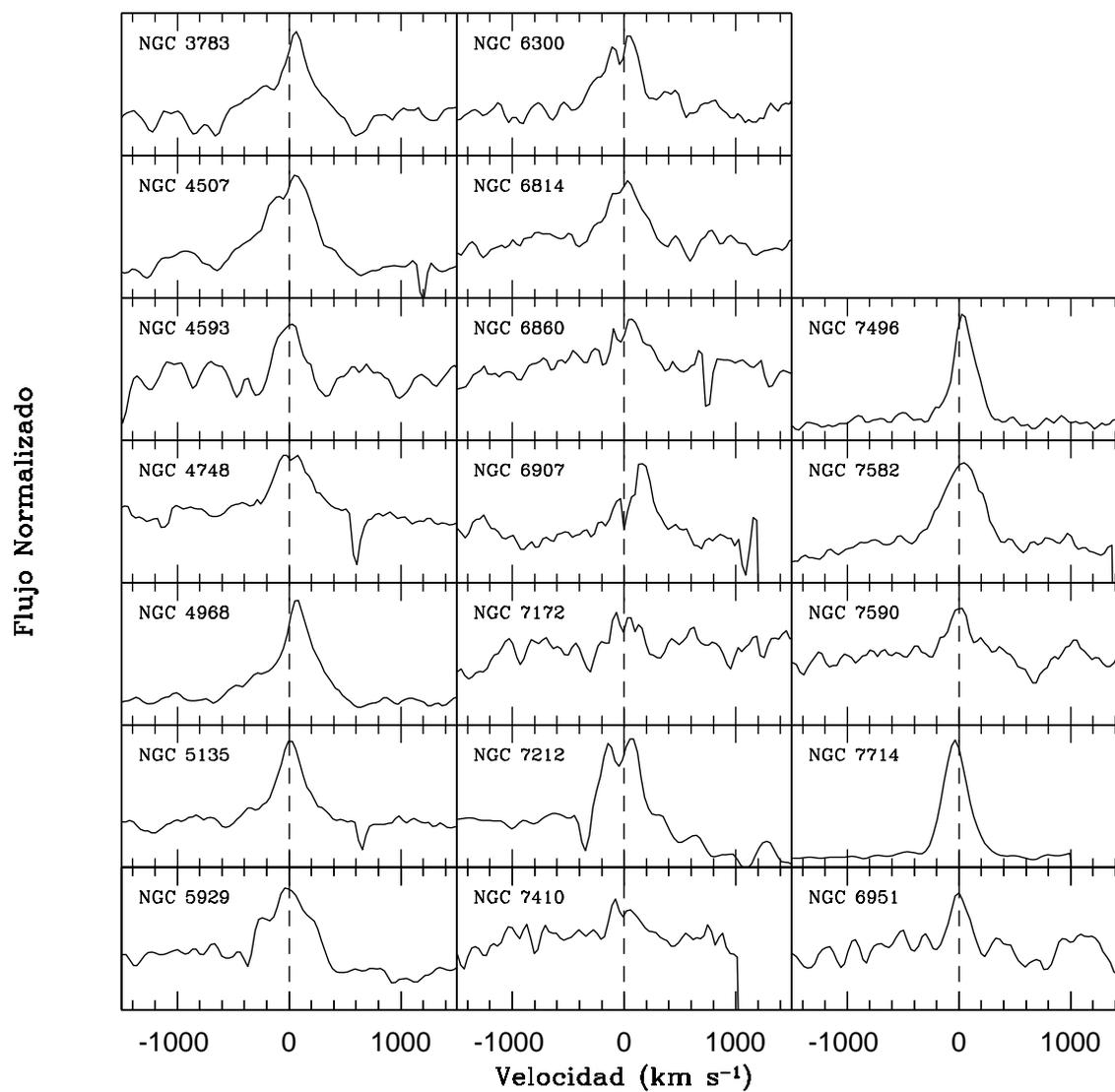


Fig. 2.9: Atlas de espectros de [SIII] λ 9068.9, normalizados al nivel del continuo.

Capítulo 3

Ajuste del Triplete del Calcio

Debido a su localización en una región espectral relativamente limpia, el CaT resulta un trazador ideal de la cinemática de galaxias, lo cual fue reconocido en estudios de galaxias normales (Pritchett 1978; Dressler 1984) y en AGN (TDT). Esto es aún más cierto en el caso de los AGN, donde los trazadores ópticos como las líneas del Mg en $\sim 5175 \text{ \AA}$ frecuentemente están contaminadas por rasgos en emisión, complicando así las medidas cinemáticas (NW). La combinación de esta ventaja y el descubrimiento de la relación $M_{\text{BH}}-\sigma_*$ renovó el interés por el CaT como herramienta para la medición de σ_* y por tanto de las masas de los agujeros negros centrales en estas galaxias.

En estas secciones presentamos las medidas de σ_* para galaxias de nuestro atlas. Empleamos dos métodos diferentes para estimar σ_* . Describiremos estos métodos en las secciones 3.1 y 3.3 y compararemos los resultados con los de la literatura en la sección 3.4.

3.1. Determinación de la intensidad del CaT y de la dispersión de velocidades estelares

Como mencionamos, existen varios métodos para determinar la dispersión de velocidades estelares en los núcleos de galaxias. Entre los más importantes figuran (a) el Método de Ajuste Directo (Direct Fitting Method: DFM) y (b) el Método de Correlación Cruzada (Cross-Correlation Method: CCM). Un análisis detallado de ambos métodos es realizado por Asari (2006). En el presente trabajo, usamos el Método de Ajuste Directo, el cual consiste en el ajuste de un espectro modelo al observado, directamente en el espacio de longitudes de onda λ (Barth, Ho y Sargent 2002). Para este método usamos el código de síntesis STARLIGHT, desarrollado por Cid Fernandes (2004). Una descripción más general del código será hecha en la Parte II de este Trabajo, donde será aplicado a la síntesis de poblaciones estelares. En esta sección describiremos su aplicación al rango del CaT.

Básicamente, el programa construye un espectro modelo M_λ combinando uno o más espectros de “estrellas estándares de velocidad” (ver inicio del Capítulo 2) más un continuo C_λ . Este espectro modelo es suavizado y desplazado en velocidad aplicando un filtro gaussiano $G(v_*, \sigma_*)$, centrado en v_* y ensanchado por σ_* . La expresión resultante para M_λ es:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^N x_j T_{j,\lambda} r_\lambda \right] \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (3.1)$$

donde

- (i) $T_{\lambda,j}$ es el espectro de la j^{th} estrella standard normalizado en λ_0 . El continuo C_λ se encuentra incluido en la base $T_{\lambda,j}$ como un conjunto de leyes de potencia con diferentes

pendientes. Cada galaxia fue modelizada con una base conteniendo sólo las estrellas estándares en velocidad observadas bajo la misma configuración instrumental, por lo que evitamos así la necesidad de correcciones debido a diferentes resoluciones espectrales.

- (ii) \vec{x} es el vector cuyas componentes x_j ($j = 1 \dots N$) representan la contribución fraccional de cada elemento de la base al flujo total de la síntesis en λ_0 , denotada por M_{λ_0} .
- (iii) $r_\lambda \equiv 10^{-0,4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$ corrige por el enrojecimiento, asumiéndolo como debido a una “pared” de polvo entre el objeto y el observador.

Las componentes del continuo en la base $T_{\lambda,j}$ se introducen con el propósito específico de permitir la concordancia entre los espectros de las estrellas estándares en velocidad y las estrellas en la galaxia, además de la posible dilución por un continuo no-estelar. Dado el limitado rango espectral de nuestros datos, no podemos esperar reproducir bien C_λ . Similarmente, la extinción se incluye en los ajustes sólo por completitud, y no incluye la corrección por extinción interna. En realidad, de todos los $N_* + 3$ parámetros en el modelo, estamos interesados sólo en uno: σ_* . El efecto de σ_* sobre M_λ es completamente diferente de todos los otros parámetros.

Llevamos a cabo los ajustes minimizando χ^2 entre el modelo y el espectro observado, de la forma:

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} [(O_\lambda - M_\lambda) w_\lambda]^2 \quad (3.2)$$

donde el peso w_λ se define como el inverso del ruido en el espectro observado O_λ . Las líneas de emisión y los rasgos “espurios” como las líneas de cielo residuales en los espectros, los mascaramos por medio de $w_\lambda = 0$. Excepto por la base espectral y el rango de longitudes de onda, este método es *idéntico* al empleado en los trabajos de Cid Fernandes *et al.* (2004, 2005), en donde se ajusta el espectro óptico de las galaxias por medio de una combinación de modelos de síntesis evolutiva con el código STARLIGHT. Exactamente el mismo código se usó en nuestros ajustes, y será descrito completamente en la Parte II.

Para ilustrar cómo trabaja en código, en la Figura 3.1 mostramos un ajuste aplicado al espectro del CaT de la región nuclear de NGC 1386. Mostramos el espectro observado, modelizado, espectro residual (~ 0) y los productos de la síntesis: χ^2 , relación Señal Ruido, extinción A_V , dispersión de velocidades σ_* , desplazamiento de las líneas espectrales v_* , proporciones de cada componente, estelar y de leyes de potencias, y las estrellas que fueron utilizadas en el ajuste.

La Figura 3.2 muestra algunos de los ajustes. En algunos objetos con espectros de CaT “limpios”, como NGC 1241 y NGC 2997, se incluyeron también algunas regiones fuera del rango de CaT, aunque luego advertimos que la determinación de σ_* no se vio afectada. En los espectros más problemáticos, como Mrk 3 y Mrk 705, elegimos concentrar los ajustes en la región del CaT, mascarando los otros rasgos. Comprobamos que la inclusión de estas máscaras afectan a la medición de σ_* , pero estas variaciones están dentro de las incertezas $\Delta\sigma_*$. En la Tabla 3.1 se listan los resultados de σ_* .

La incerteza de σ_* se estimó por el método expuesto en Barth *et al.* (2002), el cual consiste básicamente en encontrar el rango en σ_* que cause un incremento de $\Delta\chi^2 = 1$ sobre el mejor ajuste, después de reescalar los errores para obtener el mejor χ^2 de 1. Los valores de $\Delta\sigma_*$ determinados están entre en el rango de 3–24 km/s, como se muestra en la Tabla 3.1. Cuando realizamos la separación de los espectros de acuerdo a su nota de calidad, encontramos que valores medios $\Delta\sigma_* = 6, 10$ y 12 km/s para las calidades *a, b* y *c* respectivamente.

Por otro lado, una estimación independiente de las incertezas es posible en los casos de las galaxias Mrk 1210 y NGC 7130, para los cuales tenemos observaciones repetidas con diferentes

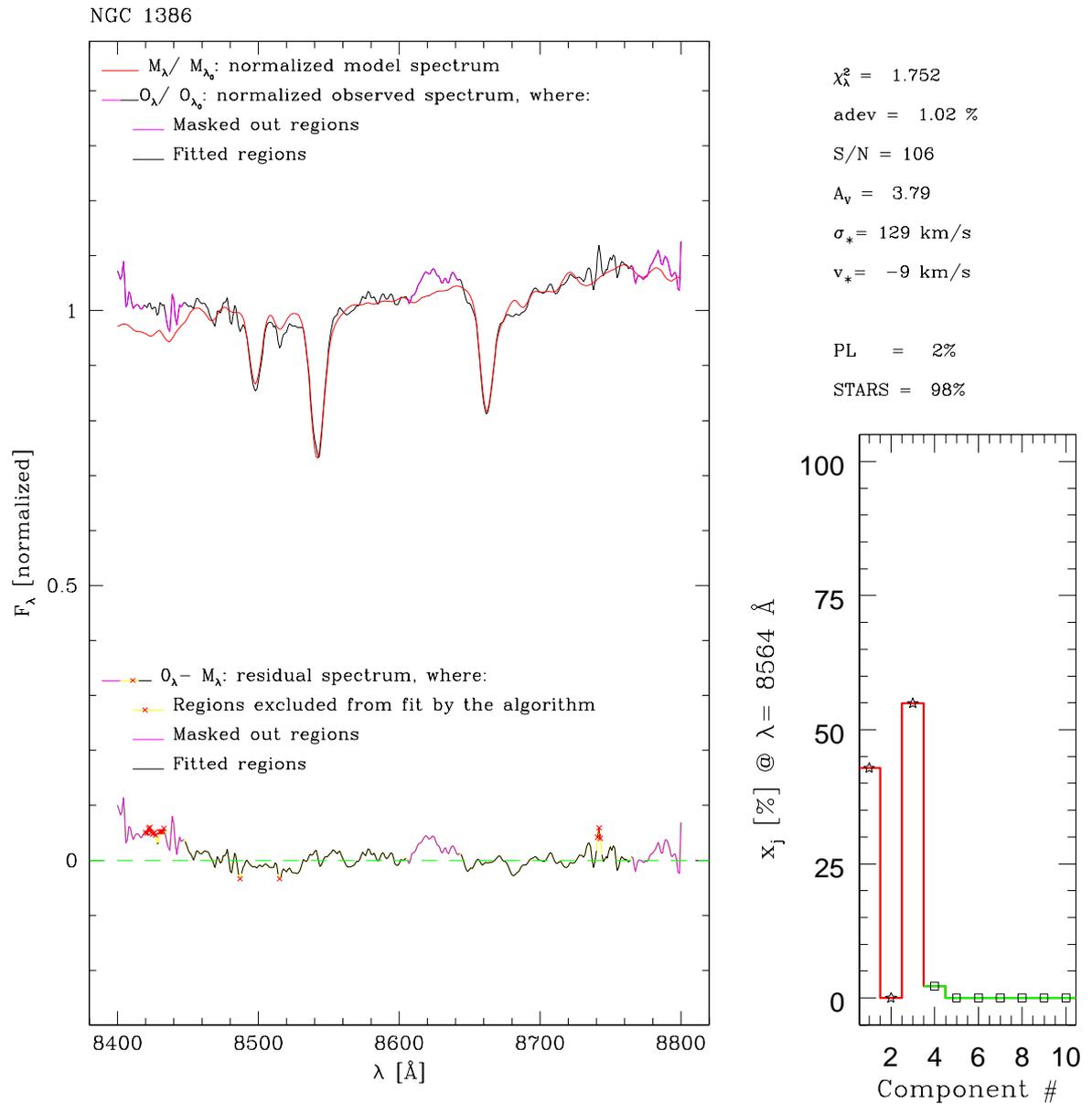


Fig. 3.1: Ejemplo de ajuste de un espectro del CaT, en este caso de la región nuclear de NGC 1386. Panel Izquierdo (Arriba): Espectro observado (en negro), espectro modelo (en rojo) y regiones mascaradas (en magenta). Panel Izquierdo (Abajo): Espectro residual $O_\lambda - M_\lambda$. Panel derecho superior: algunos valores obtenidos con la síntesis espectral. Panel derecho inferior: contribución de las estrellas estándares de velocidad (ver 2.2).

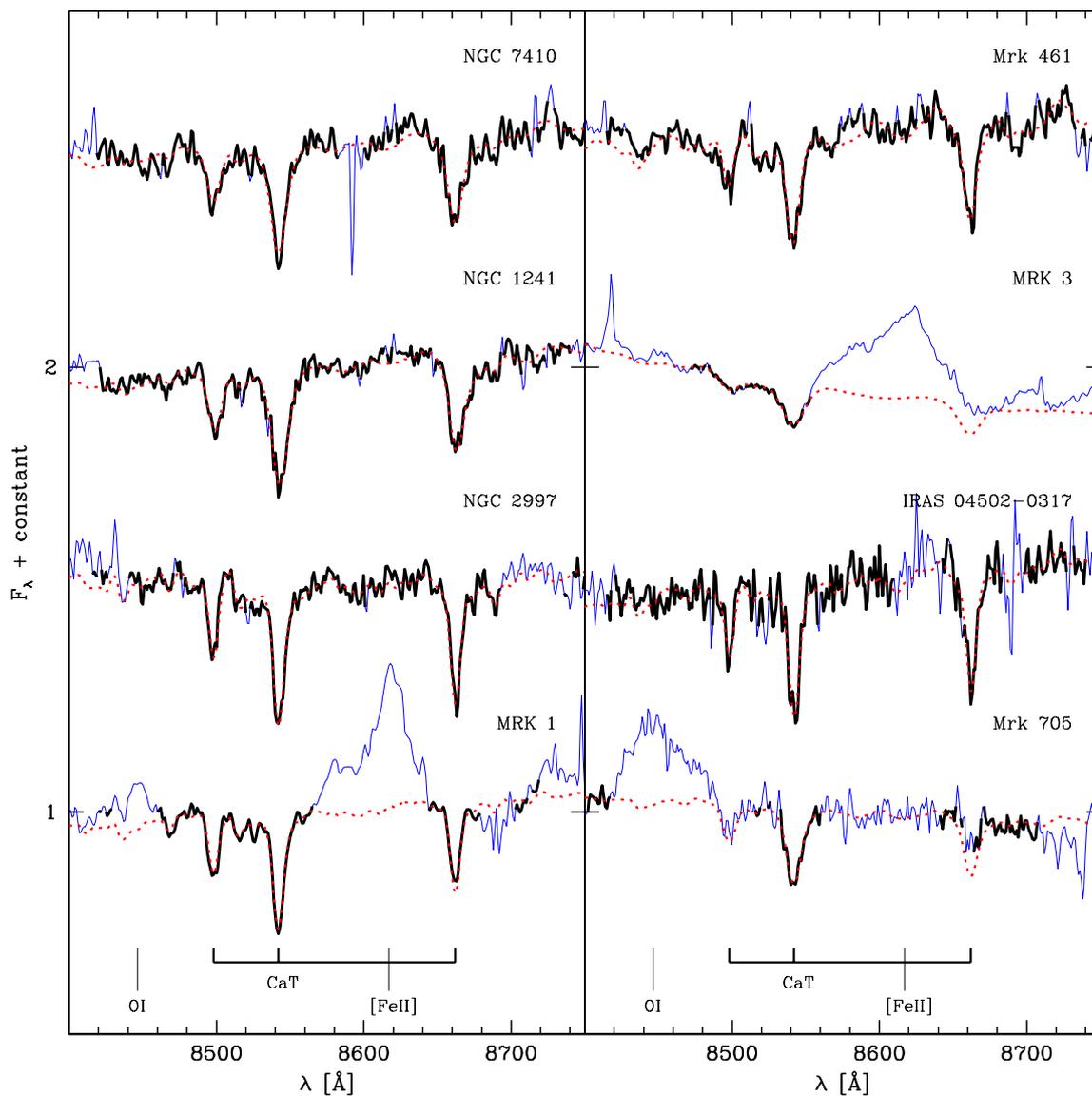


Fig. 3.2: Ejemplos de ajustes de espectros de galaxias en la región del CaT. La línea sólida muestra el espectro observado, y la línea a trazos el modelo obtenido con el método de ajuste directo. La línea más gruesa se usa para marcar la región usada para ajustar los espectros luego de aplicar las máscaras. Los espectros de NGC 7410, NGC 1241, NGC 2997 y Mrk 1 son de calidad *a*, Mrk 461 y Mrk 3 tienen calidad *b*, IRAS 04502-0317 y Mrk 705 calidad *c*.

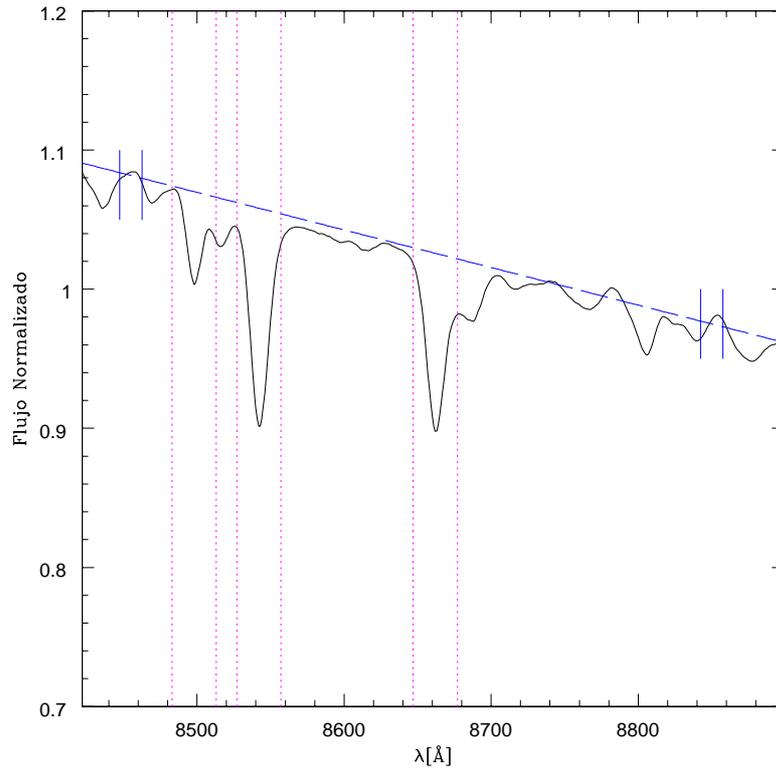


Fig. 3.3: Cálculo del ancho equivalente del CaT. En este ejemplo se muestra la integración en el espectro sintético de NGC 5169, usando las definiciones de la Tabla 3.3.

telescopios. Para Mrk 1210 obtenemos $\sigma_* = 72 \pm 9$ y 77 ± 7 km/s para ESO y KPNO 2.1m, respectivamente, mientras que para NGC 7130 obtenemos $\sigma_* = 140 \pm 8$ y 112 ± 9 km/s para ESO y KPNO 4.0m, respectivamente. En ambos casos las medidas independientes son consistentes dentro de ~ 2 sigma.

3.2. Determinación del ancho equivalente del CaT

Para la determinación del ancho equivalente de alguna línea, es necesario establecer una banda central que abarque la línea de interés, y al menos dos ventanas usadas para definir el continuo, una a cada lado de la línea usadas para definir el continuo de referencia. Los métodos empleados dependen de la elección de este continuo de referencia (Jones, Alloin y Jones, 1984; Bica y Alloin, 1987; Díaz, Terlevich y Terlevich, 1989, DTT; Cenarro *et al.* 2002). En nuestras determinaciones del ancho equivalente del CaT, adoptamos el continuo y las ventanas definidas por DTT, ilustradas en la Tabla 3.3 y en la Figura 3.3.

Aunque las longitudes de onda de las ventanas de DTT tengan algunas ventajas, principalmente por el hecho de que están libres de TiO (para λ 's > 8860 Å), pueden no resultar muy útiles en los casos en que el continuo de la galaxia no esté bien definido. Por ejemplo, en el lado azul del espectro, la ventana está cerca de la emisión del OI $\lambda 8446$; en los casos en que esta línea es muy ancha (como ocurre en los Seyfert 1), el valor medio de la ventana puede no representar adecuadamente el continuo de referencia. Para estos casos, DTT ofrecen una ventana alternativa en el azul (alrededor de 8582 Å). En el lado rojo, aún después de la sustracción del cielo, pueden sobrar algunos picos “espurios”, que pueden alterar el valor medio del flujo en esta ventana. Es por estos motivos que el continuo, definido por una recta que pasa por los valores medios del

Object	σ_{*}^{DFM} (km/s)	σ_{*}^{CCM} (km/s)	$\sigma_{[\text{SIII}]}$ (km/s)	$W_{[\text{SIII}]}$ (Å)	W_{CaT} (Å)
NGC 205	47 ± 6	74 ± 6			6.2 ± 0.2
NGC 526A	198 ± 16	219 ± 11	159	4	4.7 ± 0.5
NGC 526B	237 ± 22	167 ± 11			7.0 ± 1.1
NGC 1019	106 ± 9	110 ± 11			6.5 ± 0.5
NGC 1068	140 ± 6	147 ± 3	543	120	6.3 ± 0.4
NGC 1125	118 ± 9	138 ± 6	168	11	7.6 ± 0.5
NGC 1140	53 ± 6	60 ± 3	81	12	5.9 ± 0.7
NGC 1142	219 ± 15	202 ± 47			8.6 ± 0.4
NGC 1241	136 ± 5	142 ± 12			8.5 ± 0.4
NGC 1380	250 ± 16	215 ± 8			7.8 ± 2.4
NGC 1386	123 ± 3	133 ± 3			8.1 ± 0.2
NGC 1433	98 ± 6	113 ± 3			7.6 ± 0.4
NGC 1672	108 ± 4	111 ± 3			7.7 ± 0.2
NGC 1808	119 ± 6	129 ± 4	129	2	7.3 ± 0.4
NGC 2110	264 ± 11	273 ± 7	375	16	6.4 ± 0.3
NGC 2639	168 ± 6	155 ± 12			7.2 ± 0.2
NGC 2997	79 ± 4	89 ± 4			8.0 ± 0.4
NGC 3081	129 ± 8	113 ± 4	77	20	7.4 ± 0.4
NGC 3115	275 ± 6	268 ± 8			7.0 ± 0.4
NGC 3256	130 ± 13	100 ± 6	120	17	3.7 ± 0.5
NGC 3281	161 ± 8	176 ± 3	235	8	7.3 ± 0.4
NGC 3783	116 ± 20	114 ± 6	247	17	3.0 ± 0.2
NGC 4339	123 ± 3	129 ± 3			7.4 ± 0.2
NGC 4507	146 ± 7	152 ± 4	229	16	7.0 ± 0.4
NGC 4593	153 ± 24	105 ± 5	96	3	3.4 ± 0.3
NGC 4748	76 ± 15	78 ± 13	187	10	3.4 ± 0.5
NGC 4968	105 ± 9	106 ± 4	182	16	6.9 ± 0.5
NGC 5135	128 ± 8	124 ± 6	135	10	6.1 ± 0.4
NGC 5929	119 ± 4	122 ± 4	195	9	6.5 ± 0.2
NGC 6300	92 ± 5	110 ± 5	217	7	8.3 ± 0.4
NGC 6814	83 ± 11	113 ± 6	169	5	4.0 ± 0.3
NGC 6860	162 ± 11	141 ± 5	153:	3:	5.6 ± 0.6
NGC 6907	157 ± 12	195 ± 15	199	6	9.2 ± 1.0
NGC 6951	115 ± 4	113 ± 12	73	2	9.0 ± 0.3
NGC 7130	141 ± 8	147 ± 5			6.9 ± 0.4
NGC 7172	154 ± 6	160 ± 9	112:	1:	6.9 ± 1.1
NGC 7184	146 ± 7	131 ± 5			7.9 ± 1.2
NGC 7212	143 ± 10	140 ± 2	164	26	5.3 ± 0.2
NGC 7410	144 ± 7	144 ± 6	126:	1:	7.7 ± 0.4
NGC 7469	125 ± 12	144 ± 11			2.9 ± 0.2
NGC 7496	76 ± 10	94 ± 6	96	15	5.8 ± 0.7
NGC 7582	121 ± 7	113 ± 3	180	8	5.9 ± 0.5
NGC 7590	93 ± 4	90 ± 4	136	2	7.7 ± 2.0
NGC 7714	59 ± 9	65 ± 4	105	28	4.7 ± 2.4

Tab. 3.1: Medidas de dispersiones de velocidades y de anchos equivalentes del CaT y de [SIII] λ 9068.9. Columnas 2 y 3: dispersiones de velocidades obtenidas con el método de ajuste directo y correlación cruzada, respectivamente. Columnas 4 y 5: ensanchamientos y anchos equivalentes de [SIII] λ 9068.9. Las medidas de mayor incerteza se marcan con ‘:’. Columna 6: ancho equivalente del CaT.

Object	σ_{*}^{DFM} (km/s)	σ_{*}^{CCM} (km/s)	$\sigma_{[\text{SiII}]}$ (km/s)	$W_{[\text{SiII}]}$ (Å)	W_{CaT} (Å)
ESO 362-G08	179 ± 7	193 ± 10			7.2 ± 0.3
ESO 362-G18	126 ± 5	134 ± 4	132:	3:	6.7 ± 0.3
IC 2560	135 ± 4	138 ± 5	107	16	7.8 ± 0.4
IC 3639	95 ± 5	99 ± 5	111	10	6.3 ± 0.3
IC 5169	114 ± 12	111 ± 2			7.5 ± 0.9
IRAS 01475-0740	62 ± 11	108 ± 17			6.0 ± 0.3
IRAS 04502-0317	74 ± 8	74 ± 15			6.8 ± 0.5
MCG +01-24-012	84 ± 10	92 ± 18			6.8 ± 0.7
MCG -6.30.15	94 ± 8	103 ± 4	90	5	5.1 ± 0.5
MCG 2-8-39	170 ± 13	126 ± 11			8.0 ± 0.8
MRK 1	86 ± 4	79 ± 4	375	86	6.2 ± 0.5
MRK 3	228 ± 13	249 ± 4	364	42	4.2 ± 0.4
MRK 78	201 ± 8	186 ± 4			7.3 ± 0.3
MRK 273	211 ± 14	186 ± 2			7.7 ± 0.7
MRK 348	95 ± 6	98 ± 8	179	40	6.3 ± 0.2
MRK 573	147 ± 5	148 ± 3	171	28	7.9 ± 0.1
MRK 1066	100 ± 4	90 ± 6	119	21	5.9 ± 0.4
MRK 1073	114 ± 6	109 ± 5	168	24	5.9 ± 0.5
Mrk 40	125 ± 7	116 ± 4			4.0 ± 0.4
Mrk 372	155 ± 6	161 ± 5			6.4 ± 0.5
Mrk 461	111 ± 6	123 ± 4			5.6 ± 0.4
Mrk 516	113 ± 12	114 ± 7			7.4 ± 0.6
Mrk 705	128 ± 11	120 ± 15			5.1 ± 0.3
Mrk 915	181 ± 18	146 ± 16			5.2 ± 0.6
Mrk 1210	77 ± 7	82 ± 16			6.7 ± 0.4
UGC 1395	66 ± 6	62 ± 16	47:	4:	6.5 ± 0.4
UGC 12138	115 ± 10	136 ± 8			6.9 ± 0.6
UGC 12348	155 ± 9	165 ± 14			7.6 ± 0.4

Tab. 3.2: Continuación de la Tabla 3.1.

Índices adoptados			
Línea	Banda Central	Banda en el Azul	Banda en el Rojo
Ca1 λ 8498.02	8483.0-8513.0	8447.5-8462.5	8842.5-8857.5
Ca2 λ 8542.09	8527.0-8557.0	8447.5-8462.5	8842.5-8857.5
Ca3 λ 8662.14	8647.0-8677.0	8447.5-8462.5	8842.5-8857.5

Tab. 3.3: Intervalos de longitud de onda usados para calcular el ancho equivalente del CaT.

flujo en estas ventanas a cada lado de la línea, quede por arriba o por abajo de las líneas.

Debido a estas razones, elegimos realizar las mediciones del ancho equivalente usando espectros *sintéticos*. Dada la eficiencia de los ajustes, esta estrategia está justificada. Calculamos los anchos equivalentes a través de la relación

$$W = \int_{\lambda_a}^{\lambda_b} \left[1 - \frac{F_\lambda}{F_c} \right] d\lambda \quad (3.3)$$

donde F_λ y F_c son los flujos del espectro y del continuo de referencia, respectivamente. La integración la realizamos a $\pm 15 \text{ \AA}$ del valor central de cada línea (λ_c), es decir, entre $\lambda_a = \lambda_c - 15 \text{ \AA}$ y $\lambda_b = \lambda_c + 15 \text{ \AA}$.

3.3. Método de Correlación Cruzada

Una de las primeras técnicas ideadas para medir las dispersiones de velocidades estelares en galaxias es el método de correlación cruzada (Tonry y Davis, 1979). NW apelaron a este método y mostraron que en la región del CaT ofrece razonablemente buenos resultados. En este trabajo usamos para el método de correlación cruzada la tarea *fxcor* de IRAF, la cual encuentra la función de correlación cruzada entre la galaxia y el espectro de referencia en el espacio de Fourier. El máximo de esta función se modeliza posteriormente por una gaussiana. Usamos las mismas máscaras individuales usadas en el Método de Ajuste Directo, y permitimos la sustracción de un continuo lineal en los espectros de las galaxias. Calibramos la salida de *fxcor* para tener en cuenta la resolución instrumental. En la columna 3 de la Tabla 3.1 mostramos los valores de σ_* obtenidos por este método. En este caso evaluamos las incertezas a partir del desvío cuadrático medio en los valores de σ_* obtenidos usando las diferentes estrellas.

Encontramos que ambos métodos proveen medidas de dispersiones de velocidades consistentes dentro de 19 km/s (en media). La concordancia es mejor para los espectros de calidad *a*, para los cuales la diferencia entre σ_*^{DFM} y σ_*^{CCM} es de sólo 9 km/s. Para los espectros de calidad *b* y *c* los métodos concuerdan dentro de 20 y 30 km/s para el método directo y de correlación cruzada, respectivamente, lo cual confirma aún más que la calidad de los datos es la mayor fuente de incertezas en la determinación de σ_* . Las incertezas $\Delta\sigma_*$ obtenidos con los dos métodos son similares, con una diferencia de 6 km/s.

3.4. Comparación con la Literatura

En la Figura 3.4 comparamos nuestras medidas de σ_* obtenidas con el método de ajuste directo con los valores compilados de la literatura para objetos en común. Las dos mayores fuentes de σ_* son NW y Cid Fernandes *et al.* (2004), con 14 y 22 objetos en común con nuestra muestra, respectivamente. NW derivan σ_* del método de correlación cruzada aplicado al CaT o las líneas del Mg en el óptico, mientras que Cid Fernandes *et al.* (2004) estiman σ_* ajustando los espectros de Seyfert 2 en 3500–5200 \AA mediante una combinación de modelos de poblaciones estelares simples de Bruzual y Charlot (2003; BC03). Estos dos estudios concuerdan en sus estimaciones de σ_* a un nivel de $\pm 21 \text{ km/s}$ en desviación cuadrática media de los datos.

Nuestras estimaciones de σ_* se encuentran en buen acuerdo con las estimaciones previas. La diferencia entre nuestros valores y los de la literatura es de 22 km/s. La dispersión de los datos es algo menor para los de calidad *a* (21 km/s) que para los de calidad *b* y *c* (25 km/s). Además, en media, nuestras estimaciones de σ_* son sólo 4 km/s menores que las de la literatura. Comparamos también los datos obtenidos con el método de correlación cruzada con los publicados anteriormente, y obtenemos resultados muy similares (desvío muestral de ~ 22

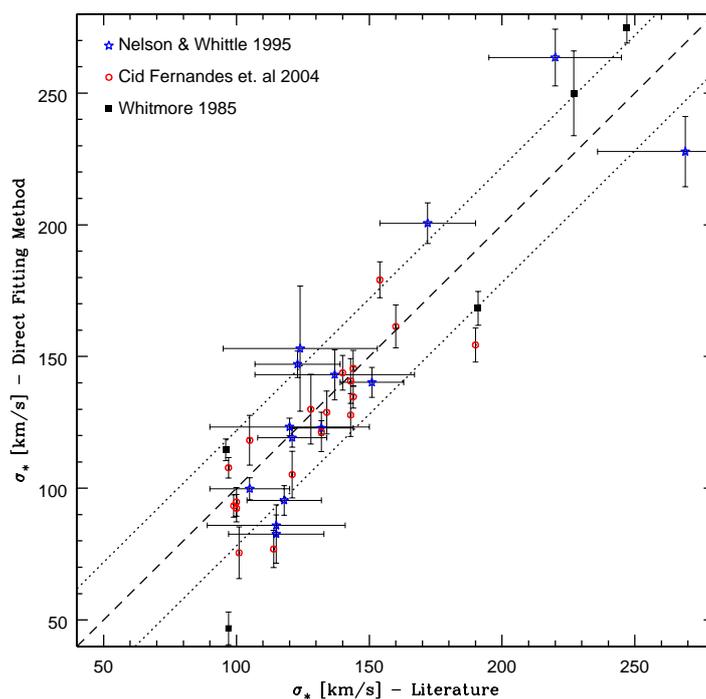


Fig. 3.4: Comparación de las dispersiones de velocidades estelares estimadas en este trabajo y los compilados en la literatura. La línea a trazos representa la identidad, y la de puntos la dispersión global media ($= 1$ sigma) de ± 22 .

km/s). Dadas las diferencias en la calidad de los datos, extracciones espaciales, métodos y análisis, además de las incertezas propias en la determinación de σ_* , concluimos que no existen diferencias significativas entre nuestras estimaciones de σ_* y los obtenidos en estudios previos.

Capítulo 4

Sensibilidad del CaT a las Contribuciones del Continuo

Uno de los objetivos principales de este trabajo es la evaluación de la utilidad real del CaT como un diagnosticador de la población estelar. Puesto que nuestra muestra está dominada por núcleos activos, antes de discutir las poblaciones estelares debemos examinar hasta qué punto la luz no-estelar afecta nuestras mediciones de CaT.

4.1. Efectos del continuo no-estelar en la intensidad del CaT

Como explicado anteriormente, adoptamos las definiciones de W_{CaT} y W_{CaT^*} de Cenarro *et al.* (2001a). Estos autores ofrecen dos definiciones del ancho equivalente del triplete del calcio: 'CaT', que llamaremos W_{CaT} , la cual consiste en la suma de los anchos equivalente de las tres componentes de las líneas del calcio ionizado, y 'CaT*', que aquí llamaremos W_{CaT^*} , que es la corrección de W_{CaT} por la contaminación de las líneas de Paschen en absorción. Estos anchos equivalentes los medimos con respecto a un continuo definido por el ajuste del espectro en 5 ventanas en el rango espectral 8474-8792 Å. Como mencionamos en el capítulo anterior, debido a la presencia de rasgos no deseados en los espectros observacionales, optamos por medir W_{CaT} y W_{CaT^*} en los espectros sintéticos. Por otro lado, nuestra base espectral usada para ajustar los espectros observados no contiene estrellas con los tipos espectrales que muestran las líneas de Paschen, de tal manera que usamos W_{CaT} como los anchos equivalentes de nuestros espectros.

Todos los datos nucleares del CaT se refieren a aperturas de $\sim 2'' \times 2''$, según explicado antes. Para tener en cuenta las diferentes resoluciones espectrales involucradas en la determinación de las dispersiones de velocidades estelares de nuestras galaxias realizamos la siguiente corrección: ensanchamos cada espectro para coincidir con el valor más alto de $\sigma_*^2 + \sigma_{inst}^2$ de nuestra muestra, el cual corresponde NGC 3115 ($\sigma_* = 275$ y $\sigma_{inst} = 56$ km/s). Esta corrección cambia el valor de W_{CaT} por aproximadamente un 10% con respecto a los valores obtenidos en el capítulo anterior. También usamos en nuestros análisis las medidas de W_{CaK} de Cid Fernandes *et al.* (2004).

4.2. Seyfert 1 x Seyfert 2

Es un hecho bien conocido que un continuo no-estelar está presente en los núcleos Seyfert 1. La contribución de esta componente en los Seyfert 2 ha sido un tópico de mucha controversia en el pasado. Una manera de abordar este problema es comparar los Seyfert 1 con los Seyfert 2 a través del comportamiento del CaT

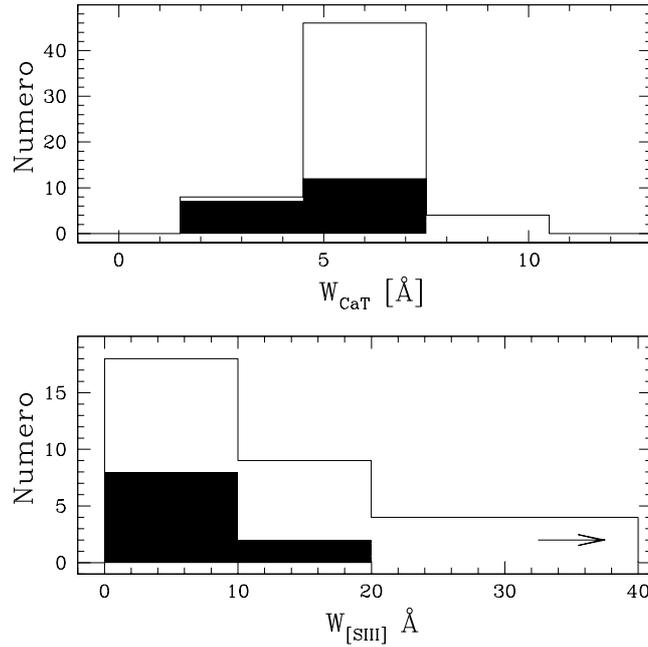


Fig. 4.1: Distribuciones de anchos equivalentes (medidas nucleares) para el CaT (arriba) y [SIII] λ 9068.9 (abajo). Áreas llenas denotan Seyfert 1 y áreas vacías Seyfert 2.

La Figura 4.1 (panel superior) muestra las distribuciones de W_{CaT} para los Seyfert 1 (incluyendo los subtipos 1–1.9) marcadas con áreas llenas. Casi todas los Seyfert 2 tienen W_{CaT} entre 4 y 8 Å, con una media de 6.5 Å. Estos valores tienden a ser menores en los Seyfert 1, con una media de 4.8 Å. Las líneas de emisión de la NLR siguen el mismo comportamiento, con menores anchos equivalentes en Seyfert 1 que en Seyfert 2. Esto se ilustra para la línea [SIII] λ 9068.9, en el panel inferior de la Figura 4.1.

Otra manera de ilustrar este resultado se muestra en la Fig. 4.2, donde graficamos la intensidad del CaT en función de la contribución fraccionaria de una ley de potencia al continuo en la región del CaT. Esta fracción, la cual denotamos por x_{PL} (PL: Power-Law; Ley de Potencias), se deduce de los ajustes presentados en el Capítulo 3, donde, además de las estrellas observadas, se incluyeron varias leyes de potencia de diferentes pendientes, a fin de simular los efectos de una posible “template mismatch” (no concordancia espectral) en las mediciones del CaT. Estas leyes de potencias se usaron para tener en cuenta todas las posibles contribuciones estelares y no-estelares en el continuo alrededor del CaT para cada tipo de núcleo. La Tabla 4.1 lista los valores de x_{PL} junto con los valores (ya corregidos) de W_{CaT} y sus errores.

El gráfico muestra que la contribución x_{PL} es menor para Seyfert 2s que para Seyfert 1s. Además, los valores de x_{PL} y W_{CaT} obtenidos para Seyfert 2s son mayores (en promedio) que aquéllos encontrados para las galaxias no-activas de la muestra. Es de remarcar que x_{PL} representa todas las posibles contribuciones espectrales que no sean exclusivamente las contempladas en nuestra base de estrellas, esto es, posible contribución estelar de otros tipos espectrales además de posible contribución no-estelar. En el caso de las galaxias normales, el “template mismatch” es ciertamente debido a otras estrellas de diversos tipos espectrales, mientras que en los núcleos Seyfert 1 es la manifestación de un continuo no-estelar. En el caso de las Seyfert 2s, la contribución del núcleo activo es del orden del 30-40%, por lo que el “template mismatch” es debido a una mezcla de ambos mecanismos de ionización, tanto estelar como de una ley de potencia del núcleo activo.

Nombre	Type	W_{CaT} (Å)	x_{PL}	Nombre	Type	W_{CaT} (Å)	x_{PL}
NGC 205	Normal	5.68±0.46	32	NGC 7410	Sy 2	7.10±0.46	22
NGC 526A	Sy 1.9	4.46±0.45	49	NGC 7469	Sy 1.5	2.72±0.45	65
NGC 526B	Normal	6.80±0.47	19	NGC 7496	Sy 2	5.45±0.47	37
NGC 1019	Sy 1.5	5.92±0.44	35	NGC 7582	Sy 2	5.22±0.47	14
NGC 1068	Sy 2	5.84±0.48	24	NGC 7590	Sy 2	7.12±0.43	17
NGC 1125	Sy 2	6.89±0.46	21	NGC 7714	Starburst	4.25±0.46	53
NGC 1140	Starburst	5.46±0.44	37	MARK 0001	Sy 2	5.64±0.46	25
NGC 1142	Sy 2	7.99±0.46	0	MARK 0003	Sy 2	3.97±0.48	47
NGC 1241	Sy 2	7.86±0.43	18	MARK 0040	Sy 1	4.24±0.46	38
NGC 1365	Sy 1.8	0.93±0.46	85	MARK 0078	Sy 2	6.90±0.45	15
NGC 1380	Normal	7.64±0.46	5	MARK 0079	Sy 1.2	2.64±0.46	55
NGC 1386	Sy 2	7.47±0.46	5	MARK 0273	Sy 2	7.30±0.44	10
NGC 1433	Normal	6.79±0.44	4	MARK 0348	Sy 2	5.87±0.44	21
NGC 1672	Starburst	7.16±0.44	14	MARK 0372	Sy 1.5	6.08±0.46	6
NGC 1808	Starburst	6.83±0.46	21	MARK 0461	Sy 2	5.57±0.46	25
NGC 2110	Sy 2	6.34±0.47	19	MARK 0516	Sy 1.8	6.63±0.46	28
NGC 2639	Sy 1.9	6.74±0.44	27	MARK 0573	Sy 2	7.26±0.44	9
NGC 2997	Normal	7.39±0.45	16	MARK 0705	Sy 1.2	4.61±0.46	41
NGC 3081	Sy 2	6.89±0.46	24	MARK 0915	Sy 1.8	4.78±0.47	28
NGC 3115	Normal	7.04±0.45	15	MARK 1066	Sy 2	5.31±0.45	31
NGC 3256	Starburst	3.46±0.46	55	MARK 1073	Sy 2	5.50±0.46	25
NGC 3281	Sy 2	6.85±0.45	19	MARK 1210	Sy 2	6.22±0.48	38
NGC 3783	Sy 1.5	2.72±0.45	66	MARK 1239	Sy 1.5	0.92±0.47	81
NGC 4339	Normal	6.91±0.46	6	ESO 362-G08	Sy 2	6.87±0.45	22
NGC 4507	Sy 2	6.56±0.45	24	ESO 362-G18	Sy 1.5	6.14±0.45	28
NGC 4593	Sy 1	3.29±0.45	60	IC 2560	Sy 2	7.32±0.45	14
NGC 4748	Sy 1	3.06±0.44	63	IC 3639	Sy 2	5.80±0.46	31
NGC 4968	Sy 2	6.46±0.45	20	IC 5169	Sy 2	6.88±0.45	19
NGC 5135	Sy 2	5.60±0.46	37	IRAS 01475-0740	Sy 2	5.48±0.47	36
NGC 5929	Sy 2	6.08±0.46	17	IRAS 04502-0317	Sy 2	6.37±0.47	19
NGC 6300	Sy 2	7.69±0.44	17	MCG -01-24-012	Sy 2	6.28±0.47	27
NGC 6814	Sy 1.5	3.52±0.47	47	MCG -02-08-039	Sy 2	7.37±0.46	5
NGC 6860	Sy 1.5	5.16±0.43	48	MCG -06-30-015	Sy 1.5	4.60±0.45	47
NGC 6907	Normal	8.54±0.44	4	MCG +8-11-11	Sy 1.5	0.92±0.44	84
NGC 6951	Sy 2	8.28±0.45	10	UGC 1395	Sy 1.9	5.98±0.45	33
NGC 7130	Sy 1.9	6.43±0.45	25	UGC 12138	Sy 1.8	6.26±0.44	14
NGC 7172	Sy 2	6.36±0.44	25	UGC 12348	Sy 2	6.78±0.45	12
NGC 7184	Normal	7.34±0.44	19	UGC 3478	Sy 1.2	1.28±0.44	66
NGC 7212	Sy 2	4.92±0.46	33	AKN 564	Sy 1.8	3.05±0.49	32

Tab. 4.1: Resultados de W_{CaT} y x_{PL} . Las columnas listan el tipo de galaxia, tipo de actividad, ancho equivalente W_{CaT} y contribución x_{PL} (en %). Todos los valores de W_{CaT} son medidos en el mismo sistema, como explicado en el texto.

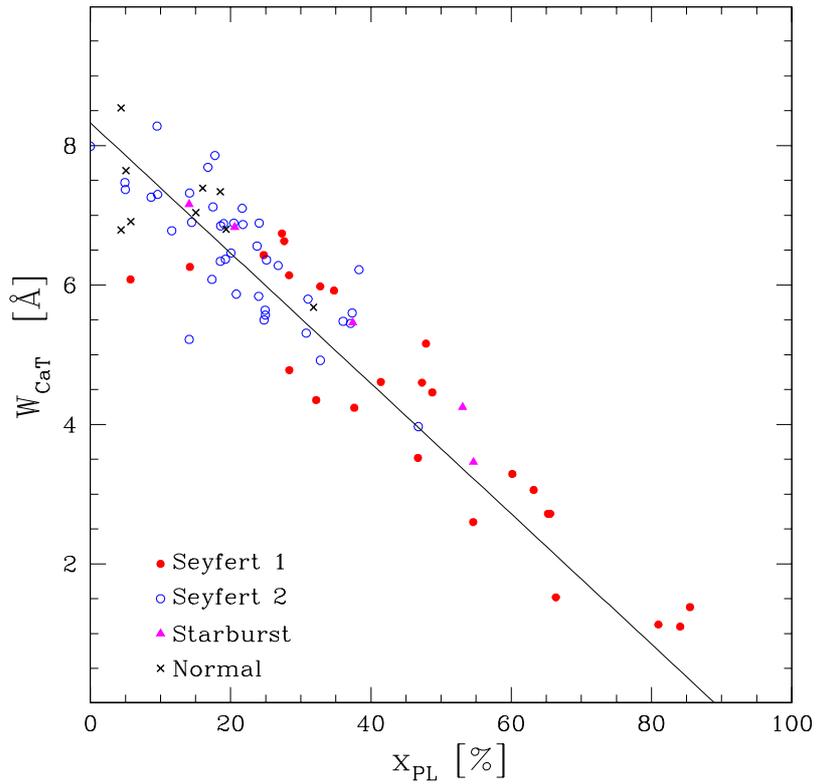


Fig. 4.2: W_{CaT} vs. x_{PL} , porcentaje de la contribución en leyes de potencias a la síntesis.

El hecho de que se evidencie la desigualdad $W_{CaT}(\text{Sey1}) < W_{CaT}(\text{Sey2})$ y similarmente $W_{[SIII]}(\text{Sey1}) < W_{[SIII]}(\text{Sey2})$, es consistente con el modelo unificado, el cual predice una dilución de los anchos equivalentes de las líneas de absorción y de emisión en fuentes donde el continuo no-estelar nuclear es visto directamente, como es el caso de los núcleos Seyfert 1. Por otra parte, el hecho de que el rango de intensidades del CaT sea similar para Seyfert 2 que para galaxias normales, es indicativo de que su continuo dispersado, si está presente, es demasiado débil como para producir un efecto notorio en el rango óptico-infrarrojo.

4.3. Dilución por un continuo subyacente sin características: El diagrama CaT vs CaK

Mientras los resultados reportados aquí sugieren que no nos deberíamos preocupar por la luz no-estelar en los Seyfert 2 en el rango del CaT, es deseable comprobar esta idea más concluyentemente antes de proceder a un análisis del W_{CaT} en términos sólo de poblaciones estelares. Podemos hacer esto combinando nuestros datos de CaT con información proveniente de otro rango espectral. El ancho equivalente de la línea CaII K en absorción a 3933 Å (W_{CaK}) provee la información necesaria para tal fin. La línea CaK, que se origina en estrellas viejas y tardías del bulbo galáctico, es muy sensible a la dilución de un continuo azul. Claro que este continuo puede ser debido ya sea al núcleo activo como a una población vieja, y el valor de W_{CaK} por sí solo no puede distinguir entre estas dos posibilidades (Storchi-Bergmann *et al.* 2000). Sin embargo, la combinación de W_{CaK} con los datos de W_{CaT} ayuda salvar esa ambigüedad.

La idea, desarrollada primeramente por TDT, es simple: si el CaK está diluido por un verdadero continuo sin características, y el mismo se extiende desde el óptico hasta el IR cercano, entonces el CaT también se encontraría apreciablemente diluido. De numerosas observaciones de Seyfert 1 y quasars, sabemos que el continuo óptico en el núcleo activo puede ser bien descrito por una ley de potencias del tipo $F_V^{FC} \propto \nu^{-\alpha}$, con α en el rango de 1–2¹, donde FC denota el continuo sin características (“Featureless Continuum”). Este continuo no-estelar se superpone a la luz no-estelar del bulbo galáctico.

Supongamos que el bulbo galáctico tiene (intrínsecamente) anchos equivalentes W_{CaK}^* y W_{CaT}^* , y que el cociente de los flujos de continuo estelar en esas dos líneas es $c^* \equiv C_{\lambda_{CaK}}^*/C_{\lambda_{CaT}}^*$. Obtenemos así la siguiente relación entre los valores observados de CaK y CaT:

$$W_{CaK} = W_{CaK}^*(1 - x_{CaK}^{FC}). \quad (4.1)$$

$$W_{CaT} = W_{CaT}^* \frac{1}{1 + c^* \times \left(\frac{\lambda_{CaT}}{\lambda_{CaK}}\right)^{-\beta} \times \frac{x_{CaK}^{FC}}{1 - x_{CaK}^{FC}}} \quad (4.2)$$

donde x_{CaK}^{FC} es la fracción del continuo total en 3933 Å que proviene del FC.

Realizamos la modelización de una mezcla de un continuo sin características y el continuo de un bulbo galáctico en la forma de líneas “FC + SSP”, donde SSP se refiere a Poblaciones Estelares Simples (“Simple Stellar Population” o SSP, por sus siglas en inglés; ver su obtención y descripción más general en la Parte II) representativa de una población de unos 10×10^9 años, típica de galaxias elípticas y bulbos, obtenidas de los modelos de Bruzual y Charlot (2003, BC03) para metalicidad solar. El uso práctico de la ecuación 4.2 requiere estipular algunos valores fiduciales para W_{CaK}^* , W_{CaT}^* y c^* . Adoptamos $(W_{CaK}^*, W_{CaT}^*) = (21, 1, 7, 9)$ Å y $c^* = 0,38$.

La ecuación 4.2 es graficada sobre los datos en el diagrama W_{CaT} versus W_{CaK} , como se muestra en la Figura 4.3. Las líneas indican los modelos “Bulbo + FC” para diferentes valores de la pendiente de α y para x_{CaK}^{FC} decreciendo de 100 % a $(W_{CaT}, W_{CaK}) = (0, 0)$ a 0 % a $(W_{CaT}, W_{CaK}) = (W_{CaT}^*, W_{CaK}^*)$. Las medidas de W_{CaK} son de estudios en el óptico de Cid Fernandes *et al.* (1998, 2001, 2004). De las 78 galaxias de nuestra muestra, 42 se superponen con esos estudios, la mayoría (31) Seyfert 2.

¹ o, equivalentemente, $F_{\lambda}^{FC} \propto \lambda^{-\beta}$, con $\beta = 2 - \alpha$

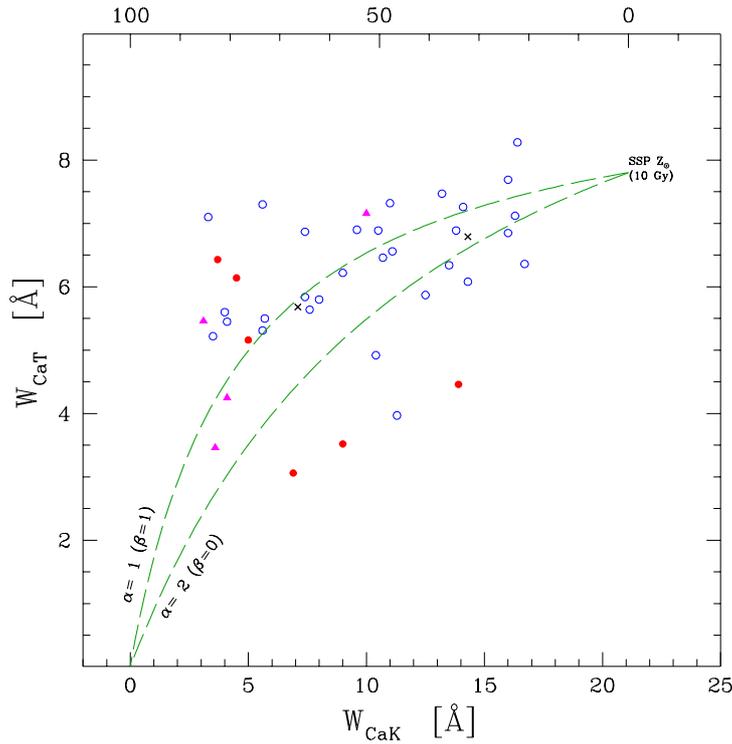


Fig. 4.3: Anchos equivalentes de CaT vs. anchos equivalentes de CaK. Las líneas muestran las curvas de dilución esperada (ecuación 4.2) para el bulbo + continuo no-estelar, con $\alpha = 1$ y 2 (típicos valores para AGN del tipo 1). La escala superior muestra el porcentaje de la contribución x_{CaK}^{FC} . Símbolos como en la Figura 4.2.

Vemos que algunos núcleos Seyfert se alinean a lo largo de las curvas “Bulbo+FC”. Sin embargo, a fin de explicar todos los objetos, es necesaria una contribución de x_{CaK}^{FC} de alrededor de 50 % o más. Hay algunos Seyfert con alto W_{CaT} y bajo W_{CaK} que no son explicados en términos de estos modelos para α entre 1 ($\beta=1$) y 2 ($\beta=0$), los cuales son representativos de AGN del tipo 1. Para estos objetos, sólo si el valor de α fuera tan bajo como $\sim 0,5$ o menos las líneas de dilución pasarían aproximadamente por los valores observados, pero ni siquiera los quasars presentan un continuo tan extremadamente azul. Tal continuo podría ser producido, en principio, por la dispersión de la luz emitida por el núcleo activo por partículas de polvo. No obstante, los valores requeridos de la fracción x_{CaK}^{FC} (del orden del $\sim 50\%$) implicaría que se evidencie la luz dispersada de las líneas anchas en el óptico, en cuyo caso la galaxia no sería clasificada como una Seyfert 2 (argumento ya presentado por Cid Fernandes y Terlevich en 1995). Además, alrededor de la mitad de los Seyfert 2 con x_{CaK}^{FC} mayor que 50 % mostraría Líneas de Balmer de Alta Orden (LBAO) en absorción en sus espectros (González Delgado *et al.* 2001). Así, LBAO no-diluídas argumentan en contra de una dilución por leyes de potencia en estos objetos.

Debemos puntualizar que los modelos “FC + SSP” en la Figura 4.3 están computados con valores de metalicidad solar. Para otras metalicidades, los números fiduciales son algo diferentes (principalmente, menores valores W_{CaT}), y las líneas estarían aproximadamente 1 Å más abajo. En otras palabras, las líneas en la Figura 4.3 deben ser considerados como un límite superior para los modelos “FC + SSP”.

También computamos modelos del tipo “FC + E” (no mostrados en la Figura 4.3), donde E se refiere a NGC 2110, la galaxia Seyfert 2 más temprana de nuestra muestra ($t=-3$) para la cual

determinamos W_{CaK} y W_{CaT} . Para estos modelos, $(W_{\text{CaK}}^*, W_{\text{CaT}}^*) = (13,5, 6,34) \text{ \AA}$, y las líneas de dilución estarían aún más distante de los datos para el mismo rango de α considerado antes. Ni siquiera para α tan bajo como ~ 0 (lo cual no es realista) los modelos se alinearían a los datos. Así, nuestras conclusiones principales acerca de los modelos del tipo “FC + Bulbo” aplicados a Seyfert 2 permanecen válidas.

TDT habían realizado el mismo análisis, pero usando la línea MgIb a 5175 Å en lugar de CaK (ver también Jiménez-Benito *et al.* 2000). Ellos concluyen que si la dilución observada de MgIb es debida a una ley de potencias de razonable pendiente, entonces el CaT debería estar diluída también, contrariamente a sus resultados empíricos. Aquí, consideramos modelos del tipo “FC + SSP” con alguna combinación razonable de W_{CaK}^* , W_{CaT}^* y c^* representativos de poblaciones estelares viejas. Estos modelos muestran que una dilución por leyes de potencia no parece ser completamente adecuada para explicar las intensidades observadas de los rangos ópticos e IR simultáneamente. Por lo tanto, una simple combinación de una componente de Bulbo más un continuo del tipo núcleo activo, como postulado (y aún a veces tenido en cuenta) en los primeros días de la investigación de núcleos activos (Koski, 1978), no es una descripción viable de los datos. Analizaremos otra explicación para el comportamiento de W_{CaK} y W_{CaT} .

4.4. La intensidad del CaT como un diagnosticador de Poblaciones Estelares

Ahora que hemos considerado la dilución por luz no-estelar en el rango del CaT en Seyfert 2, procederemos al análisis de las poblaciones estelares.

El comportamiento de W_{CaT} como función de los parámetros estelares (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$) ha sido abordado por varios autores (DTT entre otros). Este conocimiento ha sido incorporado en modelos de síntesis de poblaciones, los cuales mapean la dependencia del CaT con la edad y la metalicidad de poblaciones estelares contemporáneas (e.g., Idiart, Thevenin y de Freitas Pacheco 1997). Recientemente, Cenarro y colaboradores realizaron una revisión de este tema, analizando el CaT en una gran biblioteca de estrellas y produciendo predicciones actuales del comportamiento del CaT en poblaciones estelares integradas (Cenarro *et al.* 2001a,b, 2002; Vazdekis *et al.* 2003).

A pesar de los esfuerzos tempranos de que el CaT pueda servir como un indicador de la metalicidad para galaxias (como lo es para cúmulos globulares, al menos debajo de $\sim 0,3Z_{\odot}$; Armandroff y Zinn 1988; Idiart *et al.* 1997; Vazdekis *et al.* 2003), o como trazadores de una reciente formación estelar, debido a su sensibilidad a la presencia de supergigantes rojas (RSG; ver TDT; García-Vargas, Mollá y Bressan 1998; Mayya 1997), las observaciones han revelado que el CaT presenta muy poca variación en su intensidad, para un amplio rango de morfologías y propiedades de las poblaciones estelares. Esta poca sensibilidad es cualitativamente consistente con la nueva generación de modelos de síntesis (Vazdekis *et al.* 2003), que muestran que, para metalicidades mayores que $\sim -0,5$ dex, este rasgo varía poco como función de la edad y la metalicidad.

Teniendo en cuenta todo esto, vemos que estos resultados dejan muchas dudas sobre la real utilidad del CaT como diagnosticador de las poblaciones estelares. En esta sección abordaremos este tema desde una perspectiva más empírica. Como en la sección anterior, la información de la línea CaK será incorporada en este análisis.

4.4.1. CaT versus CaK

Asumamos que las líneas del CaK se encuentran fuertemente diluídas en los Seyfert 2 debido a la presencia de una componente Starburst, en línea con investigaciones previas. En particular,

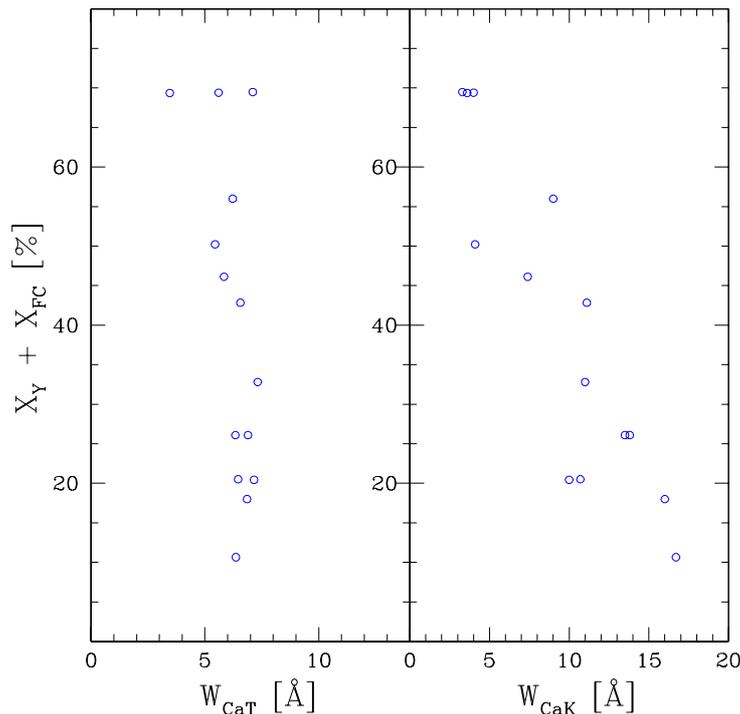


Fig. 4.4: Porcentaje de la contribución (en flujo) de la componente Starburst a los espectros sintéticos vs. W_{CaT} (izquierda) y W_{CaK} (derecha) en Seyfert 2. Notar el contraste en el comportamiento de W_{CaK} , el cual es muy sensible a la presencia de estrellas jóvenes, con la (aproximadamente) constancia de W_{CaT} .

Cid Fernandes *et al.* (2001) proponen que Seyfert 2s con $W_{CaK} \leq 10 \text{ Å}$ pueden ser certeramente identificadas como sistemas compuestos Starburst + AGN, donde el Starburst está indudablemente identificado por sus rasgos espectrales como Wolf-Rayet en $\sim 4686 \text{ Å}$, o por sus perfiles de línea PCygni en el UV. Por lo tanto, la investigación del comportamiento de W_{CaT} como función de W_{CaK} proveerá un test empírico sobre si el CaT es o no sensible a las poblaciones estelares.

Un diagrama de CaT vs CaK ya fue mostrado en la Figura 4.3, donde la mayoría de los puntos corresponden a Seyfert 2. El gráfico muestra que el W_{CaT} tiene muy poca o nada de relación con el W_{CaK} . Así, es difícil evadir la conclusión de que, para las edades medias y metalicidades de poblaciones estelares ricas en metales, W_{CaT} es un mal diagnosticador: objetos tan diversos como Mrk 1210, que contiene un potente brote de formación estelar, incluyendo estrellas Wolf-Rayet (Storchi-Bergmann, Cid Fernandes y Schmitt 1998), y NGC 7172, que está dominado por estrellas de $\sim 10 \times 10^9$ años (Cid Fernandes *et al.* 2004) tienen valores de W_{CaT} prácticamente indistinguibles dentro de los errores ($6,7 \pm 0,4$ y $6,9 \pm 1,1 \text{ Å}$, respectivamente).

En la Figura 4.4 combinamos nuestros datos de CaT con los resultados de los análisis de la síntesis espectral detallada de Seyfert 2 llevados a cabo por Cid Fernandes *et al.* (2004) para 14 fuentes en común con nuestra muestra. Comparamos sus fracciones de luz de estrellas jóvenes (edad $< 25 \times 10^6$ años) más la fracción “FC” a 4020 Å ($x_{Y/FC}$) con W_{CaT} (panel izquierdo), y W_{CaK} (derecho). Como se discute en Cid Fernandes *et al.* (2004), que tratan exclusivamente con espectros en el rango $3500\text{--}5200 \text{ Å}$, lo que la síntesis devuelve como un “FC” es en la mayoría de los casos una componente de Starburst enrojecida, en vez de una verdadera componente no-estelar, de tal manera que $x_{Y/FC}$ es en la práctica una medida de la intensidad del Starburst.

La casi constancia de W_{CaT} , ya evidente en la Figura 4.3, resulta aún más marcada en la

Figura 4.4. La inexistente correlación entre la intensidad de CaT y $x_{Y/FC}$ contrasta con la fuerte caída de W_{CaK} a medida que la intensidad del Starburst aumenta. De nuevo, vemos que todo conduce a la conclusión de que, por sí solo, W_{CaT} no es un trazador de la población estelar para nuestras galaxias.

4.4.2. Modelos de Síntesis Evolutiva en el plano CaT versus CaK

La interpretación más natural de las Figuras 4.3 y 4.4 es que la dilución de las líneas en el óptico en algunos Seyfert 2 es debida a la presencia de una población estelar joven que causa muy poca o ninguna dilución al CaT. En esta sección usaremos modelos para comprobar si éste es un escenario viable.

Para investigar el comportamiento de las líneas del CaT y del CaK como función de las propiedades de las poblaciones estelares, hemos computado la evolución de W_{CaT} y W_{CaK} para poblaciones simples para 4 metalicidades. Para este propósito, usamos los modelos de síntesis evolutiva de BC03, computados con la librería STELIB (Le Borgne *et al.* 2003), función de masa inicial de Chabrier (2003) y los caminos evolutivos de Padova 1994 (ver BC03 por los detalles). Debido a que los valores de W_{CaT} , W_{CaT*} y W_{CaK} no son provistos en la distribución estandar de BC03, estos fueron calculados directamente de las distribuciones espectrales de energía, como explicado al comienzo de 4.1. Por compatibilidad con nuestras medidas de W_{CaT} , ensanchamos todos los espectros de modelos, como explicado en 4.1, adoptando una resolución instrumental dada por la librería STELIB (~ 45 km/s a ~ 8600 Å, ver Parte II).

La Figura 4.5 muestra los resultados para 4 diferentes metalicidades: 0.2, 0.4, 1 y $2.5 Z_{\odot}$. W_{CaK} es prácticamente cero durante los primeros $\sim 10^{8.5}$ años. Después de estas fases iniciales, la intensidad del CaK aumenta monótonicamente con el tiempo, lo cual lo hace un buen discriminador de poblaciones simples muy jóvenes (edades menores que $\sim 3 \times 10^8$ años) de poblaciones simples más viejas que $\sim 10^9$ años. Por otro lado, W_{CaT} comienza con valores bajos hasta los primeros millones de años, que es cuando aparecen las primeras RGS. El momento exacto y la duración de esta fase depende de la metalicidad: desde $\sim 10^7$ años hasta alrededor de 10^9 , W_{CaT} oscila a medida que las RSG son reemplazadas por RG. Durante estas diferentes fases, sin embargo, W_{CaT} ocupa un rango pequeño, de ~ 6 a 8 Å. Si tomamos en cuenta las incertezas tanto en los modelos como en los datos, en la práctica esto se traduce en un valor constante. Sólo en los primeros millones de años W_{CaT} es un diagnosticador útil. Notemos que en esas fases tempranas, W_{CaT} está contaminado por las líneas de Paschen, lo cual explicaría por qué no comienza exactamente en $t = 0$.

En la Figura 4.6 estos modelos están superpuestos a los datos en el diagrama W_{CaT} versus W_{CaK} . Las Seyfert 1 no están en esta Figura debido a que presentan continuo no-estelar, lo que afectaría las medidas de CaT y CaK. Los números a lo largo de las líneas de modelos marcan edades de 10^6 , 10^7 , 10^8 , 10^9 y 10^{10} años. Lo primero que uno nota es que, al contrario de los modelos tipo “Bulbo + FC” de la Figura 4.3, estos modelos se encuentran en una región ocupada por los objetos de nuestra muestra, mostrando que las poblaciones estelares por sí solas son capaces de explicar el comportamiento de los Seyfert 2 en el diagrama CaT-CaK.

Además, la Figura 4.6 parece indicar que se requieren abundancias sub-solares para explicar mejor los Seyfert 2, particularmente aquéllas con bajo CaT. Esto es algo sorprendente, dado que estamos tratando con núcleos de galaxias espirales tempranas, en las que se espera que Z sea relativamente alta. Sin embargo, debemos tener en cuenta que estos modelos son de poblaciones estelares simples, mientras que las galaxias reales pueden contener una mezcla de poblaciones estelares. Esto es particularmente válido en los Seyfert 2, donde estudios previos han mostrado una amplia variedad de historias de formación estelar (Cid Fernandes *et al.* 2001; 2004; Wild *et al.* 2007). Historias de formación estelar más realistas pueden ser modeladas como una com-

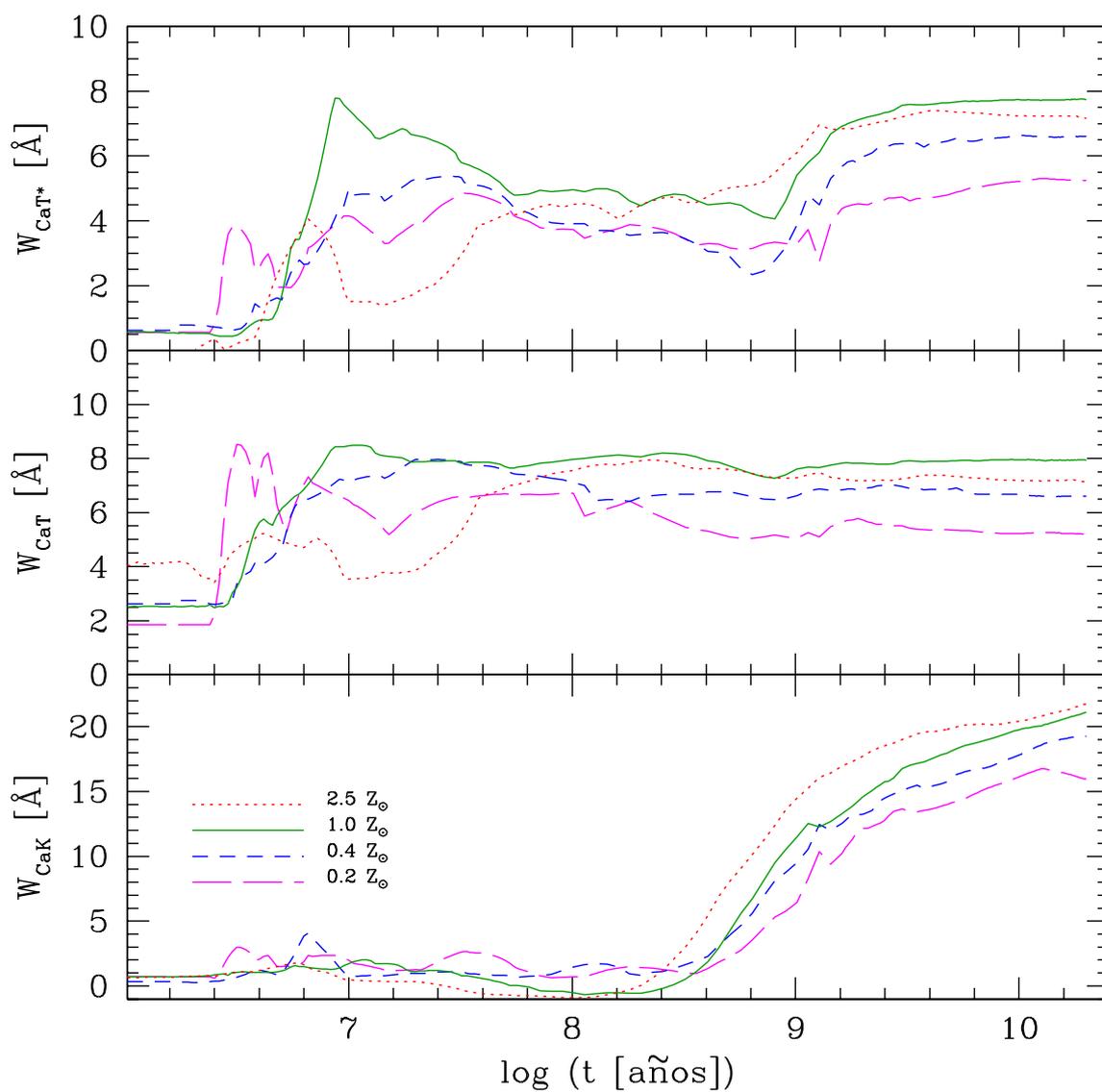


Fig. 4.5: Evolución de los anchos equivalentes W_{CaT^*} , W_{CaT} y W_{CaK} para poblaciones estelares simples, de los modelos de Bruzual y Charlot (2003). Las líneas a trazos largos, trazos cortos, punteadas y sólidas corresponden a metalicidades 0.2, 0.4, 1 y $2.5 Z_{\odot}$, respectivamente.

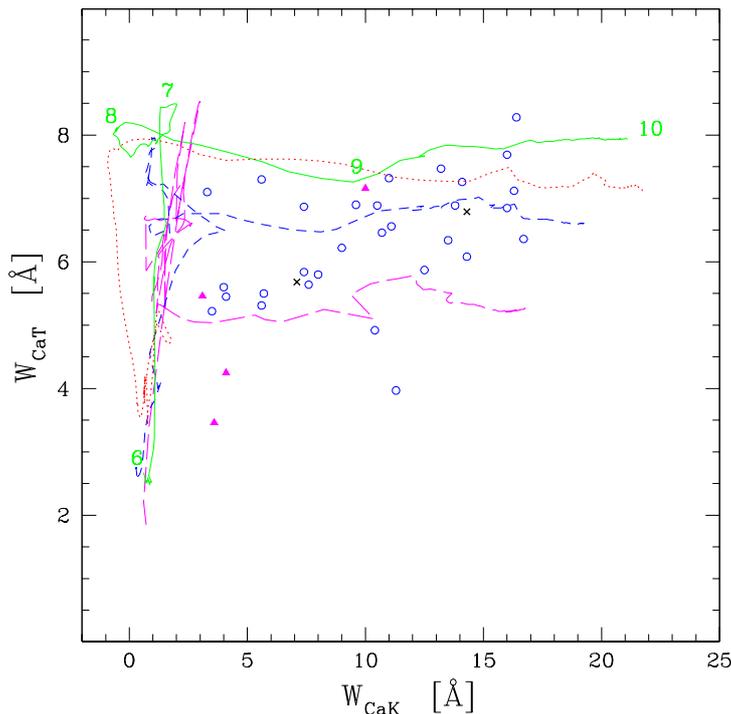


Fig. 4.6: Diagrama W_{CaT} vs. W_{CaK} , similar al de la Figura 4.3 pero sin Seyfert 1 y superponiendo poblaciones estelares simples computadas de los modelos BC03. Líneas como en la Figura 4.5. Los números en cada línea estelar denotan $\log(\text{Edad}[\text{años}])$. Símbolos como en la Figura 4.2.

binación de poblaciones simples, cuyo efecto en el diagrama puede ser intuído dibujando líneas imaginarias conectando alguna serie de puntos a lo largo de los caminos de brotes instantáneos.

4.4.3. Modelos Combinando Poblaciones Viejas y Jóvenes

Para tener una idea de los efectos de una tal mezcla de poblaciones estelares, en la Figura 4.7 repetimos el mismo experimento de la Figura 4.3. Esta vez, en lugar de usar una ley de potencias representativa de un continuo no-estelar, usamos una población de 1 millón de años, a fin de representar un brote de formación estelar actual y reciente (ongoing). Usamos modelos BC03 de metalicidad solar y 2.5 solar. Permitiremos también la posibilidad de que la población joven sufra más extinción que la más vieja, por lo que consideramos 3 casos: $A_V = 0, 1.5$ y 3 mag. De nuevo, no graficamos los Seyfert 1 por presentar dilución debido al continuo no-estelar, por lo que quedan fuera de este experimento. Este ejercicio es esencialmente el mismo que el realizado con una ley de potencias en la Figura 4.3, excepto que la forma del continuo no es la misma, y además, debido a la contaminación por las líneas de Paschen, W_{CaT} no es = 0 en el caso de un Starburst puro (ver Figura 4.5, panel del medio).

Como es evidente en la Figura, estas líneas de mezcla explican la mayoría de los Seyfert 2 observadas. Es importante enfatizar que sólo para poblaciones muy jóvenes uno esperaría un CaT relativamente bajo. Como muestra el gráfico, las galaxias con $W_{CaT} < 6 \text{ \AA}$ y $W_{CaK} < 10 \text{ \AA}$ requieren ser modeladas con este tipo de población. Ni siquiera los modelos con $0,4 Z_{\odot}$ son capaces de modelar estos objetos sin una población muy joven.

Es importante notar también que aunque nuestros modelos de “1M + 10G”² explican la mayoría de los puntos en el diagrama CaT-CaK, las galaxias con W_{CaT} arriba de $\sim 6 \text{ \AA}$ pueden

² “M” $\equiv 10^6$ años; “G” $\equiv 10^9$ años

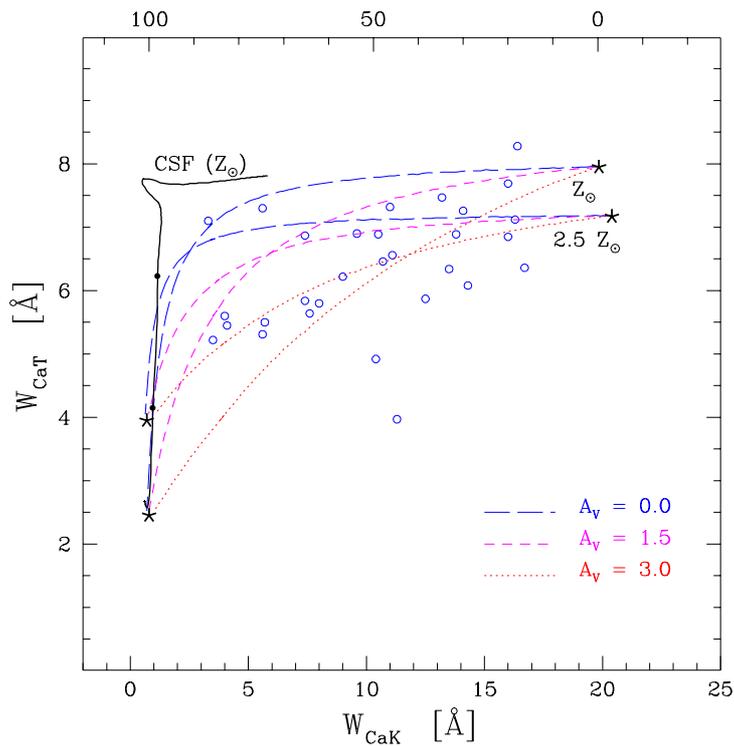


Fig. 4.7: Diagrama W_{CaT} vs. W_{CaK} , como en la Figura 4.6 ahora superponiendo modelos de poblaciones estelares viejas más poblaciones estelares jóvenes medianamente extinguidas, para metalicidades solar y 2.5 solar. La escala superior muestra el porcentaje de la contribución Starburst en la región del CaK, x_{CaK}^{Stb} . Las líneas de “mezcla” corresponden a diferentes magnitudes de extinción y los asteriscos denotan contribuciones de población estelar joven nula (0%, arriba a la derecha) y total (100%, abajo a la izquierda). La línea “CSF” se refiere a formación estelar continua con edades desde 10^6 años hasta 10×10^9 años, para metalicidad solar. Los puntos en esta línea indican brotes de formación estelar de 5 y 10 millones de años de edad.

ser igualmente modelizadas con una población joven más “vieja”. Para metalicidades $\geq 0,4 Z_{\odot}$, W_{CaT} aumenta hasta arriba de 6 \AA tan pronto como aparecen las primeras RSGs, alrededor de $\sim 5 \cdot 10^6$ años. Esto también pasa con los modelos de formación estelar continua, como muestra la línea sólida en el diagrama CaT-CaK.

Por claridad, los modelos para $\geq "5M + 10G"$ no se muestran, pero como puede ser deducido de la Figura 4.6, ellos ocuparían la mayor parte de la región superior del diagrama, donde también hay muchos Seyfert 2. Debemos aclarar que, originalmente, TDT sugirieron que el CaT en Seyfert 2 señala la presencia de RSG en un starburst. Notamos acá que, aunque esto puede ser cierto en algunos casos, nuestra modelización muestra que no hay manera de afirmar esto sólo a partir de la intensidad del CaT, puesto que estamos ajustando los datos de W_{CaT} y W_{CaK} con y sin RSGs.

Dada la simplicidad de estos modelos, la correspondencia entre estos y los datos en el diagrama CaT-CaK es altamente prometedora. Aún así, aproximadamente en la mitad del diagrama hay 2 Seyfert 2 que se encuentran muy apartadas de nuestros modelos. Estos son Mrk 3 y NGC 7212. Puede que un continuo típico de AGN esté presente en ellos, lo cual podría explicar sus bajos valores de CaK y (especialmente) CaT. El análisis de la síntesis espectral de NGC 7212 hecho por Cid Fernandes *et al.* (2004) indica que $\sim 35\%$ de la luz en 4020 \AA proviene de una componente FC. Ellos identifican también una componente ancha y débil de $H\beta$, intensificando así la hipótesis de la presencia de un continuo no-estelar. Además, tanto para NGC 7212 como para Mrk 3, técnicas de imágenes (Pogge y De Robertis 1993; Kotilainen y Ward 1997), espectropolarimetría (Tran 1995), y modelizado espectral (González Delgado *et al.* 2001) señalan la existencia de una componente FC (ver también Cid Fernandes *et al.* 2001 para una discusión detallada). Ninguno de estos estudios han encontrado evidencias fehacientes de una formación estelar actual significativa en estos objetos. Por tanto, es muy probable que sus bajos W_{CaT} (los menores encontrados en Seyfert 2) sean de hecho debido a la dilución por luz proveniente de un continuo no-estelar, explicando así su desviación de la región ocupada por los modelos puramente estelares de la Figura 4.7.

De todo lo analizado, se desprende que existe un escenario consistente, en el cual el continuo azul que diluye el espectro en el óptico de algunos Seyfert 2 es debido a poblaciones estelares jóvenes, mientras que el CaT no diluido puede ser explicado como debido a poblaciones más viejas o la presencia de RSG. como explicado arriba, en los pocos casos donde el CaT es bajo, se necesita una combinación de una población vieja más una muy joven (pre-RSG). En estos casos, se esperaría ver líneas de Paschen en absorción, lo cual no se observa en nuestras galaxias.

Para investigar este potencial problema, hemos examinado la intensidad de las líneas de Paschen en los espectros teóricos de los modelos de la Figura 4.7. Prestamos particular atención a Pa14 en 8598 \AA , la cual está estratégicamente ubicada entre Ca2 y Ca3. Encontramos que, para $A_V = 0$, Pa14 se vuelve visible sólo para $x_{CaK}^{Stb} > 95\%$ o 85% para $Z = 1$ y $2.5 Z_{\odot}$, respectivamente. Estas fracciones caen a 75% si consideramos 3 magnitudes de extinción diferencial. Estas (muy altas) fracciones resultan del hecho de que la población joven es mucho más azul que la población vieja, por lo que cualquier mezcla en la que las estrellas jóvenes contribuyan significativamente al rango del CaT, automáticamente implica que esta misma componente domine completamente en el óptico. Los estudios de síntesis espectral en el rango óptico nunca encontraron una contribución tan alta de Starburst en Seyfert 2. Así, la no detección de las líneas de Paschen puede ser debida simplemente al hecho de que las estrellas viejas dominan el flujo en el cercano infrarrojo, aún cuando las poblaciones más jóvenes dominen en el óptico.

Otro factor que podría estar relacionado con la no detección de las líneas de Paschen en absorción es el posible llenado por una componente en emisión, producido como consecuencia ya sea de un núcleo activo o de un brote de formación estelar circumnuclear. De hecho, algunas

de nuestras galaxias muestran una suerte de emisión de Pa14, como la galaxia Starburst NGC 7714, donde el ancho equivalente de Pa14 es de alrededor de 0.5 \AA en emisión (ver también González Delgado *et al.* 1995). En otros casos, la emisión y la absorción se pueden compensar mutuamente, como parece ser el caso de NGC 1569. En dicha galaxia, en la que están presentes algunos supercúmulos estelares, se detectan claramente algunas características de estrellas Wolf-Rayet y líneas de Balmer en absorción de alto orden, además de CaT (González Delgado *et al.* 1997), pero las líneas de Paschen no se detectan ni en absorción ni en emisión. Por lo tanto, aunque son todavía deseables algunos estudios más concerniendo las líneas de Paschen, su falta de detección no invalida nuestras conclusiones.

4.5. La intensidad del CaT en función de la distancia al núcleo

Todos los datos del CaT hasta acá analizados, pertenecen a las regiones nucleares de las galaxias. Para 34 de las 78 galaxias observadas, nuestros espectros de ranura larga son de suficiente calidad como para garantizar la extracción de espectros espacialmente resueltos. Los resultados detallados de estos espectros fueron presentados en Asari (2006). En esta sección resumimos los principales resultados relativos al comportamiento espacial de la intensidad del CaT.

La Figura 4.8 muestra los perfiles espaciales de W_{CaT} (“ $W_{\text{CaT}}(r)$ ”) para 6 galaxias, elegidas para representar Seyfert 1 (paneles a y b), Seyfert 2 (c y d) y núcleos compuestos Starburst + Seyfert 2 (d y f). Se ve claramente una caída en W_{CaT} a medida que uno se acerca al núcleo en los Seyfert 1, mientras que en los Seyfert 2 el perfil es aproximadamente “plano”. Sin embargo, a unos pocos cientos de parsecs del núcleo la intensidad del CaT es similar en ambos tipos. Una vez más, estos comportamientos ilustran la sensibilidad del W_{CaT} al continuo subyacente, en total acuerdo con nuestros resultados mostrados en la sección 4.1.

Estos resultados constituyen una prueba de los efectos de un continuo sin características. Puesto que el análisis de la sección 4.1 estuvo basado en la comparación de la intensidad del CaT en Seyfert 1 y Seyfert 2 (o con ciertos valores fiduciales), podríamos argumentar que las poblaciones estelares en ambos tipos de actividad son muy diferentes, lo cual invalidaría así el análisis comparativo. Aquí, por otro lado, mostramos que al menos inmediatamente fuera de las regiones nucleares, los Seyfert 1 y 2 son muy similares, y que la dilución es intrínsecamente nuclear presente en Seyfert 1.

A fin de ilustrar aún más este efecto, en la Figura 4.9 repetimos la comparación llevada a cabo en la Figura 4.1, pero esta vez usando valores de W_{CaT} extra-nucleares. Dependiendo de la distancia de la galaxia, las mediciones extra-nucleares de los puntos extra-nucleares más alejados corresponden a menos de 1 kpc hasta ~ 3 kpc. En la Figura 4.9a procedemos de la siguiente manera: en los primeros casos (galaxias más cercanas) tomamos los puntos más alejados del núcleo (por ejemplo, NGC 1433 en la Figura 4.8), mientras que en el segundo caso (galaxias más alejadas) primero obtuvimos los valores de CaT interpolados a exactamente 1 kpc teniendo en cuenta los datos a cada lado del núcleo, y luego calculamos el promedio de los valores interpolados (por ejemplo, NGC 3081 en la Figura 4.8). Vemos que la diferencia entre Seyfert 1 y 2 desaparecen cuando consideramos estos valores extra-nucleares, a los cuales llamamos datos “ $\leq 1\text{kpc}$ ”. En la figura 4.9b realizamos lo mismo, esta vez usando los valores correspondientes a los puntos más alejados del núcleo para los cuales tenemos señal, y llamamos a estos datos “*distante*”. En la Tabla 4.2 mostramos los resultados numéricos de las medidas espaciales de W_{CaT} . Aplicamos un test Kolmogorov-Smirnov a las distribuciones, y obtuvimos probabilidades de $p = 0,46$ (“ $\leq 1\text{kpc}$ ”) y $p = 0,84$ (“*distante*”). Vemos que aún a distancias

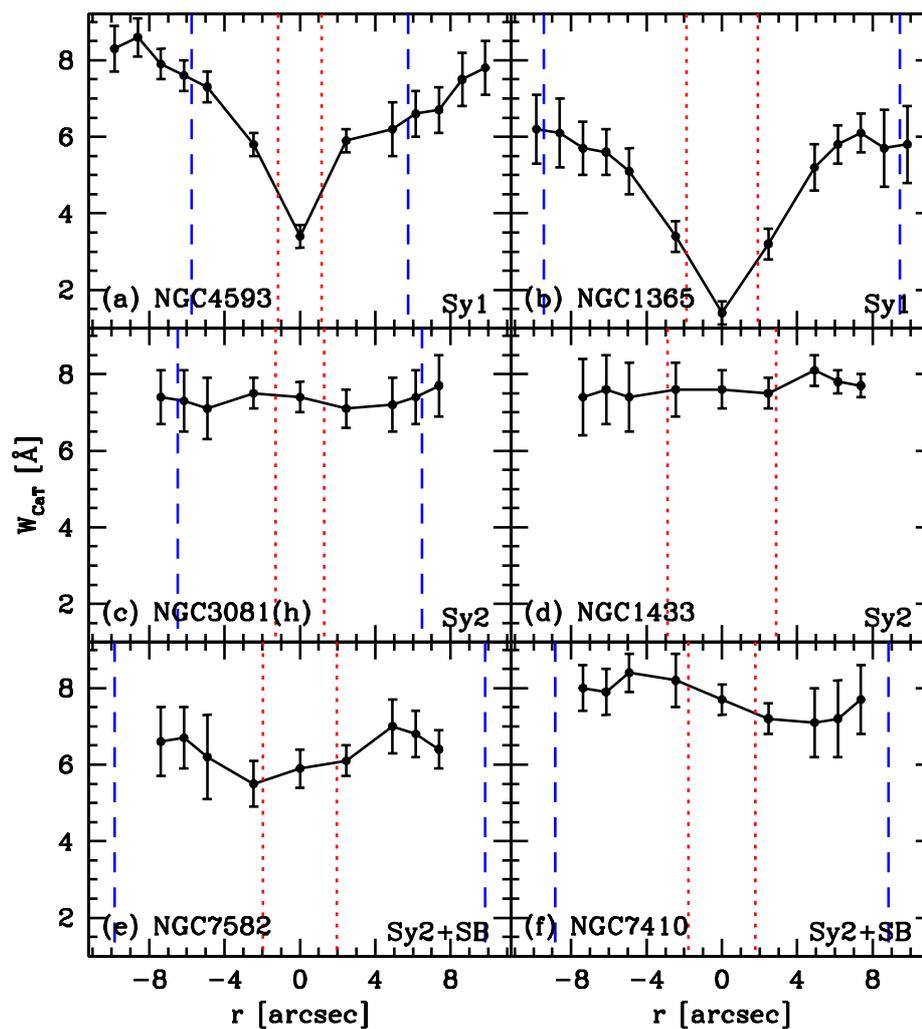


Fig. 4.8: Ejemplos de Perfiles Espaciales de W_{CaT} . Las líneas de puntos denotan la región entre -200 y $+200$ pc, las líneas a trazos, la región de -1 a $+1$ kpc. Los paneles (a) y (b) muestran la dilución de W_{CaT} en los Seyfert 1; los paneles (c) a (f) muestran cuán plano es W_{CaT} para Seyfert 2 y Seyfert 2 + Starburst.

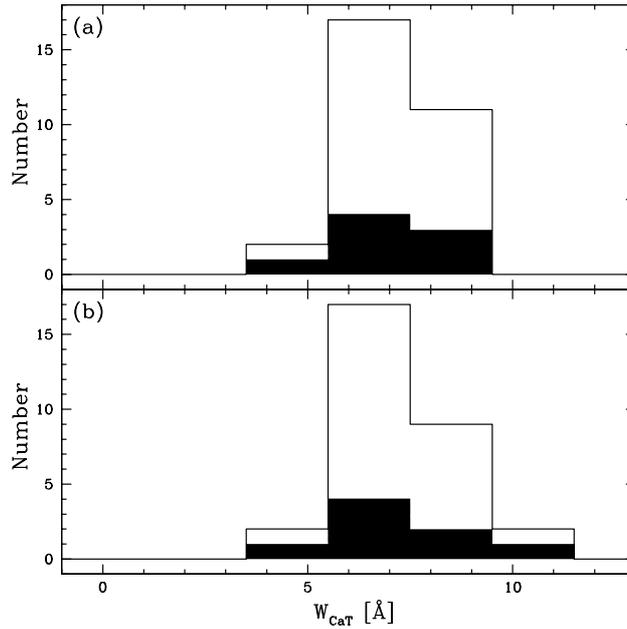


Fig. 4.9: Distribuciones de W_{CaT} , similar a la Figura 4.1, pero para medidas extrnucleares: (a) datos a 1 kpc. de distancia del núcleo, (b) puntos más lejanos para los cuales tenemos señal (ver texto por los detalles). La escala y áreas como en la Figura 4.1.

cortas (≤ 1 kpc) no existe dilución significativa del CaT en Seyfert 1, como esperábamos para las regiones inmediatamente exteriores al núcleo.

Es interesante puntualizar además que estos resultados son esencialmente idénticos a aquellos obtenidos en el análisis espacial de la intensidad del CaK realizado por Cid Fernandes *et al.* (1998) y Storchi-Bergmann *et al.* (1998, Fig. 1). Por tanto, el continuo sin características que diluye el espectro óptico en los Seyfert 1 es el mismo que disminuye la intensidad del CaT en el cercano IR. Esta componente no está presente en Seyfert 2.

El comportamiento de $W_{CaT}(r)$ para núcleos Starburst + Seyfert 2 (Figuras 4.8e y f) contrasta con el derivado para los perfiles radiales de W_{CaK} . Contrariamente a la intensa dilución

	Nuclear [Å]	≤ 1 kpc [Å]	distante [Å]
Seyfert 1 – min	2.7	4.3	5.0
Seyfert 1 – med	4.8	6.5	6.6
Seyfert 1 – max	6.7	8.3	9.0
Seyfert 2 – min	4.0	3.9	3.7
Seyfert 2 – med	6.5	6.4	6.4
Seyfert 2 – max	8.3	8.3	9.1

Tab. 4.2: Estadística para las medidas extra-nucleares de W_{CaT} : valores mínimos, promedio y máximos para Seyfert 1 y Seyfert 2 y para datos nucleares y extra-nucleares. En estos últimos consideramos datos ≤ 1 kpc, referidos a valores a distancias iguales o menores que 1 kpc desde el núcleo, y datos *distantes*, referidos a los correspondientes valores de los puntos más alejados del núcleo para los cuales existe señal.

espacial detectada en el CaK y otras líneas de absorción en el óptico debido a estrellas jóvenes, los perfiles de CaT muestran muy poca o nula variación como función de la distancia al núcleo en sistemas compuestos. En NGC 7582 existe una leve dilución: de trabajos en el óptico sabemos que esta galaxia alberga un núcleo Starburst con alto contenido de polvo, por lo que puede representar un caso en el que la luz del Starburst contribuye efectivamente al flujo en el rango espectral del CaT, probablemente con una fracción no despreciable. Sin embargo, aún en este caso la dilución del CaT es menor al $\sim 15\%$ con respecto a su valor a una distancia de $r \sim \pm 500$ pc. En contraste, las líneas de absorción en el óptico se encuentran más diluidas: en el rango espectral del CaK, de la banda G y de las líneas del MgIb, la dilución es del 70, 60 y 57%, respectivamente³.

La diferencia en los perfiles radiales de W_{CaT} y W_{CaK} es marcada, pero no sorprendente. En realidad, en este Trabajo encontramos que el CaT no imita el comportamiento del CaK y que este hallazgo es totalmente consistente con la conclusión expresada en la anterior sección de que sólo bajo condiciones extremas (poblaciones estelares muy jóvenes y con gran extinción) un Starburst es capaz de diluir significativamente las líneas del CaK y del CaT.

³ Para apreciar mejor esta gran diferencia, se puede comparar nuestra Figura 4.8e con la figura 29 de Cid Fernandes *et al.* (1998), en la cual se muestran los perfiles radiales de algunas líneas de absorción de NGC 7582.

Capítulo 5

Cinemática Estelar y Gaseosa

Se analizan en este capítulo las dispersiones de velocidades estelares y su vinculación con el ancho equivalente del CaT. Además, se investiga la posible conexión entre la cinemática estelar y del gas ionizado.

5.1. Dispersiones de Velocidades

Una de las cuestiones centrales en el estudio de los núcleos galácticos activos es la posible relación entre la dispersión de velocidades de las estrellas (σ_*) y la del gas (σ_{gas}). La primera es importante como representativa del potencial gravitatorio nuclear, mientras que en núcleos activos es de gran interés la posible vinculación gravitatoria de la NLR con el núcleo de la galaxia (Whittle, 1992; NW). Resulta así natural investigar σ_* y σ_{gas} y ver hasta qué punto ambas cantidades están relacionadas.

La dispersión de velocidades estelares que usamos, σ_* , es la obtenida de los espectros sintéticos, a través del método explicado en 3.1. Por otro lado, la dispersión de velocidades del gas ionizado fue determinada a partir de la línea de emisión [SIII] λ 9068.9, obtenida de los espectros observados¹. Nuestros espectros contienen (además de las líneas del CaT) varias líneas de emisión. Una de las más conspicuas es [SIII] λ 9068.9, presente en más de la mitad de los espectros, según se presentó en la sección 2.4.

Para la determinación de σ_{gas} ajustamos el perfil de [SIII] λ 9068.9 con una o dos gaussianas: una representativa de la región central de la línea de emisión, y la otra, si era necesario, representando las alas de la línea. Modelizada como una gaussiana, una línea tiene un perfil dado por

$$I = I_0 \cdot \exp[-(1/2)((\lambda - \lambda_0)/\sigma)^2] \quad (5.1)$$

Si hacemos $I = I_0/2$, tendremos:

$$\lambda(I = I_0/2) = FWHM/2 \Rightarrow (FWHM/2)/\sigma = (8 \cdot \ln 2)^{0,5} \quad (5.2)$$

Por lo tanto, el ancho a mitad de altura resultante del ajuste de la parte central de la línea de emisión, dividido por $(8 \ln 2)^{1/2}$, es lo que llamamos $\sigma_{[SIII]}$. Por este método hemos determinado $\sigma_{[SIII]}$ para 31 Seyfert y 4 Starburst.

Tenemos así que nuestros datos espectroscópicos proveen estimas de 2 velocidades características: la típica velocidad de las estrellas del bulbo galáctico, σ_* , y la típica dispersión de velocidades de las nubes de la NLR, inferida a partir de la línea [SIII] λ 9068.9.

¹ En principio, la cinemática de la NLR podría ser estudiada a través de la componente angosta de cualquier línea de emisión.

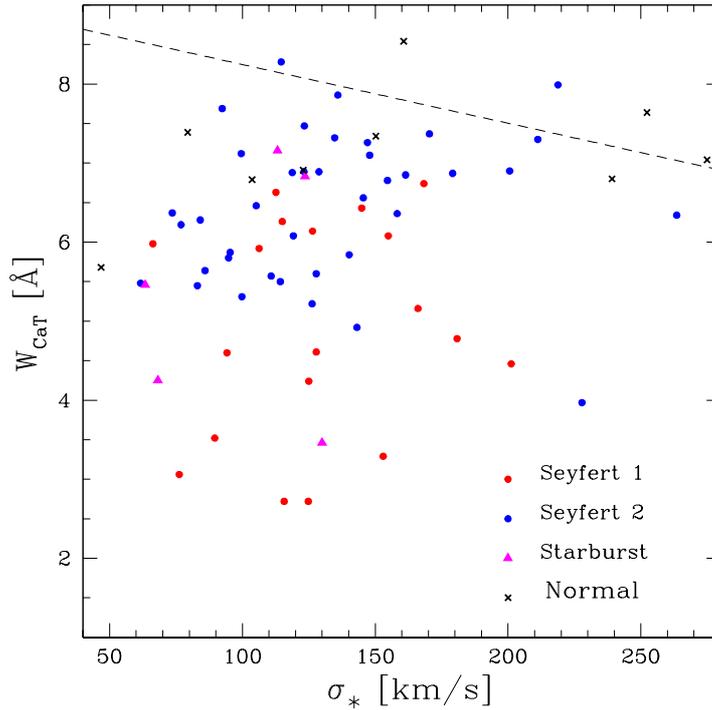


Fig. 5.1: CaT vs. σ_* para todos los objetos de la muestra. La línea a trazos denota el mejor ajuste de Saglia (ver texto). Símbolos como en la Figura 4.2.

En primer lugar discutiremos las dispersiones de velocidades estelares y luego analizaremos la cinemática de la NLR a través de $\sigma_{[\text{SIII}]}$ y su posible vinculación con σ_* .

5.2. σ_* vs. W_{CaT}

Como hemos visto en la sección 1.1, el trabajo reciente sobre galaxias normales ha dedicado mucha atención al hecho de que W_{CaT} está levemente anticorrelacionada con la dispersión de velocidades estelares desde galaxias enanas hasta las elípticas gigantes y bulbos de espirales (Saglia *et al.* 2002; Cenarro *et al.* 2003; Falcón-Barroso *et al.* 2003; Michielsen *et al.* 2003). Aunque nuestros datos no son de la misma calidad que los empleados en estos estudios, es interesante comprobar si Starbursts y galaxias activas siguen la misma relación $W_{\text{CaT}}-\sigma_*$ que los núcleos normales.

En los paneles superiores de las Figuras 4.1 y 5.3 se ven las distribuciones de W_{CaT} y σ_* , respectivamente. En las Figuras 5.1 y 5.2 se comparan ambas cantidades. En la Figura 5.1 se grafican todos los objetos para los cuales tenemos datos de W_{CaT} y σ_* . Tanto W_{CaT} como σ_* corresponden al mismo sistema de resolución espectral, según explicamos al principio de la sección 4.1.

Como demostramos en la sección 4.2, los Seyfert 1 presentan valores de W_{CaT} menores, debido a la dilución por un continuo no-estelar (parte inferior del gráfico de la Figura 5.1) y serán excluidos del presente análisis.

La Figura 5.2 (Izquierda) es esencialmente la misma que 5.1 sólo que no graficamos las Seyfert 1, con el fin de visualizar alguna posible tendencia en los otros tipos. Claramente, como un todo, nuestras galaxias no siguen una relación $W_{\text{CaT}}-\sigma_*$. Las pocas normales de nuestra muestra (cruces), como así también los Seyfert 2 de alto σ_* , tienden a seguir una anticorrelación similar a las elípticas normales estudiadas por Saglia *et al.* (2002). Sin embargo, hay una gran

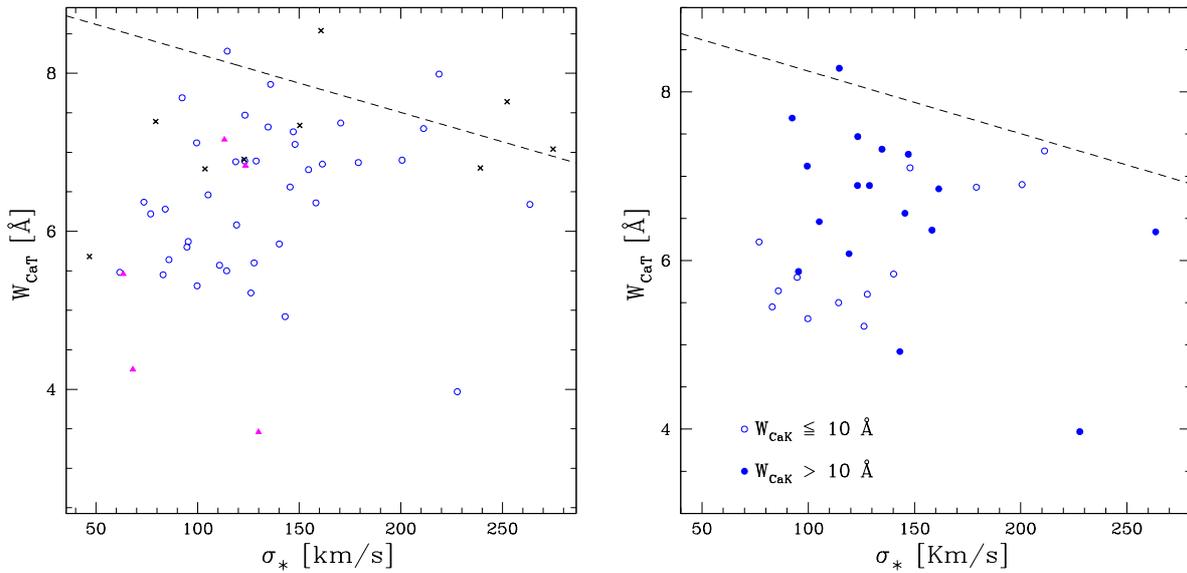


Fig. 5.2: Izquierda: CaT vs. σ_* para Seyfert 2, Starbursts y Normales, símbolos como en la Figura 4.2. Derecha: CaT vs. σ_* sólo para Seyfert 2. En ambos casos, la línea a trazos denota el mejor ajuste de Saglia (ver texto)

población de galaxias con bajo σ_* y relativamente bajo W_{CaT} que no presenta correspondencia alguna con estudios previos de esta relación. Excluyendo Mrk 3 y NGC 7212 (las cuales están diluidas por un continuo no estelar, como discutido en 4.4.3), los puntos más desviados son los núcleos Starburst NGC 1140, NGC 3256 y NGC 7714, localizados en la parte inferior izquierda del gráfico. Luego, a W_{CaT} entre 5 y 6.5 Å y $\sigma_* < 150$ km/s, están los núcleos compuestos Starburst-Seyfert 2, como NGC 5135, NGC 7582, IC 3639 y Mrk 1.

Dada la naturaleza del Ca como “elemento- α ”, vamos a detenernos un momento a analizar el problema de la relación entre W_{CaT} y σ_* en núcleos de galaxias, desde el punto de vista de la naturaleza de estos elementos:

En el interior de las estrellas más masivas que $8 M_\odot$ (donde ese límite depende de la composición química) se alcanzan temperaturas arriba de los $\sim 10^9 K$, produciendo así elementos más pesados que el ^{12}C (Carbono de Masa Atómica 12), a su vez producto del proceso triple- α . Sucesivamente y a través de reacciones con el ^4He , se producen ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{36}Ar , ^{40}Ca , y muchos de sus isótopos. Por otro lado, se ha encontrado que varios índices espectrales basados en los elementos α dependen de la dispersión de velocidades estelares (proporcional a la masa). Por ejemplo, la relación $\text{Mg}-\log(\sigma_*)$ ha sido interpretada como un resultado de la relación masa-metalicidad para galaxias elípticas (Terlevich *et al.* 1981). Lo llamativo es que el calcio, siendo también un elemento α y para el cual se espera una evolución similar al Mg, no presente similar comportamiento.

Como comentado al principio de la sección 4.4, la dependencia del calcio con la metalicidad es incierta para metalicidades mayores que $\sim 0,3Z_\odot$, por lo que asumir una relación directa entre W_{CaT} y abundancia del calcio resultaría arriesgado. Es por eso que se debe usar otro índice si se quiere estimar la abundancia del calcio. Usando modelos de poblaciones estelares aplicados al índice Ca4227, Thomas, Maraston y Bender (2003) determinan una relación directa entre $[\alpha/\text{Ca}]$ y σ_* , confirmando que esferoides más masivos son de mayor contenido metálico y subabundantes en calcio, por un factor de ~ 2 comparado con otros elementos α . Otros trabajos han corroborado esta dependencia, por lo que se han planteado diversas explicaciones al

fenómeno. Aunque las SN Ia de edades mayores que 10^9 años pueden llegar a generar calcio, la mayoría es producido en SN II con masas aproximadamente entre 10 y $20 M_{\odot}$ presentes en esferoides, es decir, elípticas y bulbos de espirales. Esto hizo pensar en una discrepancia entre los valores del Ca y Mg, puesto que éste se produce en SN más masivas, $\sim 20 - 40 M_{\odot}$, y por tanto algunos millones de años más tarde. Sin embargo, las escalas de formación estelar en galaxias son mayores y no alcanzarían a explicar la gran diferencia observada. Otras explicaciones involucran una función de masa inicial incrementada hacia masas menores, y posible depreciación del Ca en polvo en el medio interestelar. Ninguna de estas explicaciones basta por sí sola, siendo la más promisoría la posibilidad de una producción y posterior eyección de elementos pesados (“yields”) hacia el medio interestelar dependiente de la metalicidad para $Z > Z_{\odot}$ (Thomas, Maraston, Bender, 2003).

Continuando con nuestros datos, vimos que en la Figura 5.2 (Izquierda) no se apreciaba ninguna relación entre W_{CaT} y σ_* para los núcleos Seyfert 2. Buscamos alguna cantidad que esté de cierta manera ligada a los procesos internos de los núcleos y que pueda influir en el comportamiento de W_{CaT} vs σ_* . Recordemos (sección 4.4.1) el comportamiento de CaK frente a la presencia de poblaciones estelares simples (Figura 4.5) y a la contribución de una componente de formación estelar en los espectros sintéticos (Figura 4.4). Dicho esto, graficamos en la Figura 5.2 (Derecha) sólo los Seyfert 2, y además discriminando según la intensidad de W_{CaK} fijando la diferencia en $W_{CaK} = 10 \text{ \AA}$. Éste es el valor representativo para el cual el porcentaje (en flujo) de la población joven en la síntesis es mayor que $\sim 40 \%$. Vemos que los objetos con $W_{CaK} \leq 10 \text{ \AA}$ se comportan de manera diferente a los de mayor contribución de población vieja. Estos últimos siguen aproximadamente una tendencia de anticorrelación, al igual que núcleos de elípticas normales. Sin embargo, en los Seyfert 2 con $W_{CaK} \leq 10 \text{ \AA}$ aparece una suerte de tendencia positiva, es decir, una *correlación* entre W_{CaT} y σ_* .

Resulta llamativo este resultado, si tenemos en cuenta que ya habíamos establecido que para el calcio existe una *anticorrelación* entre W_{CaT} y σ_* en núcleos de galaxias. Ahora vemos que existe una submuestra de Seyfert 2 con mayor proporción de población joven (y para los que en algunos ya se ha probado su naturaleza compuesta del tipo “Starburst - Seyfert 2”) en las que se observa un *incremento* del W_{CaT} con σ_* , y por lo tanto con la masa del esferoide.

Debido a las limitaciones de una muestra pequeña como la que tenemos aquí, no podemos inferir mucho con respecto a otras variables, como el tipo morfológico o luminosidades en infrarrojo, entre otras. Realizamos de todas maneras una búsqueda de alguna tendencia con estas cantidades, buscando valores que muestren alguna dicotomía en los datos (por ejemplo $T > 0$ y $T < 0$). Sin embargo, no encontramos ninguna correlación con ningún otro parámetro.

Parece así que las complejas historias de formación estelar de estos objetos se encuentran relacionadas de alguna manera con su desplazamiento con respecto a la relación W_{CaT} - σ_* definida para sistemas mejor “comportados”. Es interesante notar que la galaxia normal NGC 205 está localizada fuera de la anticorrelación establecida para núcleos normales. Esta galaxia elíptica enana tiene una metalicidad muy baja (Mateo, 1998), lo que indica que esta característica podría influir en la relación CaT- σ_* .

5.3. Cinemática Estelar y Gaseosa en la NLR

El tema concerniente a la aceleración del gas en la NLR ha sido analizado en varios trabajos (NW, TDT). Como ya fue puntualizado por Green y Ho (2005a; ahora en más, “GH”), la NLR es suficientemente pequeña como para ser iluminada por el núcleo activo, y a la vez suficientemente grande como para sentir las fuerzas gravitacionales del bulbo de la galaxia. La

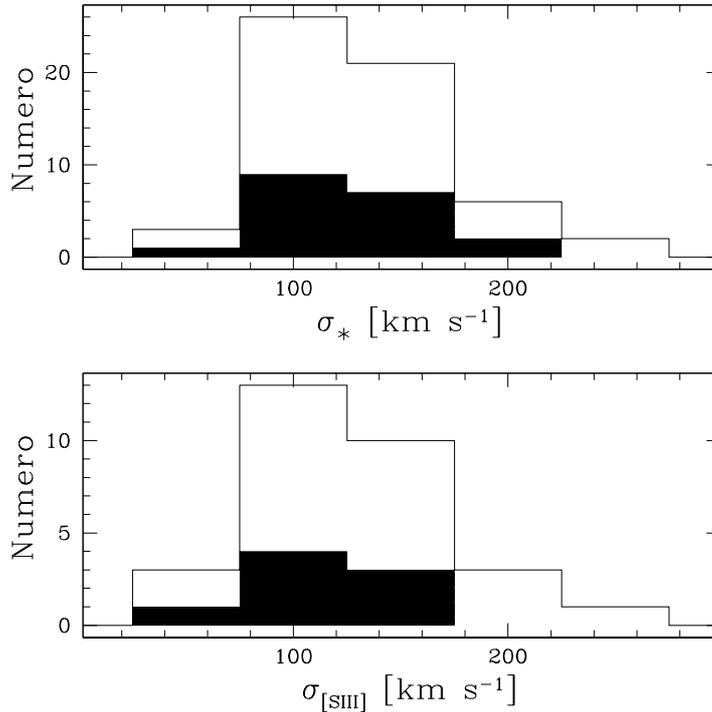


Fig. 5.3: Distribuciones de dispersiones de velocidades estelares σ_* (arriba) y del gas ionizado (obtenido a partir de $[\text{SIII}]\lambda 9068.9$) $\sigma_{[\text{SIII}]}$ (abajo). Áreas como en la Figura 4.1.

comparación entre la cinemática de las estrellas y la del gas ha sido analizada por NW usando la línea $[\text{OIII}]\lambda 5007$. Ellos encuentran que σ_* y el FWHM de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ están correlacionadas, aunque con una dispersión sustancial en los datos. Trabajos recientes en Seyfert 1 (Jiménez-Benito *et al.* 2000) y galaxias del Sloan Digital Sky Survey (SDSS; Heckman *et al.* 2004, GH) confirman este hallazgo. La implicación de esto es que las nubes de la NLR están, al menos parcialmente, dominadas por movimientos viriales en el bulbo de la galaxia huésped. Dada la existencia de esta relación, y en ausencia de información de la dinámica estelar, se usan a veces los anchos de las líneas prohibidas como sustitutos de σ_* (Nelson 2000; Grupe y Mathur 2004). El caso de las galaxias Seyfert 1 con líneas angostas (NLS1) es particularmente interesante. En un paper reciente, Komossa y Xu (2007) han mostrado que para estos Seyfert, $\sigma_{[\text{OIII}]}$ puede ser usada como una aproximación de σ_* sólo después de remover las (usualmente azules) alas de los perfiles de $[\text{OIII}]$. En otras palabras, $\sigma_{[\text{OIII}]}$ correspondería sólo al centro de la línea, similarmente a lo que hemos hecho en el presente trabajo para ajustar los perfiles de la línea de emisión de $[\text{SIII}]$ para obtener $\sigma_{[\text{SIII}]}$, según explicado al principio de esta sección.

En la Figura 5.3 se muestran las distribuciones de σ_* y $\sigma_{[\text{SIII}]}$. Ambos tipos de Seyfert muestran, estadísticamente, los mismos valores: para Seyfert 1s $\sigma_* = 128 \pm 37$ km/s y $\sigma_{[\text{SIII}]} = 111 \pm 29$ km/s, mientras que para Seyfert 2s $\sigma_* = 134 \pm 45$ km/s y $\sigma_{[\text{SIII}]} = 137 \pm 76$ km/s.

En la Figura 5.4 comparamos nuestros valores de $\sigma_{[\text{SIII}]}$ y σ_* para todos los núcleos Seyfert. Notamos que 2 de ellos, Mrk 1 y NGC 1068, tienen $\sigma_{[\text{SIII}]}$ mucho más grande que σ_* . En particular, NGC 1068 presenta también una gran diferencia entre las velocidades radiales de las estrellas y del gas, inferidas a partir del CaT y del $[\text{SIII}]$, como se muestra en la Figura 5.5. Las velocidades radiales estelares y gaseosa presentan aproximadamente los mismos valores, por lo que la diferencia es ~ 0 para la mayor parte de las galaxias. Sin embargo, notamos que en NGC 1068 la velocidad radial del gas indica un desplazamiento hacia el observador mientras que en otras galaxias, como NGC 5929, ESO 362 G08 y Mrk 3 ocurre lo contrario, como consecuencia

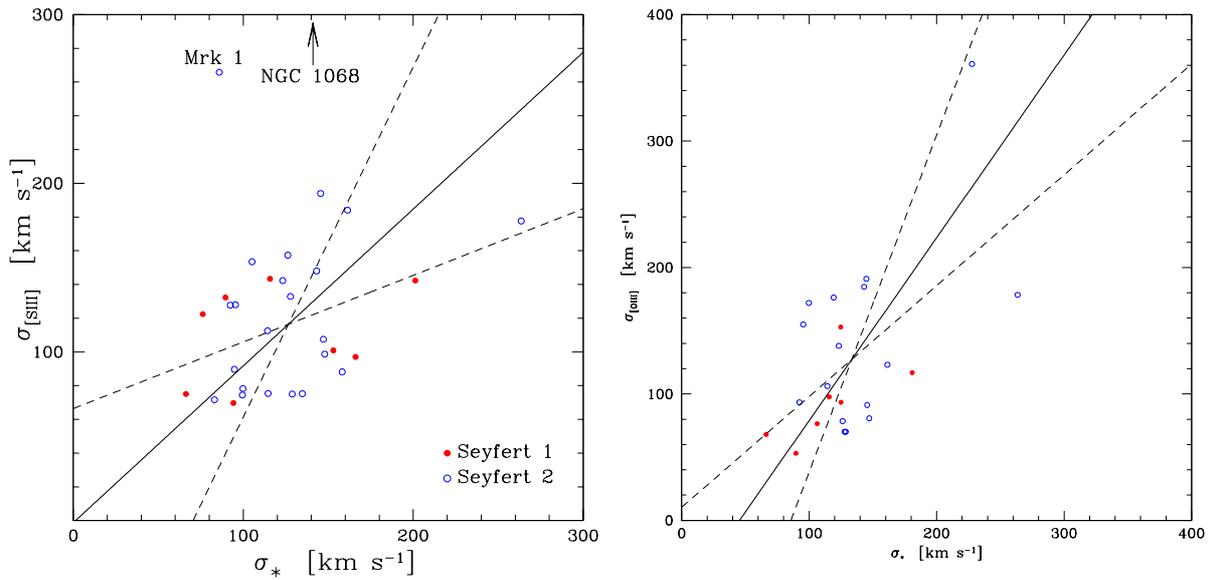


Fig. 5.4: Comparación de las dispersiones de velocidades estelares con las estimaciones de la dispersión de velocidades del gas (σ_{gas}) obtenidas a partir del ancho de la línea [SIII] λ 9068.9 (izquierda) y con medidas de la literatura de la línea [OIII] λ 5007. Se aplicaron regresiones *OLS* a toda la muestra excepto Mrk 1 y NGC 1068: línea sólida, *OLS Bisector*, a trazos, *OLS(X|Y)* y *OLS(Y|X)* (menos y más inclinadas, respectivamente).

de flujos de gas ionizado alejándose del observador.

Es de remarcar que tanto en Mrk 1 como en NGC 1068 fueron encontradas evidencias de jets, lo que podría servir para explicar la aceleración del gas via ondas de choque producidas en la interacción de los jets con la NLR. Por lo tanto, excluimos estas dos galaxias de nuestro análisis y realizamos algunos tests estadísticos con el resto de la muestra. Aunque ésta es pequeña y algo dispersa, estos tests ayudarán a ver hasta qué punto existe una relación entre $\sigma_{\text{[SIII]}}$ y σ_* . Las herramientas usadas en este análisis son:

- Relaciones lineales dadas por regresiones del tipo “Ordinary Least Square” (*OLS*) (Isobe *et al.* 1990). Además de la regresión ortogonal y la reducida al eje mayor, *OLS* incluyen la clásica regresión lineal de la variable Y dependiente de X , en este caso *OLS(Y|X)*, y su recíproca *OLS(X|Y)*. Sin embargo, estas regresiones suponen una dependencia de una variable sobre la otra. Un quinto y más robusto test es el uso del *OLS Bisector*, recomendado por los autores (Isobe *et al.* 1990, Feigelson y Babu, 1992) en base a su menor varianca con respecto a otros ajustes, y por el hecho de que no presenta las limitaciones matemáticas de estos. Es el mejor método para determinar posibles relaciones funcionales entre ambas cantidades en presencia de una gran dispersión en los datos,
- Coeficiente de Correlación de Spearman R_S ,
- Probabilidad de no correlación (a dos colas) P .

En la Figura 5.4, las líneas sólidas representan el ajuste *OLS Bisector*, mientras que las de trazo son *OLS(X|Y)* y *OLS(Y|X)* (menos y más inclinadas, respectivamente). El ajuste *OLS Bisector* da una pendiente de 0.93 ($N = 29$, $R_S = 0.37$, $P = 0.046$). Tomando en cuenta sólo

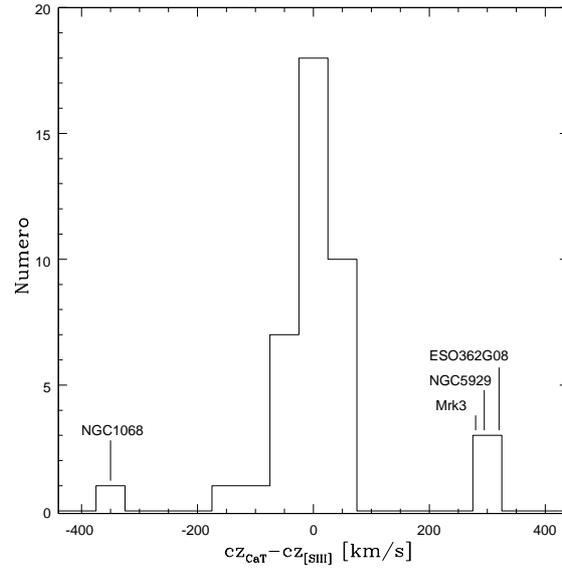


Fig. 5.5: Frecuencia de la diferencia de las velocidades radiales de las estrellas (cz_{σ_*}) y del gas ($cz_{[SIII]}$).

	Todos	Sy 1	Sy 2	(a + b)	(a)
Pendiente	0.93	0.73	1.03	1.00	1.00
N	29	8	21	23	20
R_S	0.37	0.31	0.40	0.39	0.30
P	0.046	0.45	0.07	0.06	0.20

Tab. 5.1: Resultados del ajuste *OLS Bisector* para la relación $\sigma_{[SIII]}-\sigma_*$. En las dos últimas columnas se consideran todos los objetos según la calidad de los espectros observados (ver texto).

los Seyfert 2, encontramos una pendiente de 1.03 ($N = 21$, $R_S \sim 0.40$, $P = 0.07$) y 0.73 para Seyfert 1, para las cuales no se ve una clara correlación ($R_S \sim 0.31$, $P = 0.45$). Las pendientes y los coeficientes de correlación no varían sustancialmente cuando se excluyen los datos de peor calidad. Usando las notas de calidad definidas anteriormente, $a =$ muy bueno, $b =$ bueno, y $c =$ no tan malo, encontramos que para $a + b$ la pendiente es 1.00 ($N = 23$, $R_S = 0.39$, $P = 0.06$), y 1.00 para a solamente ($N = 20$, $R_S = 0.3$, $P = 0.2$). Todo esto está compilado en la Tabla 5.1. Interesantemente, también vemos una tendencia para los 4 núcleos Starburst, con una pendiente de alrededor de 0.56 y $R_S \sim 0.81$ (no mostrado aquí).

Repetimos este análisis usando los valores de $\sigma_{[OIII]} = \text{FWHM}_{[OIII]}/(8 \ln 2)^{1/2}$ tomados de la literatura (Whittle, 1992; Bassani *et al.* 1999; Schmitt *et al.* 2003) en la Figura 5.4 (panel derecho). NGC 1068, Mrk 1 y Mrk 78 presentan valores de $\sigma_{[OIII]}$ y σ_* muy diferentes. Con la posterior exclusión de los datos de peor calidad (nuestros datos d y “flag c ” en Whittle 1992) el ajuste *OLS Bisector* da una pendiente de 1.48 ($R_S = 0.42$) para toda la muestra (28 objetos), mientras que si dividimos entre Seyfert 1 y 2 las pendientes son 1.13 ($R_S = 0.81$) y 1.60 ($R_S = 0.33$) respectivamente, descrito en la Tabla 5.2. Es de notar que en este análisis las medidas de la literatura no corresponden necesariamente a las mismas regiones espaciales que nuestros datos, por lo que estamos comparando extracciones que, aunque estén centradas en el núcleo de cada galaxia, pertenecerán a regiones espaciales diferentes (dependiendo de la extracción espectral usada). Otro punto a tener en cuenta es que hemos usado los datos FWHM

	Todos	Sy 1	Sy 2
Pendiente	1.48	1.13	1.60
N	28	12	16
R_S	0.42	0.81	0.33

Tab. 5.2: Resultados del ajuste *OLS Bisector* para la relación $\sigma_{[\text{OIII}]}-\sigma_*$.

de la línea [OIII] los cuales son, en media, algo mayores que nuestras estimaciones de σ_{gas} , los cuales, como dijimos, fueron determinados a partir de la parte interna (*core*) de [SIII], de tal manera que la pendiente del ajuste aplicado a los datos de [OIII] va a dar valores más altos que aquéllos obtenidos para los datos de [SIII]².

Existen, por lo tanto, correlaciones entre los movimientos de la NLR y de las estrellas, aunque con considerable dispersión en los datos. Una manera de estudiar esta dispersión es fijarse en los residuos del tipo Y/X . Teniendo en cuenta la Figura 5.4, estudiaremos los residuos del tipo $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ alrededor de la unidad. La Figura 5.6 (izquierda) muestra esta distribución, la cual es una gaussiana moderadamente picuda (kurtosis ~ -1) para la mayoría de los Seyfert 2. Sin tener en cuenta Mrk 1 y NGC 1068, que son las dos galaxias con alta dispersión de velocidades gaseosa (y para las cuales ya se ha demostrado que existen varias componentes cinemáticas) resulta $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_* = 0.97 \pm 0.32$ (promedio dispersión rms), mientras que para Seyfert 1 y 2 $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ son 1.02 ± 0.40 y 0.95 ± 0.29 , respectivamente, es decir, $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ es prácticamente la misma para los dos tipos de objetos. La Figura 5.6 (izquierda) es similar a la Figura 7 de NW, quienes usan la línea [OIII] para la cinemática gaseosa. Aunque NW cuentan con el doble de objetos, notamos que nuestra distribución está más concentrada alrededor de la unidad, principalmente porque tenemos determinaciones de FWHM de gaussianas ajustadas al *core* de [SIII].

Todo este estudio muestra que la zona de la NLR donde se produce la parte central de la línea [SIII] está dinámicamente ligada al potencial gravitacional del bulbo, resultado similar al obtenido por Komossa y Xu (2007) para NLS1. Aún así, vemos que además del potencial gravitacional pueden existir algunos factores secundarios que podrían explicar la dispersión alrededor de la unidad en la cinemática de la NLR. Ondas de choque y otros mecanismos de aceleración pueden dar cuenta de las nubes de alta velocidad observadas en algunas galaxias, pero en general aún falta un estudio completo (y más detallado espacialemte) de la cinemática estelar y gaseosa de los Seyfert 2.

Un análisis de la cinemática estelar y gaseosa de la NLR fue hecho por GH tomando justamente $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ como una cantidad central de su estudio. Ellos encontraron que sólo uno de todos los indicadores de actividad nuclear está correlacionado con $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$: solamente con $\log \sigma_*$, el cual es una medida indirecta de la masa del bulbo, hay una suerte de relación. Aunque tenemos pocos puntos, notamos esta tendencia en nuestros datos, la cual se muestra en la Figura 5.6 (derecha) junto con el mejor ajuste de GH. Otra vez, aplicando *OLS Bisector*, obtenemos $\log(\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*) = -1.1 \log \sigma_* + 2.2$, con $R_S = -0.55$. Un ajuste de cuadrados mínimos da $\log(\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*) = -0.56 \log \sigma_* + 1.13$ ($R_S = -0.55$, $P = 0.022$), aproximadamente la misma relación obtenida por ellos. Sólo para Seyfert 2 hay una tendencia débil, aunque real, donde $\log \sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_* = -0.41 \log \sigma_* + 0.81$ ($N = 21$, $R_S = -0.37$, $P = 0.09$), mientras que para los Seyfert 1 la correlación es moderadamente fuerte, $\log(\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*) = -0.74 \log \sigma_* + 1.50$ ($N = 8$, $R_S = 0.75$, $P = 0.036$).

² Comparando $\sigma_{[\text{SIII}]}$ y $\sigma_{[\text{OIII}]}$ obtenemos una pendiente de ~ 0.85 y $R_S \sim 0.44$ (20 objetos, no graficados aquí).

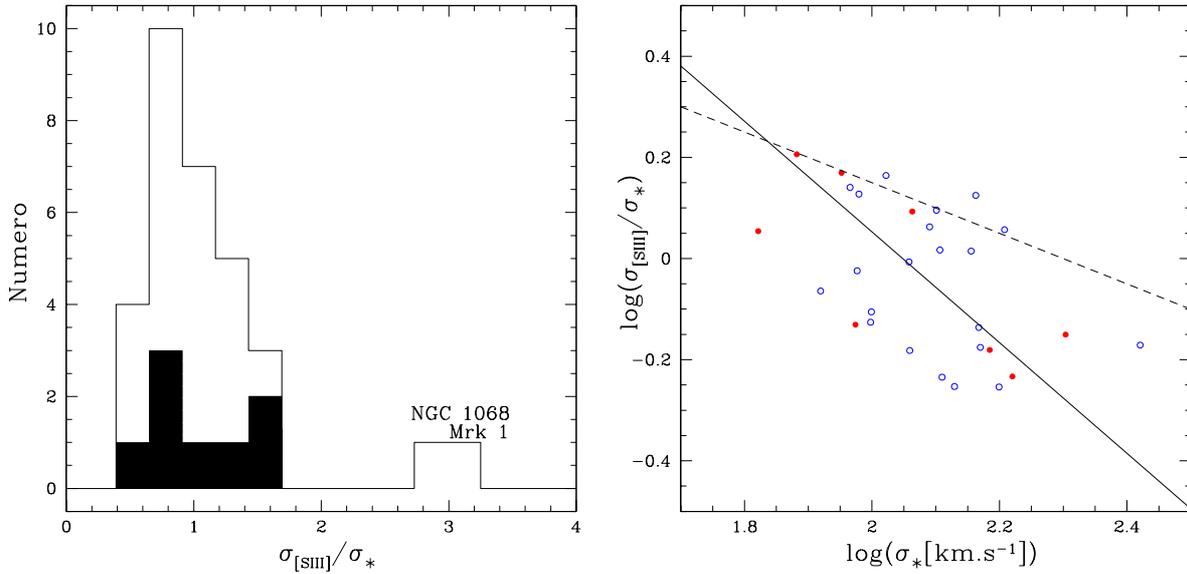


Fig. 5.6: Distribución de $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ y $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ con σ_* . Izquierda: Distribución del cociente $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$. Áreas como en la Figura 4.1. Derecha: desviación de $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ con σ_* . La línea sólida es el ajuste de cuadrados mínimos a Seyferts. La línea punteada es el ajuste de Green y Ho. Símbolos como en la Figura 4.2.

Investigamos si $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ correlaciona con otras propiedades, como el tipo morfológico y el tipo de actividad, corrimiento al rojo, inclinación, etc., pero (al igual que GH) no encontramos ninguna tendencia. La ausencia de la misma con la inclinación de la galaxia huésped sugiere que el gas en la NLR tiene velocidades al azar y por tanto el campo de velocidades es similar al de las estrellas, como encontrado previamente por NW.

De esta manera, nuestros datos refuerzan la existencia de una anticorrelación entre $\sigma_{[\text{SIII}]}$ y σ_* , aunque con dispersión en los datos. Sólo debemos tener en cuenta que si usamos $\sigma_{[\text{SIII}]}$ como un sustituto de σ_* tenderemos a subestimar la dispersión de velocidades en los bulbos de galaxias masivas. En cualquier caso, dada una correlación entre ambas dispersiones de velocidades (estelar y gaseosa) y teniendo en cuenta que [SIII] es una línea de alta ionización producida muy cerca del núcleo activo y con grandes alas (como [OIII]) nuestro estudio refuerza la idea del uso de $\sigma_{[\text{SIII}]}$ como un trazador de la cinemática de la NLR.

5.4. Cinemática Estelar Espacialmente Resuelta

Como una extensión de nuestro análisis espacial, reportamos resultados de las variaciones de las propiedades cinemáticas en nuestra sub-muestra.

La Figura 5.7 muestra ejemplos de las variaciones espaciales en σ_* . Algunos trabajos recientes (Barbosa *et al.* (2006), García-Lorenzo *et al.* 1999; Emsellen *et al.* 2001; Márquez *et al.* 2003) han discutido la posibilidad de una detección del llamado *sigma-drop*, es decir, que σ_* es apreciablemente menor hacia las regiones centrales, debido posiblemente a la presencia de un disco nuclear frío de formación estelar. Detectamos esta caída en los valores de σ_* en sólo dos galaxias (Figura 5.7a y b). Para algunos objetos, se ve incluso una especie de subida en σ_* en las partes centrales (Figura 5.7c y d). Tenemos que tener en cuenta que nuestros espectros no tienen la suficiente resolución espacial necesaria para detectar este comportamiento en σ_* , lo cual requeriría una resolución de algunas decenas de parsecs.

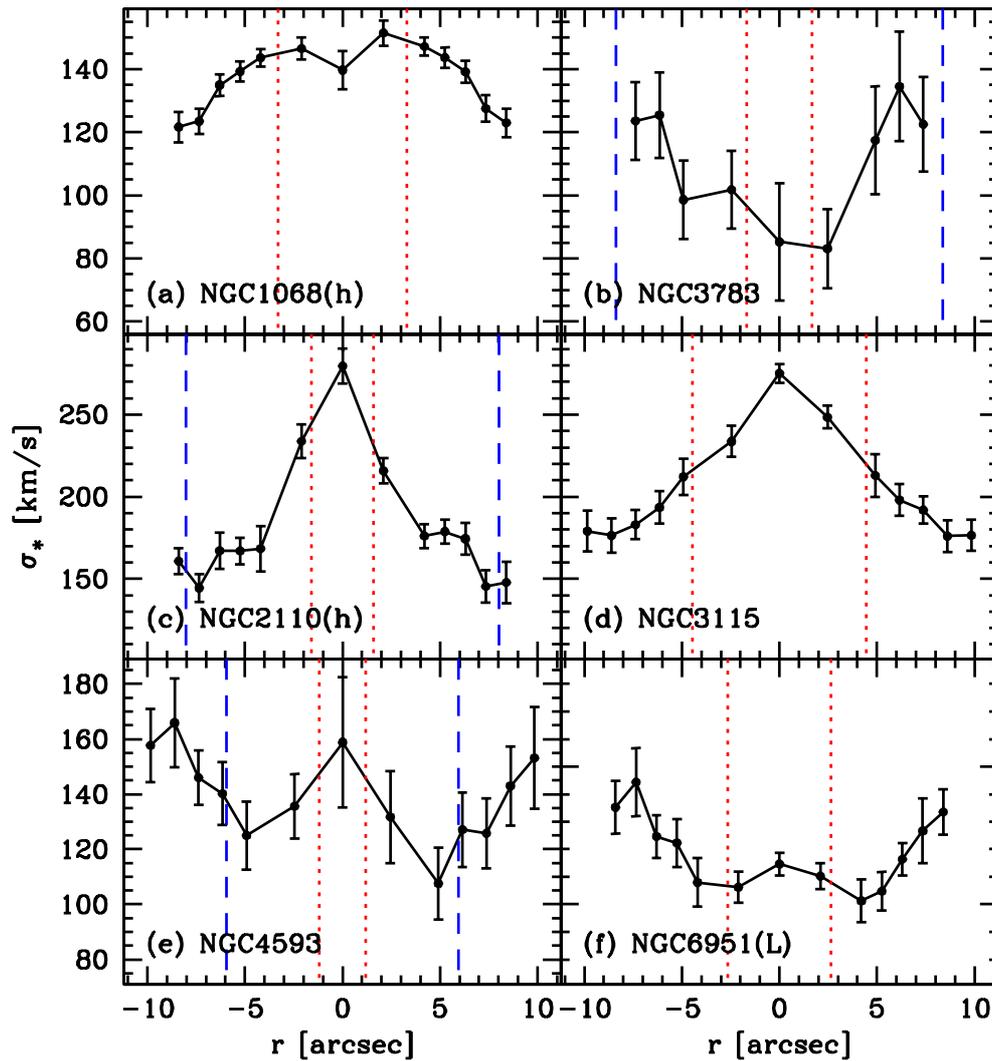


Fig. 5.7: Ejemplos de perfiles espaciales de σ_* . Las líneas de puntos rojos denotan distancias desde el núcleo de la galaxia entre ± 200 parsecs; las líneas a trazos azules, la región entre ± 1 kpc.

Otra característica interesante que puede ser vista en nuestros objetos es una caída espacialmente simétrica de σ_* , a ambos lados del núcleo de algunas galaxias. Tal es el caso de NGC 4593 (Figura 5.7e). Esto está en acuerdo con la espectroscopía de campo integral de este objeto hecha por Barbosa *et al.* (2006), quienes encuentran un disco parcial de bajos valores de σ_* aproximadamente a la misma distancia del núcleo. Un comportamiento similar se ve en NGC 6951 (Figura 5.7f). Imágenes en banda U de estas galaxias (Muñoz Martín *et al.* 2007) muestran la presencia de estrellas jóvenes ubicadas donde se detectan estas caídas en σ_* .

Parte II: LLAGN

Capítulo 6

LINERs - Introducción

6.1. Definición de LINERs

Hace casi tres décadas, Heckman (1980a,b) estudió las características espectroscópicas de una muestra de núcleos de galaxias con líneas de emisión. En un diagrama de cocientes de líneas $\log([OII]\lambda 3727/H\beta)$ vs $\log([OIII]\lambda 5007/H\beta)$ encuentra que la mayoría presenta evidencia de estar fotoionizados por estrellas jóvenes, es decir, son regiones HII gigantes extragalácticas.

Interesantemente, Heckman nota que existe una submuestra de núcleos con líneas prohibidas más intensas que las líneas de recombinación. Él nota que en estos objetos, líneas como $[OII]\lambda 3727$, $[OI]\lambda 6300$, $[NII]\lambda 6548, 6584$ y $[SII]\lambda 6717, 6731$ son intensas mientras que las de más alta excitación, como $[OIII]\lambda 5007$ y $[HeII]\lambda 4686$ son más débiles. En un diagrama de $\log([OII]\lambda 3727/[OIII]\lambda 5007)$ vs $\log([OI]\lambda 6300/[OIII]\lambda 5007)$ estos objetos se diferencian de los núcleos Seyfert 2 por estar en la parte superior derecha del diagrama. Estos cocientes son los que usa Heckman para definir arbitrariamente a estos objetos como *Low Ionization Nuclear Emission-line Region*, o *LINER*:

$$[OII]\lambda 3727 \geq [OIII]\lambda 5007 \quad (6.1)$$

$$[OI]\lambda 6300 \geq (1/3) \times ([OIII]\lambda 5007)$$

Entre sus características figura el hecho de que sus luminosidades son relativamente bajas comparadas con las de los Seyfert 2. Típicas $L_{H\alpha}$ son del orden de 10^{38-40} erg/s, por lo que los LINERs son llamados frecuentemente Núcleos Galácticos Activos de Baja Luminosidad, o “Low-Luminosity Active Galactic Nuclei” (“LLAGN”) por su denominación en inglés.

Otros autores (Veilleux y Osterbrock, 1987; Kewley *et al.* 2001) han notado que una clasificación basada en otros cocientes de líneas también puede ser muy útil, como es el caso de $[NII]\lambda 6584/H\alpha \geq 0,6$ y $[OIII]\lambda 5007/H\beta \leq 3$. Además, en el caso de no contar con $[OI]\lambda 6300$, la relación $[OII]\lambda 3727 \geq [OIII]\lambda 5007$ funciona igualmente bien para clasificar un LINER (volveremos sobre esto en la sección 7.1).

El ancho de las líneas prohibidas de los LINERs es típicamente de ~ 500 km/s, comparable a los FWHM de las líneas prohibidas de las NLR de los núcleos Seyfert, aunque una fracción significativa presenta FWHM algo mayores. Por otro lado, en las líneas de recombinación del H más intensas se aprecia una componente angosta con FWHM similar a las líneas prohibidas, superpuesta a una componente más ancha, a veces extendida hasta más de ~ 1000 km/s. Un espectro típico de LINER se presenta en la Figura 6.1.

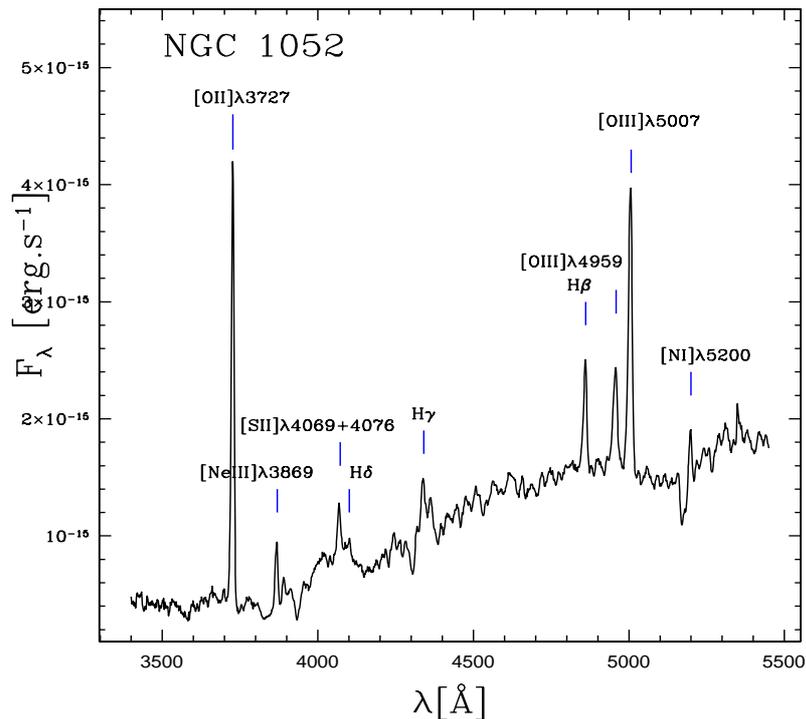


Fig. 6.1: Espectro nuclear del tipo LINER de NGC 1052.

Los LINERs son muy comunes entre los núcleos activos de baja actividad. Heckman estima que aproximadamente 1/3 de sus objetos tardíos caen dentro de la clasificación. Si tenemos en cuenta que los núcleos Seyfert están presentes en $\sim 1\%$ de galaxias brillantes, esta proporción es sumamente llamativa: aproximadamente un 80 % de las Sa y un 40 % de las Sb serían LINERs. Hoy se estima que aproximadamente 1/3 del total de galaxias espirales albergarían un núcleo LINER, proporción que sube hasta un 50 % si se contabilizan las espirales tempranas y las elípticas.

Hasta la fecha, la muestra más completa (limitada por magnitud) de LINERs es la que realizaron Ho, Filippenko y Sargent (1995, 1997; HFS), quienes llevaron a cabo un survey espectroscópico en 3400-9800 Å de 486 núcleos activos de moderada actividad: Seyfert 2, LINERs y regiones HII. Ellos encuentran que aproximadamente un 86 % de su muestra total presenta núcleos con líneas de emisión nucleares. De estos, 49 % son del tipo HII, 23 % son LINERs, 16 % son Objetos de Transición, y 12 % Seyfert.

6.2. Mecanismos de Ionización

Una de las cuestiones más intrigantes sobre los LINERs es su producción de energía: ¿son realmente núcleos activos, es decir, como resultado de la acreción de materia en las inmediaciones de un agujero negro supermasivo?, ¿pueden ser considerados como Seyfert 2 enanos? en este caso, los LINERs conformarían la parte más baja de la función de luminosidad de los AGNs y deberían ser incluidos en ese tipo de estudios. Si no, cabe preguntarse: ¿pueden ser explicados, al menos en parte, en términos de procesos estelares, sin recurrir a un AGN?.

Al menos una parte de los LINERs puede ser considerada como consecuencia de un fenómeno AGN: Como mencionamos, hay LINERs que presentan una componente ancha en $H\alpha$ (la proporción llegaría a un $\sim 20\%$), lo que indica la existencia de una BLR como en Seyfert 1 y QSOs. Las evidencias en favor de AGN en LINERs es numerosa: emisiones en rayos X (Ho *et al.* 2001) y en radio (Nagar *et al.* 2000) confirman que existe acreción de materia, mientras que la existencia de un disco de acreción es confirmada por la emisión en forma de doble pico de la componente ancha de la línea $H\alpha$ (NGC 1097, Storchi-Bergmann *et al.* 1995). Por último, también existen similitudes entre las galaxias huésped de los LINERs y de los Seyfert (HFS2003).

Se han propuesto varios mecanismos de excitación para explicar las intensidades de las líneas de emisión que caracterizan a los LINERs. Históricamente, los LINERs fueron explicados como consecuencia de la fotoionización por un continuo no-estelar, del tipo $F_{\nu}^{FC} \propto \nu^{-\alpha}$ ($\alpha \sim 1 - 2$) considerado en la sección 4.3. Los modelos de Ferland y Netzer (1983) y de Halpern y Steiner (1983) van en ese sentido, y explican las intensidades de las líneas de emisión de los LINERs como resultado de una fotoionización por un continuo de AGN, donde en los LINERs el parámetro de ionización U del medio ionizado es menor que en los Seyfert 2 o las regiones de líneas angostas de QSOs. En los diagramas de cocientes de líneas, los modelos se muestran como una secuencia continua de U decreciente hacia objetos de baja actividad, explicando a los LINERs como un subgrupo de AGNs. Estos modelos no necesitan las hipótesis de *shocks* (ionización por ondas de choque) propuesta originalmente por Heckman para explicar los LINERs. Dopita y Sutherland (1995) consideran este escenario, asociado con remanentes de supernovas. Si bien estos shocks podrían estar presentes en algunos casos, no parece ser un mecanismo general en estos objetos.

Por otro lado, toda una línea de investigación sobre las causas de la ionización en LINERs involucra procesos puramente estelares. Terlevich y Melnick (1985) consideraron un escenario de alta metalicidad en los núcleos de las galaxias, donde se produciría una cierta cantidad de estrellas Wolf-Rayet luminosas, de alta temperatura, de tal manera de ser capaces de fotoionizar el medio. En sus primeros $\sim 3 - 4 \cdot 10^6$ años, este cúmulo estelar produciría suficiente cantidad de fotones UV ionizantes, conformando un continuo “semejante” al de un AGN. Estas condiciones de un cúmulo estelar altamente evolucionado son relajadas en trabajos subsecuentes. Filippenko y Terlevich (1992) analizan la fotoionización producida por estrellas masivas del tipo O, con temperaturas del orden de $4 - 5 \times 10^4$ y concluyen que son suficientes para explicar los LINERs con $[OI]\lambda 6300/H\alpha < 1/6$. Shields (1992) llega a resultados similares usando modelos de fotoionización con estrellas tempranas.

6.3. Diagramas de Diagnóstico

Los cocientes de línea que nombramos en la sección anterior se refieren a cocientes de flujos de líneas de emisión intensas previamente elegidas para clasificar los núcleos activos. Aunque antes de 1981 se utilizaban algunos cocientes de líneas (como $[OII]\lambda 3727/[OIII]\lambda 5007$ y $[OIII]\lambda 5007/H\alpha$) para clasificar las regiones HII, se necesitaban otros cocientes de líneas que sean útiles para distinguir otros objetos según el mecanismo de excitación: éste podía ser por ondas de choque, fotoionización estelar o debida a un continuo no-estelar (usualmente ley de frecuencias, como usado en la Parte I).

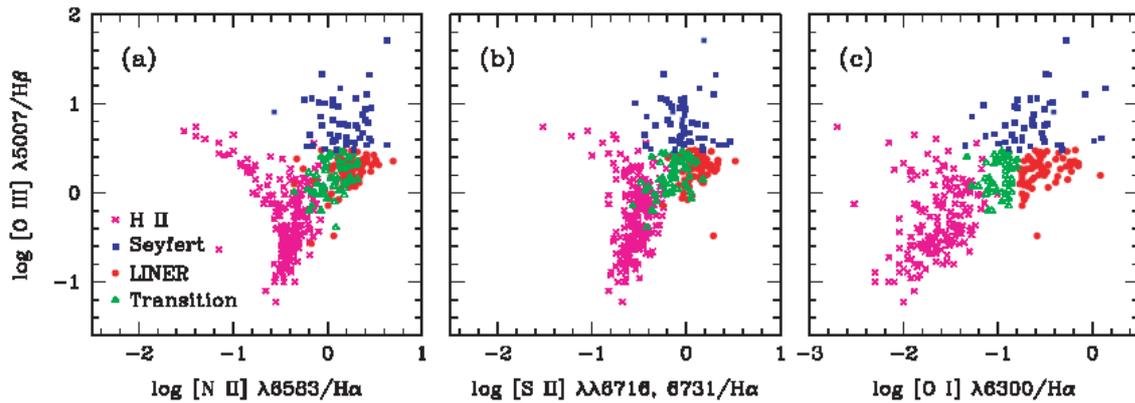


Fig. 6.2: Ejemplos de Diagramas de Diagnóstico, extraído del trabajo de Ho (2009).

Baldwin, Phillips y Terlevich (1981, BPT) combinaron intensidades de líneas de emisión prohibidas y de Balmer angostas, para encontrar los pares de cocientes más indicativos de las diferencias que puedan existir entre los objetos dominados por los diferentes mecanismos de excitación. Se trató de usar en el eje vertical un cociente representativo del grado de excitación. Por ejemplo, $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ está relacionado con el parámetro de ionización U (densidad de fotones en relación a la densidad del gas) y por lo tanto a la densidad electrónica del medio y a la intensidad del campo de radiación. BPT usan las relaciones $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ vs. $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\alpha$, $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ y $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$, además de $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ vs. $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$.

Posteriormente, Veilleux y Osterbrock (1987), usan esta última relación y, a fin de minimizar errores en el enrojecimiento, eligen cocientes con líneas de emisión cercanas y en lo posible de dos elementos distintos, resultando así sensible a las abundancias. Es por eso que evitan $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ y prefieren la razón de una línea prohibida a una de Balmer, resultando así más sensible a las abundancias. Finalmente usan $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ vs. $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$, $[\text{SII}]\lambda 6725/\text{H}\alpha$ ($[\text{SII}]\lambda 6725$ denota la suma de ambas líneas del doblete $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731$), y $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$. En estos diagramas el cociente $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ es el que está relacionado con la excitación del gas y por lo tanto con la temperatura de la fuente estelar central o la dureza del espectro ionizante no-térmico. Otros diagramas involucran cocientes en el IR (Osterbrock, Tran y Veilleux, 1992; Rola, Terlevich y Terlevich, 1997), aunque no serán usados en este trabajo.

Los sistemas de clasificación de Veilleux y Osterbrock y de BPT han resultado muy útiles para clasificar núcleos activos. La división entre Seyferts y LINERs generalmente se toma en $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta = 3$. Aunque en los Diagramas de Diagnóstico (y usando una gran cantidad de datos) esta delimitación es obvia, no hay una razón física evidente para ese límite, como fue notado por Ho, Filippenko y Sargent (2003). Además de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta < 3$, los LINERs se diferencian de los Seyferts en los Diagramas por presentar $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha \geq 0.6$ y $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha \geq 0.4$, como se muestra en la Figura 6.2. Estos Objetos de Transición fueron clasificados por Ho, Filippenko y Sargent (1993), y tienen intensidades de $[\text{OI}]\lambda 6300$ intermedias entre las de LINERs y regiones HII. Por esta razón, estos autores establecen la distinción entre LINERs y Objetos de Transición según $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha \geq 0.17$ y $0.08 \geq [\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha < 0.17$ (también en la Figura 6.2). Sin embargo, la diferencia entre ambos tipos de objetos no sería intrínseca sino meramente una consecuencia observacional. Es de notar que la mayoría de los llamados Objetos de Transición son núcleos activos con formación estelar circum-nuclear. Pastoriza, Donzelli y Bonatto (1999) demuestran que una contribución

de sólo el 40% de una población estelar de un millón de años es suficiente para desplazar la clasificación de un núcleo activo del tipo Seyfert hacia una de “Objeto de Transición”. Haremos mayor uso de los Diagramas de Diagnóstico en el Capítulo 11.

6.4. Organización de la Parte II

La Parte II está organizada como sigue: En el Capítulo 7 presentamos la muestra de LLAGNs a analizar: selección, propiedades, y extracciones espectrales nucleares y extra-nucleares. En el Capítulo 8 describimos el método de síntesis espectral: su motivación, fundamentos, y construcción. En este Capítulo presentamos también un código de Síntesis y su utilización. Los resultados de la aplicación de dicho código aplicada a la muestra de LLAGNs los presentamos en el Capítulo 9. En el Capítulo 10 analizamos las poblaciones estelares de las zonas nucleares y extranucleares de los LLAGNs a través de los índices y parámetros obtenidos de la síntesis espectral. Los espectros residuales, consistentes en la diferencia entre los observados y sintetizados, permiten un análisis exhaustivo de las propiedades del gas ionizados a través de las líneas de emisión; esto lo estudiamos en el Capítulo 11. Por último, en el Capítulo 12 modelizamos la contribución las estrellas evolucionadas al continuo ionizante de LINERs y Objetos de Transición, y consideramos su importancia en el mecanismo de ionización de estos objetos.

Capítulo 7

Muestra Observacional

Analizaremos en este capítulo las propiedades de la muestra de LLAGN elegida, se describirán las observaciones y se presentarán los espectros nucleares y extra-nucleares.

7.1. Propiedades de la Muestra

De una u otra manera, los modelos que no involucran un continuo de AGN deben tener en cuenta la importancia de los diversos escenarios estelares. En una serie de trabajos sobre los LLAGNs, Cid Fernandes *et al.* (2004, 2005) y González Delgado *et al.* (2004) examinan las poblaciones estelares en una muestra espectroscópica de estos objetos. Continuando con esa línea de investigación, y con el propósito de cuantificar los efectos de las poblaciones estelares en LINERs y Objetos de Transición, elegimos 53 de estos objetos: 44 LINERs + Objetos de Transición, 2 Starbursts, y 7 núcleos normales ¹. Las Tablas 7.1 y 7.2 resumen las principales características de las galaxias.

La muestra elegida es casi idéntica a la presentada en Cid Fernandes *et al.* (2004) y constituye una submuestra del catálogo de HFS, el cual es el más completo y homogéneo disponible hasta la fecha. Sin embargo, nuestros espectros difieren de los de HFS en dos aspectos:

- Rango espectral: los espectros de HFS constan de dos partes, una en el azul y otra en el rojo, de tal manera de contar con $H\beta$, $[OIII]\lambda 5007$, $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548, 6584$ y $[SII]\lambda\lambda 6517, 6531$, las cuales son muy útiles para la clasificación de LINERs y Objetos de Transición. Nuestros espectros constan sólo de una región azul que va desde 3500 Å hasta 5500 Å, abarcando importantes líneas de emisión desde $[OII]\lambda 3727$ hasta $[NI]\lambda 5200$.
- Longitud de onda inicial y resolución: Mientras que los espectros de HFS comienzan en 4250 Å, los nuestros comienzan en 3500 Å, por lo que contamos con varias características en el diagnóstico de las poblaciones estelares que no han sido incluídas en estudios anteriores. Por otro lado, la resolución espectral en la muestra de HFS es de 3-5 Å en la región azul y de 8 Å en el rojo, mientras que en nuestros espectros es de ~ 2.5 Å.

Lejos de parecer desventajosos, estos aspectos nos permiten estudiar en mayor detalle las poblaciones estelares jóvenes que pueden estar presentes. Como adelantado en el segundo ítem, entre sus características se encuentran: el “bump” en 4680 Å, indicativo de la presencia de estrellas masivas tempranas, de edades menores a $\sim 10^7$ años; las líneas de absorción de alto orden del Hidrógeno (HOBLs: “High Order Balmer Lines”), que indican la presencia de brotes de formación estelar evolucionados, de $\sim 10^7$ a $\sim 10^9$ años; y diversas líneas y bandas metálicas

¹ La clasificación cambiará según se explica 10.2.

Galaxia (1)	Actividad (2)	Morfología (3)	T (4)	V_r (5)	Distancia (6)	Escala (7)	$\text{Log}(L_{H\alpha})$ (8)	[OI]/ $H\alpha$ (9)
NGC266	L1.9	SB(rs)ab	2.0	4662	62.4	302	39.30	0.280c
NGC315	L1.9	E+:	-4.0	4935	65.8	319	39.55	0.590
NGC410	T2:	E+:	-4.0	5295	70.6	342	39.43	0.097u
NGC428	L2/T2:	SAB(s)m	9.0	1160	14.9	72	36.98L	0.190u
NGC521	T2/H:	SB(r)bc	4.0	5039	67.0	324	39.16	0.086c
NGC660	T2/H:	SB(s)apc	1.0	852	11.8	57	38.89	0.047
NGC718	L2	SAB(s)a	1.0	1734	21.4	103	38.45	0.210
NGC772	H/T2:	SA(s)b	3.0	2458	32.6	158	39.24	0.026b
NGC841	L1.9:	(R')SAB(s)ab	2.1	4539	59.5	288	39.11L	0.580b
NGC1052	L1.9	E4	-5.0	1499	17.8	86	39.45r	0.710
NGC1161	T1.9:	SA0	-2.0	1940	25.9	125	38.70	0.140u
NGC1169	L2	SAB(r)b	3.0	2386	33.7	163	38.67	0.320
NGC2681	L1.9	(R')SAB(rs)0/a	0.0	688	13.3	64	38.83L	0.190b
NGC2685	S2/T2:	(R)SB0+pec	-1.0	820	16.2	78	38.66	0.130b
NGC2911	L2	SA(s)0:pec	-2.0	3183	42.2	204	39.38r	0.310
NGC3166	L2	SAB(rs)0/a	0.0	1344	22.0	106	39.10	0.270
NGC3169	L2	SA(s)a+pec	1.0	1234	19.7	95	39.02	0.280
NGC3226	L1.9	E2:pec	-5.0	1321	23.4	113	38.93	0.590
NGC3245	T2:	SA(r)0?	-2.0	1348	22.2	107	39.59	0.086c
NGC3627	T2/S2	SAB(s)b	3.0	727	6.6	31	38.50	0.130
NGC3705	T2	SAB(r)ab	2.0	1018	17.0	82	38.66	0.079b
NGC4150	T2	SA(r)0?	-2.0	43	9.7	47	38.18	0.130
NGC4192	T2	SAB(s)ab	2.0	-142	16.8	81	38.97	0.140
NGC4438	L1.9	SA(s)0/a:	0.0	64	16.8	81	39.37	0.270
NGC4569	T2	SAB(rs)ab	2.0	-235	16.8	81	40.28r	0.062
NGC4736	L2	(R)SA(r)ab	2.0	307	4.3	20	37.81r	0.240
NGC4826	T2	(R)SA(rs)ab	2.0	411	4.1	19	38.87r	0.073
NGC5005	L1.9	SAB(rs)bc	4.0	948	21.3	103	39.47	0.650
NGC5055	T2	SA(rs)bc	4.0	504	7.2	34	38.62r	0.170u
NGC5377	L2	(R)SB(s)a	1.0	1792	31.0	150	39.18	0.250
NGC5678	T2	SAB(rs)b	3.0	1924	35.6	172	39.19	0.079
NGC5879	T2/L2	SA(rs)bc?	4.0	772	16.8	81	38.32	0.160
NGC5921	T2	SB(r)bc	4.0	1479	25.2	122	39.15r	0.110
NGC5970	L2/T2:	SB(r)c	5.0	1965	31.6	153	38.06	0.180c
NGC5982	L2::	E3	-5.0	2904	38.7	187	38.46c	0.490u
NGC5985	L2	SAB(r)b	3.0	2518	39.2	190	38.94	0.300
NGC6384	T2	SAB(r)bc	4.0	1667	26.6	128	38.12	0.150u
NGC6482	T2/S2:	E:	-5.0	3921	52.3	253	39.23	0.130u
NGC6500	L2	SAab:	1.7	2999	39.7	192	40.31	0.230
NGC6501	L2::	SA0+:	-0.5	2869	39.6	191	38.01c	0.870u
NGC6503	T2/S2:	SA(s)cd	6.0	42	6.1	29	37.56	0.080
NGC6702	L2::	E:	-5.0	4712	62.8	304	38.61c	0.620u
NGC6951	S2	SAB(rs)bc	4.0	1424	24.1	116	39.07	0.230
NGC7626	L2::	E:pec	-5.0	3422	45.6	221	38.81	0.220u

Tab. 7.1: Muestra Observacional de LLAGN. Columnas: (1) Nombre de la Galaxia, (2) Clase espectral, (3) Tipo morfológico de Hubble, (4) Tipo morfológico de Hubble numérico, (5) Velocidad radial [km/s], (6) Distancia [Mpc], (7) Escala angular [pc''], (8) Luminosidad de $H\alpha$ [erg/seg], y (9) Cociente de los flujos de [OI] λ 6300 y $H\alpha$, del trabajo de HFS. En la columna (8) los valores revisados (obtenidos de Ho *et al.* 2003) se denotan con una "r". Las demás notas de las columnas (8) y (9) se explican en HFS.

Galaxia (1)	Actividad (2)	Morfología (3)	T (4)	V_r (5)	Distancia (6)	Escala (7)	$\text{Log}(L_{H\alpha})$ (8)	$[\text{OI}]/H\alpha$ (9)
NGC3367	H	SB(rs)c	5.0	3041	43.6	211	40.98	0.031
NGC6217	H	(R)SB(rs)bc	4.0	1362	23.9	115	40.41	0.032
NGC205	norm	dE5+pec	-5.0	-239	0.7	3	< 34,79r	0.000
NGC221	norm	E2	-6.0	-205	0.7	3	< 36,16r	0.000
NGC224	norm	SA(s)b	3.0	-298	0.7	3	...	0.000
NGC628	norm	SA(s)c	5.0	655	9.7	3	< 36,69r	0.000
NGC1023	norm	SB(rs)0-	-3.0	632	10.5	51	< 37,82r	0.000
NGC2950	norm	(R)SB(r)0	-2.0	1337	23.3	204	< 38,42r	0.000
NGC6654	norm	(R')SB(s)0/a	0.0	1823	29.5	123	< 38,11r	0.000

Tab. 7.2: Continuación de la Tabla 7.1.

típicas de poblaciones estelares más viejas. Además son evidentes el quiebre en 4000 Å y el salto de Balmer, entre otras. Como señalado por Cid Fernandes *et al.* (2004), la comparación de los cocientes de líneas de emisión con los resultados de los modelos de fotoionización o de shocks abordan el problema de una manera *indirecta*, mientras que los rasgos espectrales en el azul mencionados permiten una evaluación *directa* de los modelos propuestos para los LINERs y Objetos de Transición.

7.1.1. Distinción entre LINER y Objeto de Transición

Cabe aclarar algunos puntos importantes relacionados con la clasificación de LINERs y los llamados Objetos de Transición:

Además de la definición usual dada por la ecuación 6.1, vimos en la sección 6.3 que los núcleos LINERs pueden ser distinguidos de los núcleos Seyfert y regiones HII en los Diagramas de Diagnóstico, por presentar $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta < 3$, $[\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha \geq 0.6$ y $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716,6731/H\alpha \geq 0.4$, es decir, aproximadamente al centro y a la derecha de los Diagramas de Diagnósticos. También vimos la distinción entre LINERs y Objetos de Transición según $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha \geq 0.17$ y $0.08 \geq [\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha < 0.17$, respectivamente. Además, algunos núcleos Seyfert satisfacen la relación $L_{H\alpha} < 10^{38-40}$ erg/s. Según estas relaciones, la muestra de HFS contiene 64 LINERs y 65 Objetos de Transición. Entre los primeros, también sumamos a NGC 6951, que fue clasificada como Seyfert 2 por HFS y como Seyfert 2/LINER por Pérez *et al.* (2000). Entre los Objetos de Transición también incorporamos a NGC 772 y NGC 2685, que han sido clasificadas por HFS como “H/T2” (mezcla entre región HII y Objeto de Transición; ver 6.3) y “S2/T2” (mezcla de Seyfert 2 y Objeto de Transición), respectivamente. Con estas adiciones, el total de la muestra “LINER + Objetos de Transición” de HFS se va a 162 objetos.

Por otro lado, HFS establecen la distinción entre núcleo LINER y Objeto de Transición en $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha = 0.17$. En este trabajo, establecemos el límite en $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha = 0.25$ y llamaremos núcleos “débiles en [OI]” si $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha \leq 0.25$ y núcleos “intensos en [OI]” si $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha > 0.25$. Según explicado en Cid Fernandes *et al.* (2004), esta denominación es puramente empírica, pero obedece a que las relaciones entre $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha$ y las propiedades estelares quedan mejor representadas si se establece este límite. Esto queda representado en un plot de $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha$ vs anchos equivalentes de las líneas de absorción (Figura 14 de Cid Fernandes *et al.* 2004), donde se ve que los núcleos con líneas de absorción débiles presentan mayormente $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha \leq 0.25$. Volveremos sobre este punto más adelante en nuestro análisis. Dicho límite no tiene mayor relevancia en lo que respecta a las líneas de emisión, por lo que los que acá llamamos núcleos “débiles en [OI]” son esencialmente Objetos de Transición

mientras que los “intensos en [OI]” son LINERs.

Nuestra muestra de 44 LINERs + Objetos de Transición constituye $\sim 27\%$ de los presentes en el catálogo de HFS (162 en total). De estos, $14/44 = 32\%$ satisfacen la relación $[OI]\lambda 6300/H\alpha > 0.25$, en comparación con el $56/162 = 35\%$ en la muestra de HFS.

7.2. Observaciones

La mayoría de las observaciones fueron llevadas a cabo en cuatro turnos con telescopio de 2.5 m “Nordic Optical Telescope” (NOT) usando el detector ALFOSC con el grisma #6 (600 líneas/mm) y ranura de $1''$ orientada según el ángulo paraláctico. Esta configuración da una dispersión de $1.4 \text{ \AA}/\text{pixel}$ y cubre el rango $3500 - 5500 \text{ \AA}$. Las condiciones de observación eran fotométricas, con seeing típicamente $< 1''$. Las Tablas 7.3 y 7.4 resumen las observaciones.

La reducción de las observaciones fue realizada por la Dra. Rosa González Delgado del Instituto de Astrofísica de Andalucía (Granada, España) usando tareas standards de IRAF y están describas en detalle en Cid Fernandes *et al.* (2004). La reducción siguió los pasos usuales de corrección por “overscan”, sustracción de Bias, división por Flat-Field y calibración por longitud de onda (lámpara de HeNeAr). Además de las galaxias de programa, fueron observadas estrellas standards con ranura de $10''$, usadas posteriormente en la calibración en flujo. Los espectros resultantes fueron combinados a fin de remover los rayos cósmicos.

7.3. Extracciones

Se realizaron extracciones nucleares para todas las galaxias de la muestra. Además, debido a la alta calidad de los espectros, se pudieron realizar extracciones extra-nucleares a lo largo de la ranura para cada objeto, en sintonía con trabajos anteriores en esta área (Cid Fernandes *et al.* 1998; Joquet *et al.* 2001; Raimann *et al.* 2003).

7.3.1. Extracciones Nucleares

Se realizaron extracciones con aperturas de $1'' \times 14$, es decir 6 pixeles en el detector (escala de placa $0'' \times 19/\text{pix}$), por lo que las extracciones nucleares fueron de $1'' \times 1'' \times 14$. A las distancias de las galaxias observadas, las correspondientes áreas proyectadas se encuentran en un rango de 3 a 342 pc, con una media de 130 pc y una mediana de 113 pc. Si consideramos sólo los LINERs + Objetos de Transición, el rango de distancias proyectadas correspondientes a $1''$ es de 19 a 342 pc, con una media de 140 pc y una mediana de 115 pc.

La relación señal ruido (“SN”) se estimó a partir de las fluctuaciones cuadráticas medias de los espectros en dos intervalos elegidos por estar libres de rasgos de absorción o emisión: $4010 - 4060 \text{ \AA}$ y $4789 - 4839 \text{ \AA}$. Otro intervalo, usado en el cálculo de los espectros sintéticos (ver Capítulo 9) es $4730 - 4780 \text{ \AA}$.

7.3.2. Extracciones Extra-Nucleares

Con el objetivo principal de mapear las propiedades espectrales en las zonas nucleares de los LLAGNs, fueron realizadas extracciones fuera del núcleo, a lo largo de la ranura, a intervalos de 6 pixeles. Esto fue posible dada la alta calidad de los espectros, a juzgar por su relación SN fuera del núcleo hasta una distancia de varios segundos de arco.

Como vimos, la escala del detector permitió hacer extracciones nucleares de 6 pixeles = $1'' \times 1'' \times 14$. Se realizaron similares extracciones fuera del núcleo hasta una distancia de $4'' \times 5$, es decir,

Galaxia	Fecha	Exposición [segundos]	Masa de aire	Ángulo de Posición [Å]
NGC266	21/08/2001	3x1200	1.03	-79.6
NGC315	22/08/2001	3x1200	1.11	-85.7
NGC410	21/08/2001	3x1200	1.13	-89.5
NGC428	23/08/2001	4x1200	1.26	-42.2
NGC521	23/08/2001	3x1200	1.69	-55.7
NGC660	21/08/2001	4x1200	1.07	-49.5
NGC718	22/08/2001	3x1200	1.20	-42.24
NGC772	23/08/2001	3x1200	1.04	-52.9
NGC841	22/08/2001	4x1200	1.02	-128.2
NGC1052	22/08/2001	2x1200	1.26	-12.9
NGC1161	23/08/2001	2x1200	1.06	-142.45
NGC1169	08/11/2002	3x1200	1.05	-171.6
NGC2681	08/11/2002	3x900	1.33	-98.5
NGC2685	08/11/2002	3x1200	1.03	-12.7
NGC2911	03/05/2003	3x1200	1.12	+44.9
NGC3166	04/05/2003	2x1200	1.11	+08.4
NGC3169	03/05/2003	3x1200	1.14	+19.0
NGC3226	14/05/2003	3x1200	1.05	-23.3
NGC3245	12/05/2001	1800 + 1200 + 600	1.04	+84.5
NGC3627	13/05/2001	3x1200	1.09	+42.6
NGC3705	14/05/2001	3x1200	1.12	+38.2
NGC4150	14/05/2001	4x1200	1.28	+87.6
NGC4192	12/05/2001	4x900	1.04	+25.8
NGC4438	15/05/2001	4x1200	1.25	+44.4
NGC4569	12/05/2001	3x1200	1.11	+48.7
NGC4736	03/05/2003	3x900	1.04	+144.1
NGC4826	14/05/2001	3x1200	1.26	+70.5
NGC5005	03/05/2003	3x1200	1.09	+106.6
NGC5055	15/05/2001	4x1200	1.15	+108.9
NGC5377	03/05/2003	3x1200	1.24	+108.6
NGC5678	13/05/2001	4x1200	1.18	+149.5
NGC5879	14/05/2001	4x1200	1.21	+133.3
NGC5921	12/05/2001	3x1200	1.09	+08.3
NGC5970	23/08/2001	3x1200	1.19	+54.1
NGC5982	04/05/2003	3x1200	1.28	+131.5
NGC5985	22/08/2001	3x1200	1.29	+128.8
NGC6384	13/05/2001	3x1200	1.12	+31.3
NGC6482	12/05/2001	3x1200	1.03	-64.2
NGC6500	12/05/2001	3x1200 + 900	1.02	+17.2
NGC6501	22/08/2001	3x1200	1.10	+60.2
NGC6503	13/05/2001	3x1200	1.33	-169.9
NGC6702	21/08/2001	3x1200	1.06	+155.5
NGC6951	24/07/2001	2x1200	1.21	0
NGC7626	23/08/2001	3x1200	1.40	-57.4

Tab. 7.3: Registro de Observaciones de LLAGN.

Galaxia	Fecha	Exposición [segundos]	Masa de aire	Ángulo de Posición [Å]
NGC3367	13/05/2001	3x1200	1.04	+23.6
NGC6217	23/08/2001	3x1200	1.62	+140.8
NGC205	07/11/2002	3x900	1.03	-152.8
NGC221	07/11/2002	2x1200	1.22	-96.2
NGC224	07/11/2002	2x900 + 600	1.08	-113.5
NGC628	07/11/2002	3x1200	1.03	-12.7
NGC1023	07/11/2002	3x900	1.10	+113.7
NGC2950	07/11/2002	3x900	1.21	-131.5
NGC6654	15/05/2001	3x1200	1.41	-161.5

Tab. 7.4: Continuación de la Tabla 7.3.

	4010 – 4060 Å	4730 – 4780 Å	4789 – 4839 Å
Todos			
Rango	11.3 – 57.8	22.1 – 86.9	22.5 – 86.9
Media ± Sigma	24.5 ± 9.6	35.9 ± 11.9	47.4 ± 12.0
Mediana	23	34.8	46.8
Sólo LLAGNs			
Rango	11.4 – 57.8	22.1 – 86.9	22.5 – 86.9
Media ± Sigma	24.9 ± 10.3	36.1 ± 12.9	46.6 ± 11.6
Mediana	22.1	33.1	46.4
Todos (556)			
Rango	1.3 – 60.0	5.9 – 79.9	6.1 – 68.9
Media ± Sigma	15.5 ± 7.5	25.0 ± 9.2	31.4 ± 14.1
Mediana			
≤ 4" (409)			
Rango	1.3 – 60.0	5.9 – 79.9	6.6 – 68.9
Media ± Sigma	16.6 ± 7.9	26.4 ± 9.4	33.5 ± 13.9
Mediana			
> 4" (147)			
Rango	2.3 – 27.2	7.1 – 44.7	6.1 – 65.8
Media ± Sigma	12.3 ± 4.9	21.3 ± 7.4	25.8 ± 12.9
Mediana			

Tab. 7.5: Estadística de la relación Señal/Ruido para las extracciones nucleares (tabla superior) y extra-nucleares (tabla inferior), en los intervalos de longitud de onda explicados en el texto.

al menos 4 extracciones de $1'' \times 1''$, 14 a cada lado del núcleo. En algunos casos, y dependiendo de la SN, se llegó a realizar extracciones en zonas más alejadas del núcleo. Excepcionalmente, para NGC 4736 se realizaron extracciones hasta una distancia de $39''$ a cada lado del núcleo. Los datos de SN de las extracciones extra-nucleares están listados en la Tabla 7.5.

En muchos casos la relación SN disminuía hacia fuera del núcleo, como puede inferirse de los valores medios obtenidos para las regiones nucleares y extra-nucleares. Sin embargo, la disminución no era muy marcada y, como veremos en la próxima sección, no influye notablemente en los resultados concernientes a las propiedades a lo largo de la ranura.

En las Figuras 7.1 a 7.9 se presentan los espectros de cada galaxia, en las zonas nucleares y extra-nucleares, ya reducidos y listos para el ajuste espectral. En total son 609 espectros individuales. Por claridad, mostramos espectros correspondientes a zonas más cercanas que $4.6''$, por lo que algunos de ellos no se muestran en las figuras debido a que corresponden a zonas más exteriores. Sin embargo, la totalidad de las extracciones realizadas (609) entrarán en nuestro análisis de síntesis.

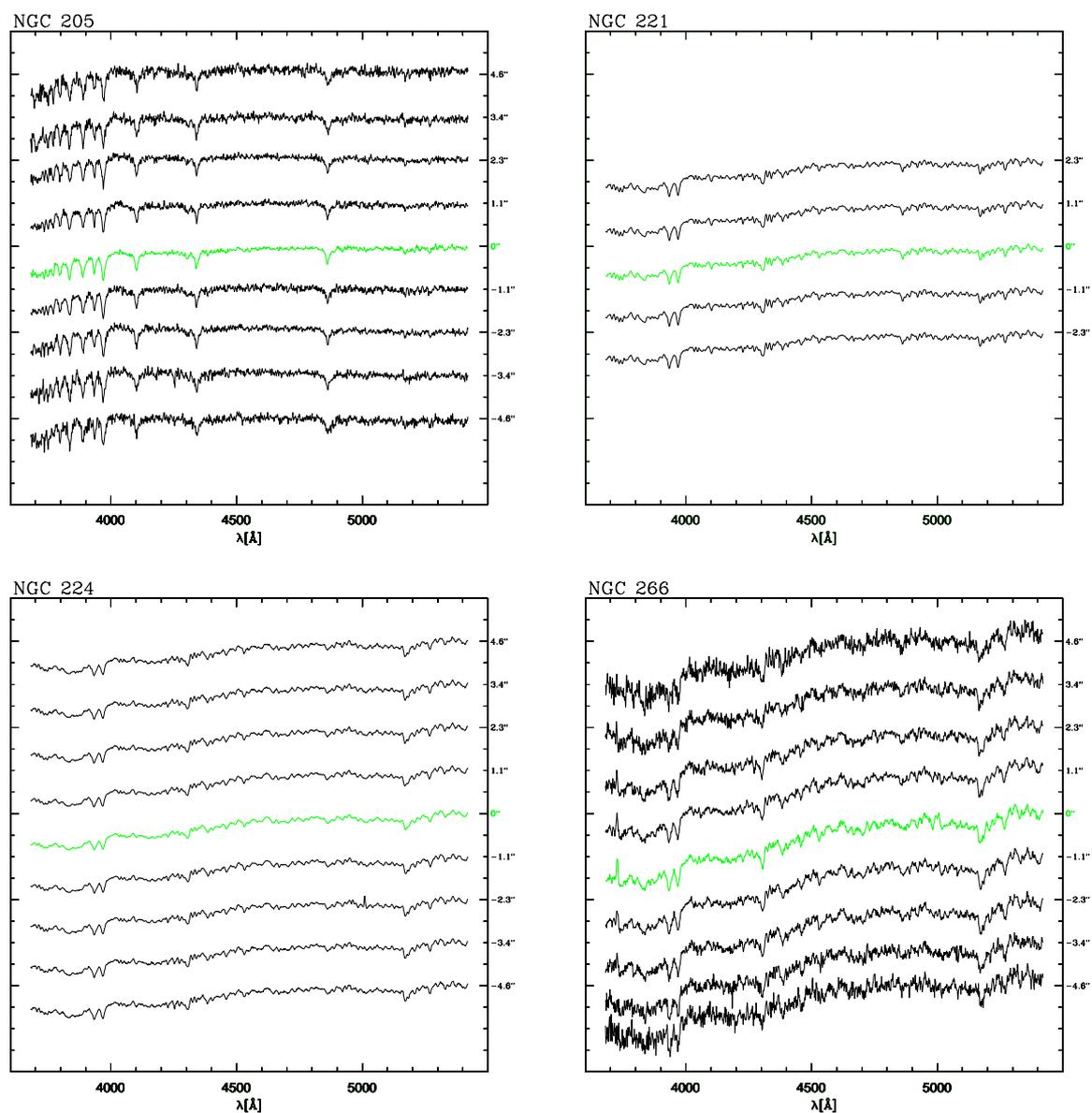


Fig. 7.1: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN. En verde se muestra el espectro correspondiente a la región nuclear, y en negro los espectros de zonas externas, normalizados en 4020 \AA y desplazados con respecto al nuclear. En la vertical se denotan las distancias (en segundos de arco) desde el núcleo de cada galaxia a lo largo de la ranura.

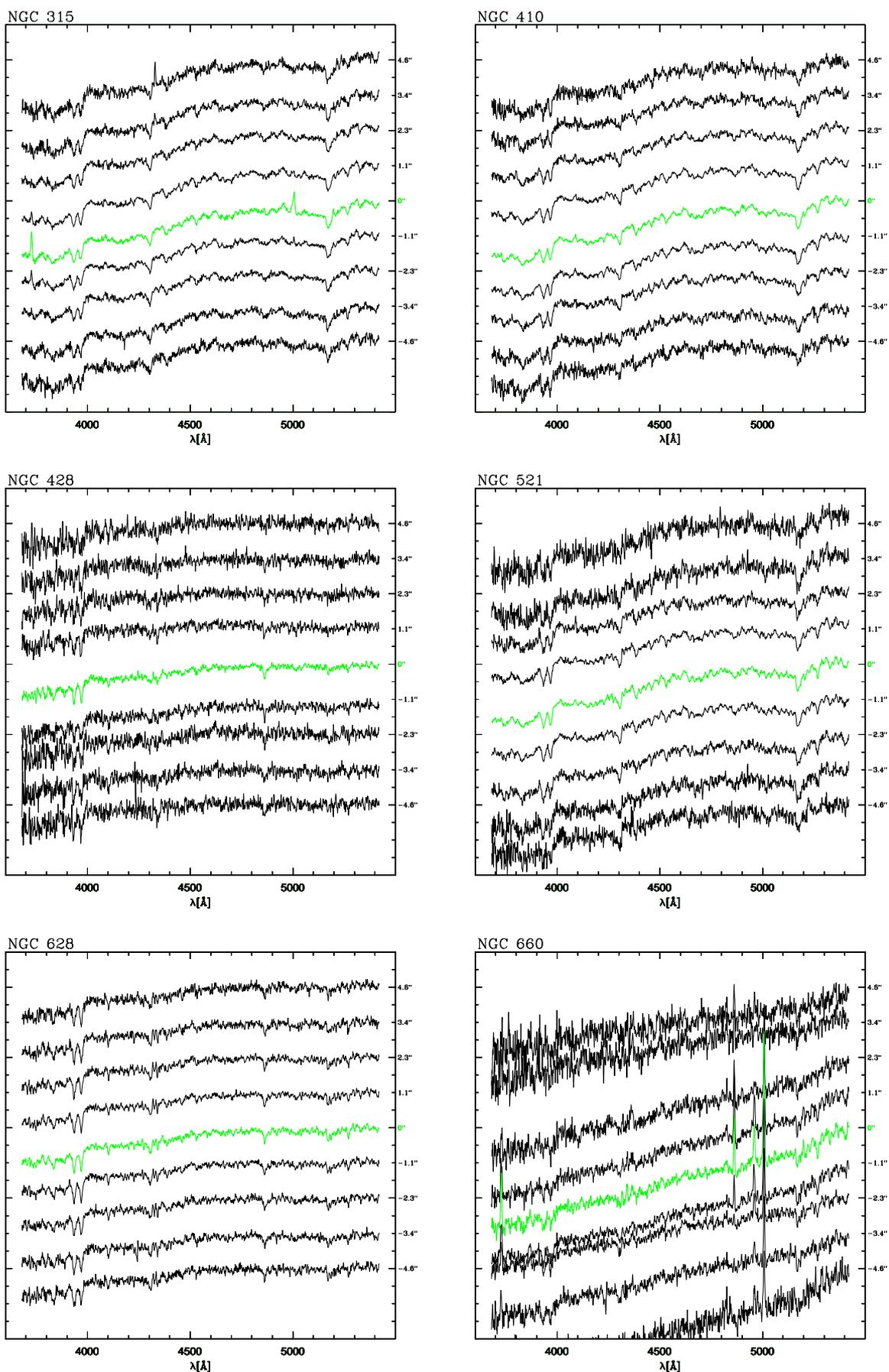


Fig. 7.2: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

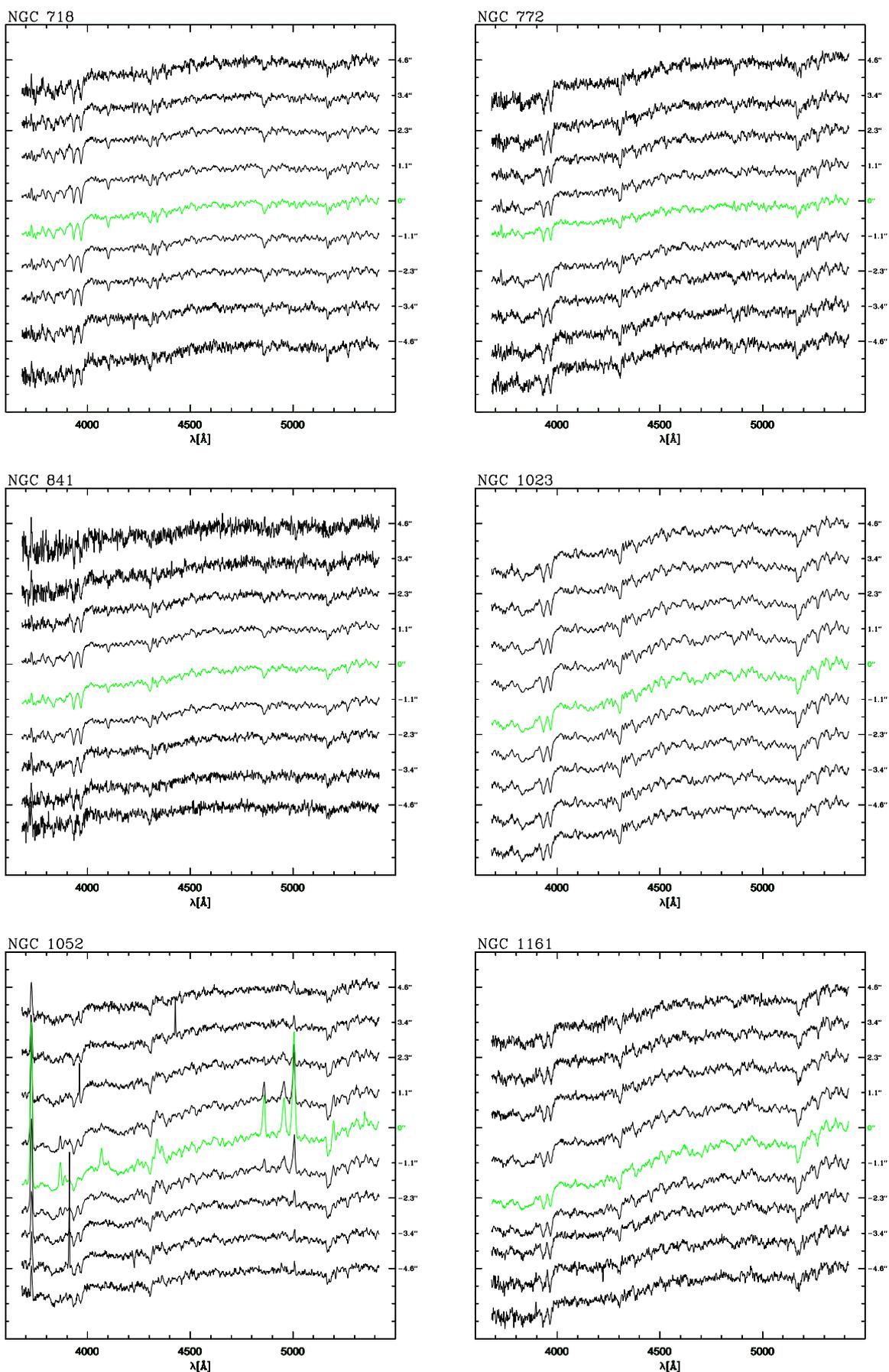


Fig. 7.3: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

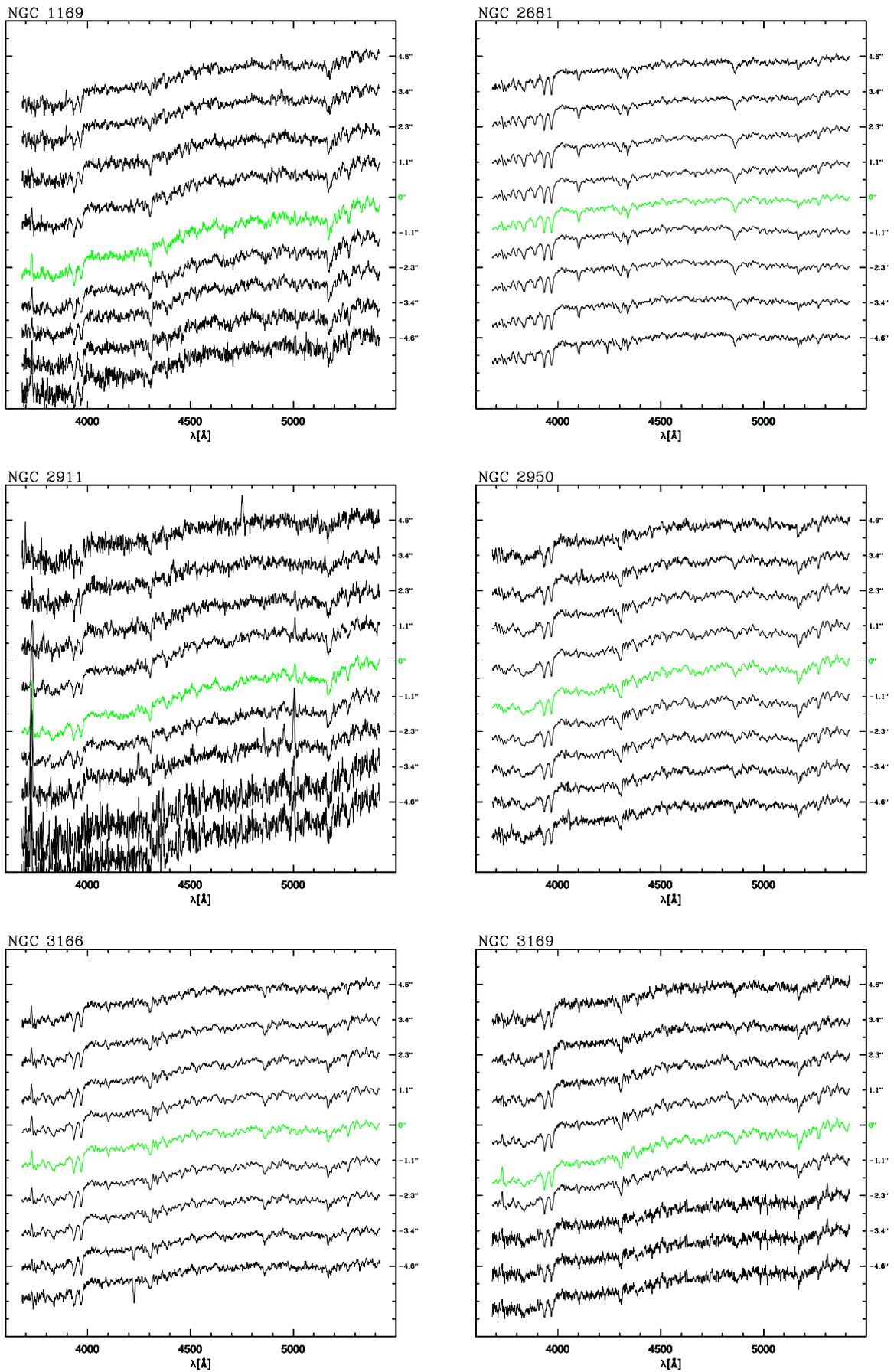


Fig. 7.4: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

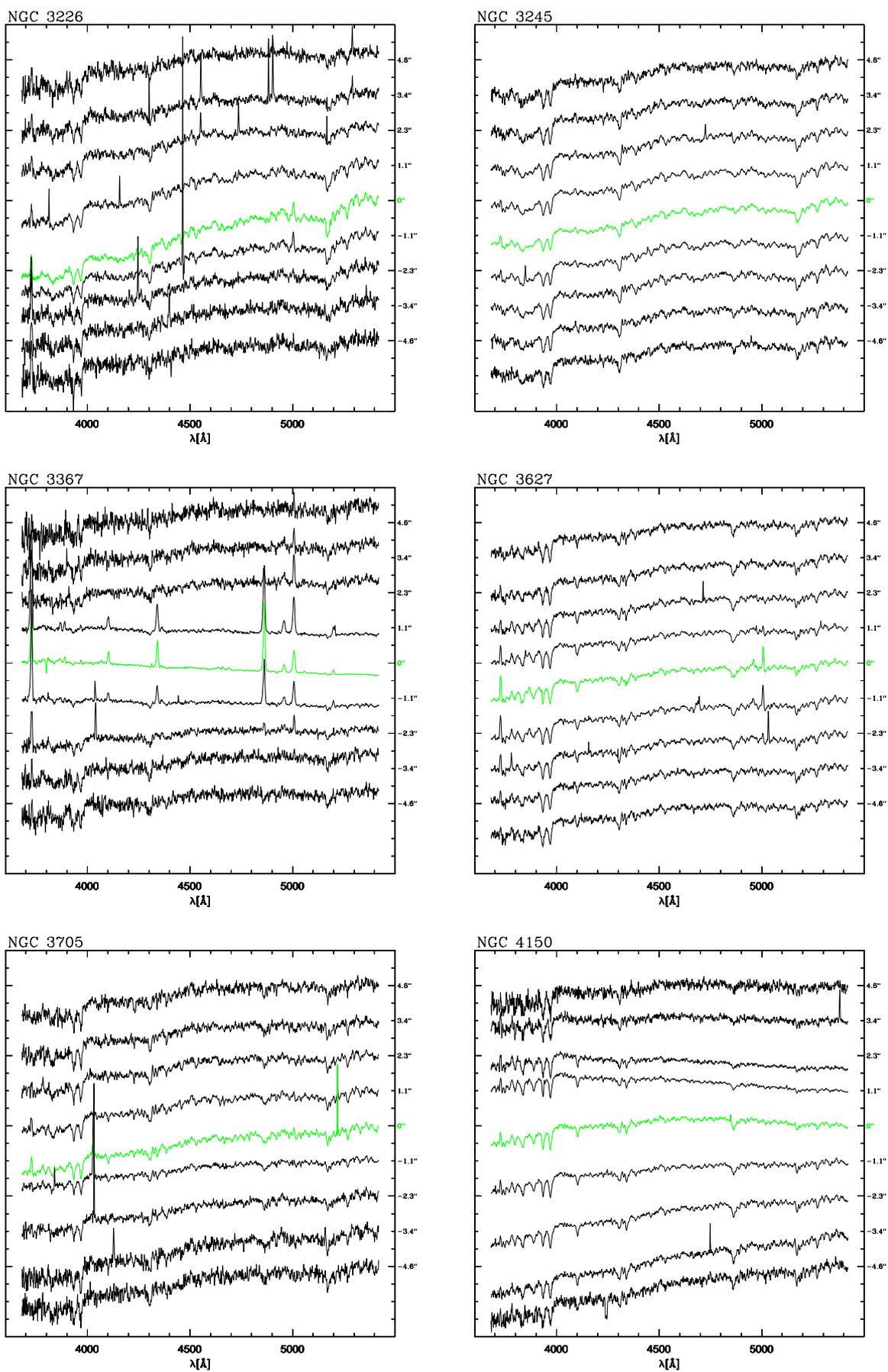


Fig. 7.5: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

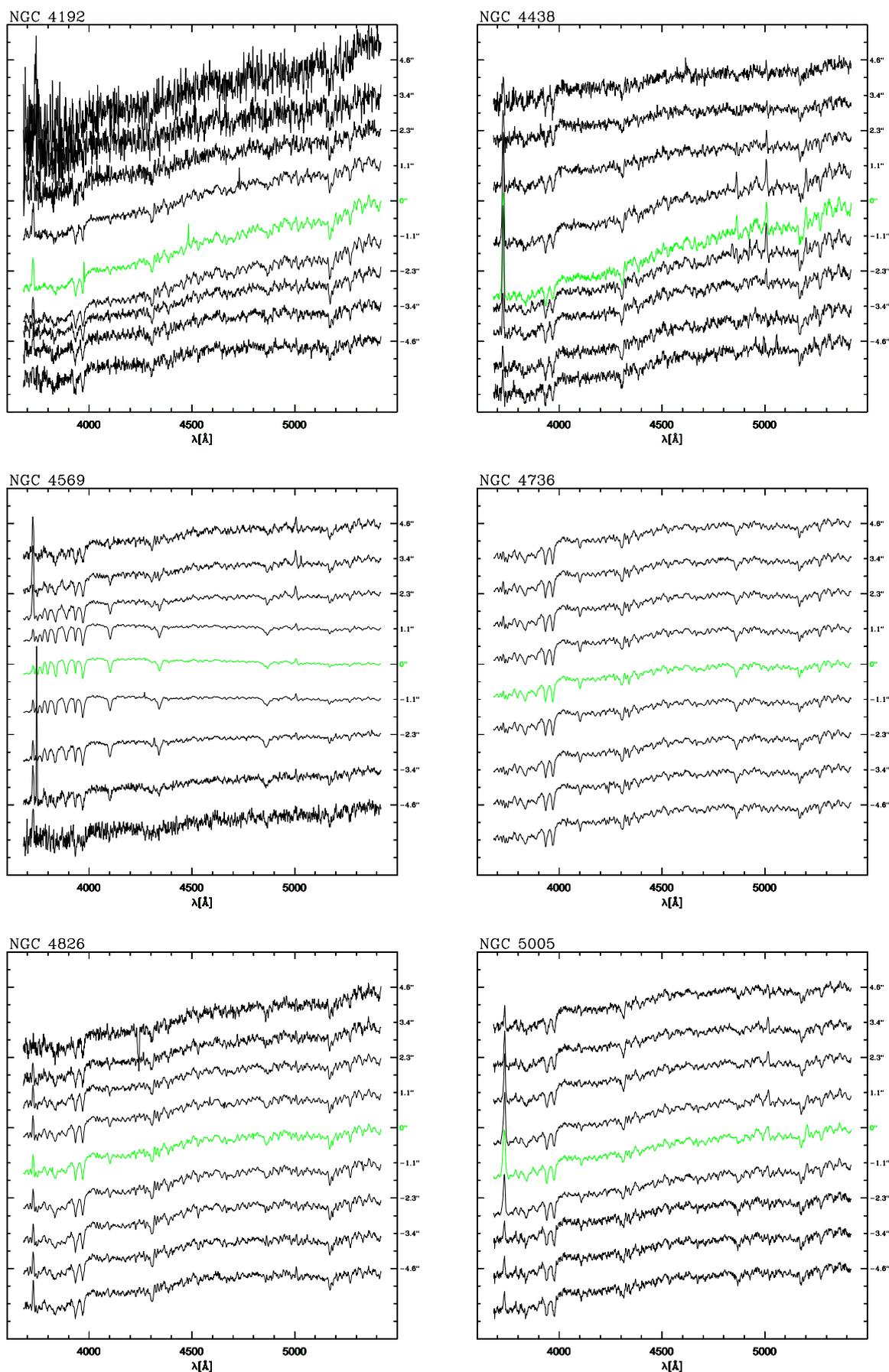


Fig. 7.6: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

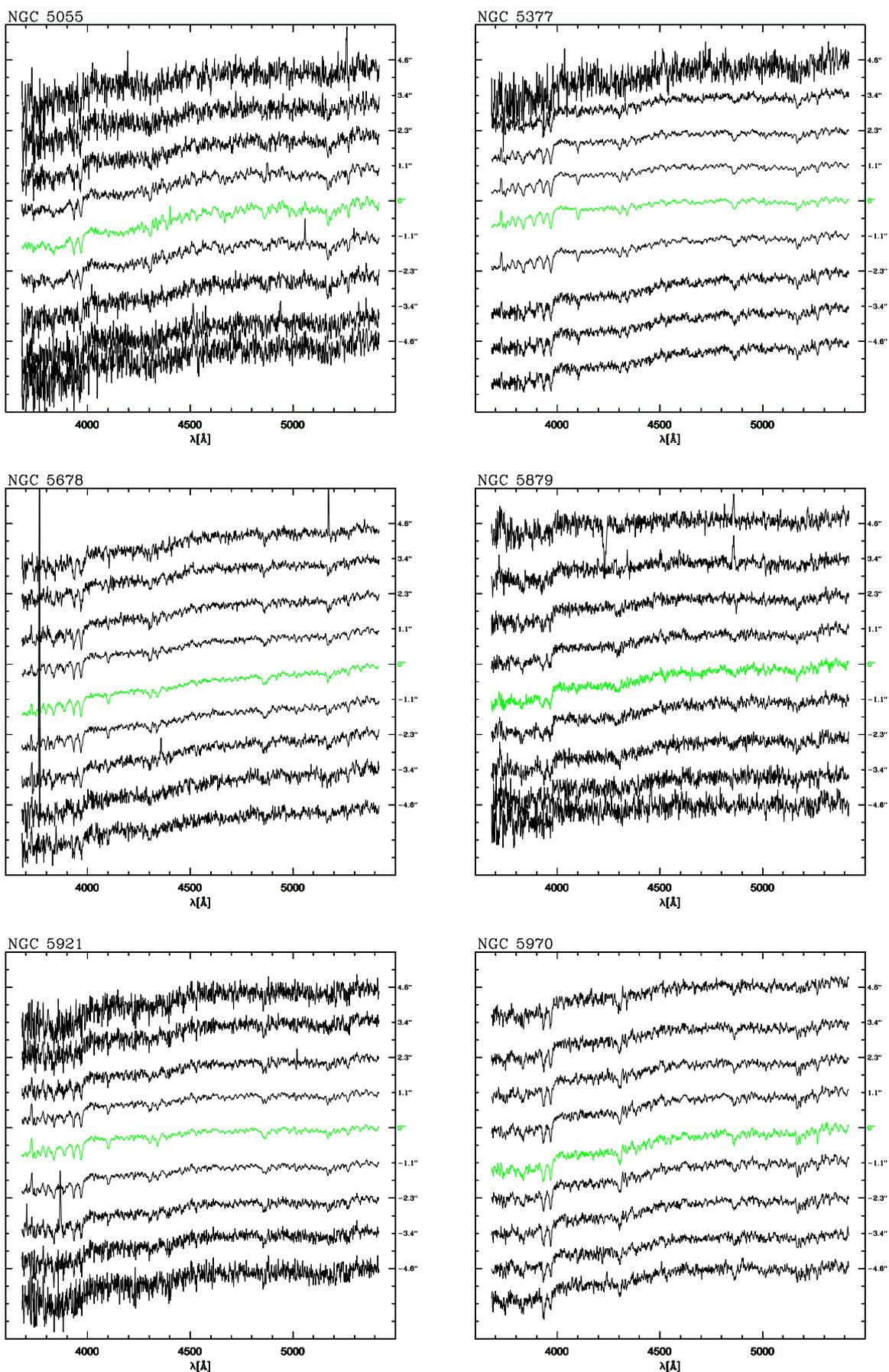


Fig. 7.7: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

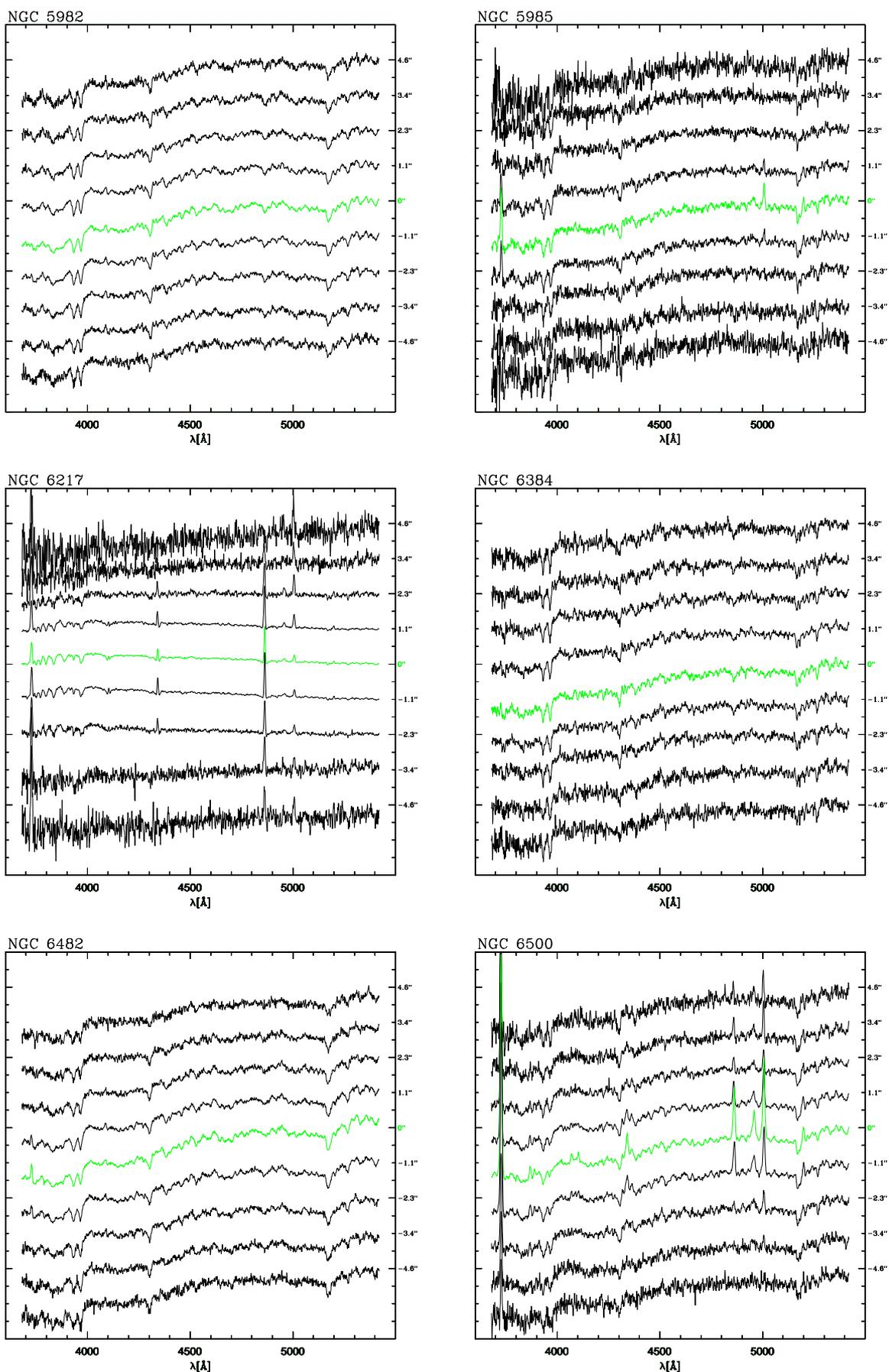


Fig. 7.8: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

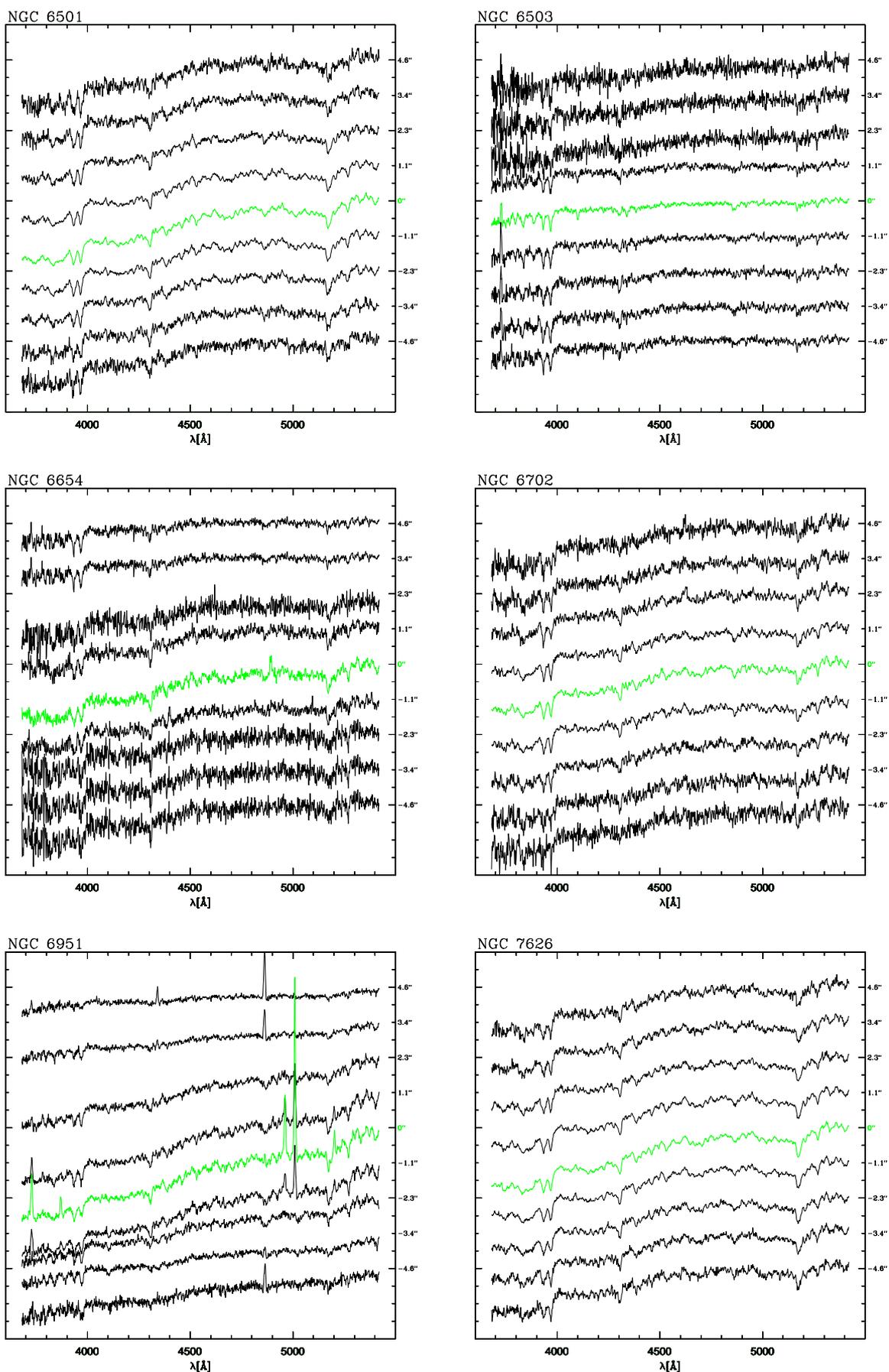


Fig. 7.9: Espectros espacialmente resueltos de LLAGN.

Capítulo 8

Síntesis Espectral

Explicaremos a continuación los fundamentos de la síntesis espectral, el funcionamiento de un código de síntesis y su aplicación en el estudio de los LLAGN.

8.1. Motivación

Una gran cantidad de los parámetros astrofísicamente importantes en el estudio de las galaxias puede ser extraída de los espectros. Sin embargo, debemos tener en cuenta los límites observacionales antes de inferir propiedades. Para eso, bastan algunos ejemplos simples: a una distancia de 20 Mpc, la distancia proyectada en el cielo correspondiente a $1''$ es de 100 pc. Para las distancias de nuestras galaxias, vemos que (en media) nuestras extracciones corresponden a más de 100 pc en distancia proyectada. Si consideramos distancias mayores, la escala aumenta: para galaxias del Sloan Digital Sky Survey (SDSS), que está colectando datos de más de 10^6 objetos, el redshift medio es de ~ 0.1 , lo que indica distancias 20 veces mayores y por lo tanto una escala de ~ 2 Kpc/arsec. A distancias aún mayores, la escala aumenta significativamente. Por otro lado, sólo para las galaxias de nuestro Grupo Local la escala será del orden de la decena de parsecs.

Es evidente en estos ejemplos que fuera del Grupo Local un espectro obtenido con una apertura (típica) de ranura de $1''$ corresponderá a todo lo que esté emitiendo en la galaxia dentro de esa región, por lo que nuestros espectros contendrán información sobre las propiedades regionales (o incluso globales: en el caso de estar muy alejada y/o usar aperturas mayores) de la galaxia. Es por eso que se usa el término “espectro integrado”, en el que se tienen dos principales contribuciones:

- Estrellas: se observa en el espectro la forma del continuo debida a las contribuciones de las distintas poblaciones estelares en la región. Además, están presentes numerosas líneas de absorción, dependiendo de cada tipo de estrellas presente,
- Gas interestelar: el gas ionizado emitirá en forma de líneas de emisión con distintas intensidades, dependiendo (por ejemplo) del mecanismo de ionización predominante, abundancia de los diversos elementos químicos, temperatura y densidad del gas.

Parámetros como la composición y la metalicidad estelar, la tasa de formación estelar, cinemática estelar y gaseosa, mecanismos de ionización, entre otros, pueden ser inferidos a partir de los espectros si tenemos en cuenta las consideraciones anteriores.

Otro punto muy importante, que se desprende del segundo ítem, es que para analizar la emisión “pura” del gas, debemos sustraer el continuo debido a las poblaciones estelares, a fin de que nuestras medidas de las líneas de emisión no estén contaminadas por el continuo (y sus líneas

de absorción) estelares. Este tipo de corrección se denomina comúnmente aplicación o ajuste de un *template*: “plantilla” espectral usada como modelo a fin de sustraer la contribución de la población estelar subyacente en el espectro observado. El problema ha sido abordado usando diversos *templates*: espectro de una galaxia E (el cual contribuye más a las poblaciones estelares más tardías), combinación de espectros de diferentes tipos morfológicos adecuadamente enrojecidos (que tienen en cuenta las contribuciones estelares de varios tipos), combinación de espectros de cúmulos globulares, espectro de una población estelar teórica, etc.

8.2. Síntesis de Poblaciones Estelares

Otra línea de investigación, tendiente a encontrar un *template* adecuado y a la vez recuperar la información contenida en los espectros integrados, lo constituye la herramienta llamada “Síntesis Espectral”, la cual es el resultado del método de “Síntesis de Poblaciones Estelares”.

Síntesis: *Composición de un todo mediante la reunión (combinación) de sus partes.*

Históricamente, existieron dos métodos principales con el objetivo de encontrar la combinación de espectros individuales que mejor reproduzca el espectro de la galaxia observada: “Síntesis de Poblaciones Estelares Evolutiva” y “Síntesis de Poblaciones Estelares Empírica”.

En la “Síntesis Evolutiva” se usan los conocimientos obtenidos de la evolución estelar. Se asumen ciertas expresiones analíticas para el enriquecimiento químico, la función de masa inicial, la tasa de formación estelar y la tasa de pérdida de masa estelar (ambas explicadas en 8.3.1). Se sigue temporalmente el comportamiento de un sistema estelar mediante (a) los caminos evolutivos, que trazan la evolución de las estrellas de una dada masa y composición química, proveyendo así los parámetros estelares básicos, como Luminosidad bolométrica, Temperatura efectiva y gravedad superficial, en función del estado evolutivo, y (b) los modelos de atmósferas estelares, que describen el flujo emergente en función de estos parámetros. Se obtiene así una biblioteca de espectros estelares de diferentes abundancias y temperaturas, abarcando el diagrama HR. La integración de las contribuciones de las estrellas individuales permite obtener una distribución espectral de energía estelar (“Spectral Energy Distribution”, o SED, por sus siglas en inglés), luminosidades, magnitudes y colores, los cuales ulteriormente pueden ser comparados con el espectro observado de la galaxia para inferir la edad e historia de formación estelar de la misma.

El primer modelo de este tipo lo realizaron Crampin y Hoyle (1961), quienes siguieron la evolución del color B-V del cúmulo abierto M67. Este trabajo, aunque no muy riguroso en la elección de las isócronas usadas (ver más adelante), fue muy importante pues estableció que la sensibilidad de los colores integrados de las poblaciones estelares a la edad del sistema puede ser usada como herramienta de datación de sistemas extragalácticos. Luego, Tinsley (1968) computó el primer modelo de galaxia. Le siguieron excelentes trabajos en esta área (Tinsley, 1972, 1973; Gunn, Stryker, y Tinsley, 1981; Bruzual, 1983; Bruzual y Charlot, 1993; BC03; Le Borgne *et al.* 2004, entre otros), desarrollando continuamente los modelos, ayudados especialmente por la incorporación de nuevas bibliotecas estelares (Le Borgne *et al.* 2003; González Delgado *et al.* 2005).

La “Síntesis Empírica” trata de modelizar el espectro observado como una combinación de espectros individuales de estrellas o de cúmulos estelares. Estos forman parte de una *Base* de espectros que contribuirán al espectro total en diferentes proporciones x_j .

El primer intento de introducir técnicas cuantitativas para realizar modelos de síntesis fue

realizado por Whipple (1935), quien midió y comparó los colores e intensidades de líneas de absorción de estrellas y galaxias. Whipple trató el problema de síntesis casi una década antes del concepto de poblaciones estelares introducido por Baade (1942, 1944). Luego, la técnica fue aplicada por Baum (1959). Usando diversas bandas (UBVGRI), Baum trató de determinar cuál era el tipo de población galáctica (I o II) que mejor se ajustaba a M32. En esa época, el método era de “prueba y error” (Morgan, 1956; Wood, 1966). Spinrad y Taylor (1971) utilizan una librería de 30 grupos estelares y usan espectrofotometría centrada en bandas de absorción en $36 \lambda_s$ en el intervalo $3300 - 10700 \text{ \AA}$. Ellos aplican el método a M31, M32 y M81, aunque el ajuste aún era de ensayo y error.

Un avance lo realizó el trabajo de Faber (1972). Basado en la idea de Lasker (1970) (quien había utilizado “programación cuadrática” sólo con 3 grupos estelares pero aplicando diversos “pesos”) Faber estableció algunos vínculos físicos: $x_j > 0$, $\sum x_j = 1$ ($j =$ banda observada), contribuciones y límites de la razón Masa/Luminosidad fijos en cada banda, entre otros. La aplicación de métodos de minimización de residuos porcentuales en las bandas fotométricas constituyó un gran avance con respecto a las anteriores técnicas de “prueba y error”. Otros autores (O’Connell, 1976, 1980), utilizaron diferentes técnicas de programación e incorporaron también algunos vínculos astrofísicos relativos, por ejemplo, a las proporciones relativas de los distintos tipos espectrales de las estrellas, la continuidad en el diagrama HR, y los resultados de modelos teóricos sobre la formación estelar.

Por otro lado, Bica (1988) establece un método de síntesis basado en los anchos equivalentes de 9 líneas para una base de 35 cúmulos globulares de edades y metalicidades conocidas. Este es un método de combinaciones directas, donde la solución es igual a la media aritmética de las soluciones. La base espectral comprendía un gran rango de metalicidades y edades. La ventaja de este trabajo es que esta síntesis presenta menos parámetros libres que las anteriores, puesto que los vínculos astrofísicos están implícitos en la base observacional. El método se basa en minimizar los anchos equivalentes para encontrar la contribución relativa de los cúmulos. Schmidt *et al.* (1989) demuestran que la base original de Bica se encontraba sobredimensionada (algunas de sus componentes dependían linealmente entre sí) y lleva a cabo un procedimiento de multiminimización, donde las posibles soluciones indican la contribución relativa de cada cúmulo en términos de probabilidades. Posteriormente, Bica (1994) amplía el rango espectral e incluye la extinción y algunos colores entre los observables sintetizados. Un problema implícito en estas síntesis es el llamado “degeneración algebraica”: el número de observables es menor que el número de elementos de la base. Esto se traduce en que tendremos más variables que ecuaciones, problema tratado ya por Pelat (1997, 1998) y Boisson *et al.* (2000).

Cid Fernandes *et al.* (2001) desarrolla un nuevo algoritmo para la combinación de espectros de cúmulos. Aunque aún utiliza como observables los anchos equivalentes y colores de Bica, realiza una revisión del método clásico usando una formulación probabilística para obtener las contribuciones x_j y A_V (extinción en la banda V). Dados los datos D , el vector de poblaciones \vec{x} con componentes x_j se estima a partir de las distribuciones de probabilidades $P(x_j|D)$. La gran ventaja de este método es que se ahorra tiempo de cómputo pues algunos valores de parámetros no contribuyen en la distribución de probabilidades, lo que es tenido en cuenta en el muestreo de parámetros del algoritmo.

8.3. Producción de Poblaciones Estelares Simples

Es de tener en cuenta que los espectros de las poblaciones estelares simples (SSP, a las cuales nos referimos y usamos en 4.3) surgen como producto de la síntesis evolutiva. En lo que sigue aclaramos lo que se entiende exactamente por SSP.

8.3.1. Construcción de SSPs

El primero que definió a las SSP como tales fue Renzini (1981), quien usó el término para referirse a un conjunto de estrellas *contemporáneas* y *químicamente homogéneas*. Gomes (2007) realiza una acertada descripción de los principios físicos y matemáticos de la síntesis. Brevemente, extraemos de su trabajo¹ la obtención de una SSP:

El espectro de una estrella de masa m_* , abundancia Z y edad t' está dado por $I^*(\lambda, m_*, t', Z)$, con unidades $[I^*(\lambda, m_*, t', Z)] \equiv L_\odot \text{ \AA}^{-1}$. En una nube de formación estelar, varias estrellas de distintas masas entre masas inferior M_{inf} y superior M_{sup} contribuirán al espectro global luego de un tiempo t . Asumiendo (a) una ley de enriquecimiento químico $Z(t)$, (b) una tasa de formación estelar $\psi(t)$, y (c) una función de masa inicial (“Initial Mass Function” o IMF, por sus siglas en inglés) $\phi(m_*)$, el espectro global de un conjunto de estrellas está dado por:

$$l(\lambda, t) = \int_0^t \int_{M_{inf}}^{M_{sup}} I(\lambda, m_*, t', Z(t-t')) \psi(t-t') \phi(m_*) dm_* dt' \quad (8.1)$$

Ahora, según la definición de población simple, un espectro de una SSP corresponderá a una dada edad y metalicidad. La condición de la edad se obtiene adoptando $\psi(t-t')$ como un brote de formación estelar de la forma $\psi(t-t') = C \cdot \delta(t-t')$, $[C] \equiv M_\odot$ y $\delta(t-t') \equiv \text{años}^{-1}$. Por lo tanto, de la ecuación 8.1 podemos definir una *Población Estelar Simple* con una dada edad t y metalicidad $Z(0)$ de la forma:

$$L(\lambda, t, Z(0)) \equiv \frac{l(\lambda, t)}{C} = \int_{M_{inf}}^{M_{sup}} I(\lambda, m_*, t, Z(0)) \phi(m_*) dm_* \quad (8.2)$$

Para computar 8.2 debemos recurrir a espectros estelares (observados o productos de algún modelo) de alguna biblioteca. Como ésta es finita, se tendrá una suma en forma discreta en vez de la integral, de tal manera que las SSP $L_j(\lambda)$ correspondientes a la edad t_j y metalicidad Z_j será $L_j(\lambda) \approx \sum_i I^*(m_{*,i}, t_j, Z_j) \phi(m_{*,i})$.

Lo más usual en el cómputo de las L_j 's es aplicar la *Técnica de Isócronas*: se suman los espectros individuales extraídos de la biblioteca a lo largo una isócrona en el diagrama H-R de edad t_j y metalicidad Z_j pesados por alguna IMF $\phi(m_*)$. En la Secuencia Principal, debido a la dependencia de la luminosidad con la masa estelar, la luminosidad integrada en esta fase se obtiene integrando en masa, según alguna IMF. Fuera de la Secuencia Principal, la luminosidad depende de la masa de manera diferente, por lo que se puede (a) adoptar como variable de integración al tiempo de vida de una sola masa, o (b) integrar por masa también en esta fase, en cuyo caso se llama “síntesis de isócronas”. Esta última es la más popular, adoptada por Bruzual y Charlot (1983, 1993) y Charlot y Bruzual (1991). El cálculo de las isócronas es realizada principalmente desde hace un tiempo por dos grupos: “Padova” y “Geneva”. En el primero, cuyos caminos evolutivos son conocidos como “Padova94”, están los trabajos de Fagotto *et al.* (1994) y Girardi *et al.* (1996). Entre los del segundo grupo están los trabajos de Maeder y Meynet (1989) y Tantalo *et al.* (1996).

Modelos de SSP han sido producidos por diferentes autores, utilizando diversos caminos evolutivos, IMF y bibliotecas:

- Los caminos evolutivos más usados son los de Padova94. Últimamente (Marigo y Girardi, 2007) estos caminos incluyen prescripciones para la evolución de las estrellas en la rama asintótica de las gigantes (“Asimptotic Giant Branch”, o AGB, por sus siglas en inglés).

¹ Ver también Vega *et al.* (2008).

- La típica IMF establecida por Salpeter (1955) es del tipo $\phi(m_*) \propto m_*^{-2,35}$ entre ciertos límites de masa. Sin embargo, generalmente en el cómputo de las SSP se usa la IMF de Chabrier (2003): $\phi(m_*) \propto m_*^{-2,3}$ para $m_* > 1M_\odot$ y $\propto \frac{1}{m_*} \cdot \exp[-\frac{(\log(m_*) - \log(m_c))^2}{2\sigma^2}]$ para $m_* \leq 1M_\odot$, donde $m_c = 0.08 M_\odot$ y $\sigma = 0.69$.
- Las bibliotecas desarrolladas últimamente cubren un amplio rango de parámetros estelares, como T_{eff} , $\log(g)$, $[Fe/H]$ y tipos espectrales. Entre ellas se encuentran:
 - STELIB: STEllar LIBrary (Le Borgne *et al.* 2003). Contiene 249 estrellas en el rango 3200 – 9500 Å, con resolución ~ 3 Å y SN ~ 50 .
 - HNGSL: Hubble’s New Generation Spectral Library (Heap y Lanz 2003). Cientos de estrellas en el intervalo 1700 – 10200 Å. Particularmente interesante por cubrir con buena S/N la región 9000 – 10200 Å.
 - MILES: Medium resolution INT Library of Empirical Spectra (Sánchez-Blázquez *et al.* 2006). 1003 estrellas en 3500 – 7500 Å, con resolución media de 2.3 Å (muestreo de 0.9 Å/pix).
 - UVES POP library: UVES Paranal Observatory Project (Bagnulo *et al.* 2004). 400 estrellas con alta S/N en la banda V ($S/N_V \sim 400$) y alta resolución ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda \sim 80000$).
 - IndoUS library: Valdes *et al.* 2004. 885 estrellas en el rango 3460 – 9464 Å, con resolución ~ 1 Å (dispersión 0.44 Å/pix).
 - ELODIE: Prugniel y Soubiran 2001. 1503 estrellas en el intervalo 4000 – 6800 Å. Esta librería fue ampliada y usada por Le Borgne *et al.* (2004) en el código de síntesis PEGASE (versión 2).

Además de estas librerías observacionales, existen algunas librerías teóricas, como por ejemplo:

- Martins: Desarrollada por González Delgado y Martins (Martins *et al.* 2005), contiene 1564 espectros en 3000 – 7000 Å, con muestreo de 0.3 Å.
- Librerías de alta resolución de Coelho *et al.* (2005), Bertone *et al.* (2004), entre otras.

8.3.2. SSPs de Bruzual y Charlot

Los modelos de Bruzual y Charlot (2003; BC03) de SSP en su forma standard son realizados con los caminos evolutivos “Padova94”, IMF de Chabrier (2003) con masas límites de 0.1 y 100 M_\odot y la librería STELIB. Estos son los usados en el análisis de la sección 4.3.

Recientemente, Charlot y Bruzual (2007; CB07) desarrollan modelos de SSP con los caminos evolutivos de “Padova94” teniendo en cuenta la evolución de las estrellas AGB en la fase TP-AGB (“Thermally Pulsating Asymptotic Giant Branch”, estrellas AGB térmicamente pulsantes) para diferentes masas y metalicidades. En las síntesis evolutiva ha quedado claro que las estimaciones de masa y edad de una dada población presente en la galaxia dependen fuertemente de los ingredientes del modelo de población usado para ajustar el espectro. La inclusión o no de estrellas en la fase TP-AGB llega a ser crítica, según lo notó Maraston *et al.* (2005), cuyos modelos, incluyendo la contribución de las AGB, da como resultado edades y masas hasta un 60 % menores que los de SSP de BC03.

La importancia de incluir la evolución de las estrellas AGB en los caminos evolutivos queda de manifiesto en el siguiente ejemplo. Mientras que en los modelos de BC03 la contribución a la

luminosidad en la banda K no supera el 40% con respecto a la luminosidad total en esta banda y sólo alrededor de ~ 1 Gaños, en los modelos CB07 (en los que se incluyen las precripciones de las AGB de Marigo y Girardi, 2007) esta contribución resulta ser de hasta un 60% y entre de $\sim 0.1 - 1$ Gaños. Por lo tanto, en este rango de edades las masas inferidas con los modelos de CB07 son hasta un 50% menores que las determinadas mediante SSP derivadas de los modelos de BC03.

Tanto BC03 como CB07 incluyen otras librerías a fin de extender el rango espectral más allá del provisto por STELIB (3200 – 9500 Å). En todas las metalicidades los modelos obtenidos van de 91 Å hasta 160 μm , aunque con una resolución de $\lambda/\Delta\lambda \sim 200 - 500$, menor que la dada por STELIB (~ 2000).

8.4. Código de síntesis espectral STARLIGHT

Un abordaje algo diferente al descrito en 8.2, que combina ingredientes de ambas técnicas de síntesis, fue llevado a cabo por Cid Fernandes *et al.* (2004), utilizando el código de síntesis espectral STARLIGHT. En 3.1 aplicamos el mismo a la síntesis del triplete del calcio. En esta sección describiremos sus aplicaciones a la síntesis de poblaciones estelares en general.

El método se basa en ajustar el espectro observado de la galaxia como una combinación lineal de espectros (síntesis empírica) de poblaciones estelares simples (síntesis evolutiva). El código resultante fue desarrollado por el Dr. Cid Fernandes de la Universidade Federal de Santa Catarina (Brasil). Diversos trabajos versan sobre el desarrollo del mismo y sus aplicaciones: en Cid Fernandes *et al.* (2005) se utiliza STARLIGHT para extraer información de $\sim 10^5$ galaxias de SDSS; en Vega *et al.* (2009) (y en la primera parte de esta Tesis) se utiliza como base espectral un conjunto de estrellas individuales; Gomes (2007) realiza comprobaciones empíricas utilizando diferentes bases y bibliotecas estelares.

Como mencionado, el código combina técnicas computacionales desarrolladas originalmente para la Síntesis Empírica con resultados de la Síntesis Evolutiva. La primera entra en juego en el ajuste de los espectros de SSP, mientras que estos provienen de la síntesis evolutiva. Así, STARLIGHT surge de una ecuación del tipo

$$M(\lambda) = \sum_{j=1}^{N_*} y_j L_j \quad (8.3)$$

donde $M(\lambda)$ es el modelo y las L_j son las N_* SSP (ecuación 8.2) sumadas con pesos o proporciones y_j . Sin embargo, esta ecuación no es de fácil tratamiento, entre otras razones, debido a problemas matemáticos y físicos. Entre los primeros se encuentra el hecho de no poder ser afrontada mediante el análisis funcional, principalmente porque las “funciones” L_j no son analíticas y por tanto la obtención de los y_j s debe ser numérica. Por otro lado, existen problemas físicos relacionados con la extinción del espectro observado y la dinámica estelar de la galaxia. Incluyendo expresiones para tratar estos últimos problemas, la ecuación principal de la síntesis utilizada por STARLIGHT queda de la forma:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^{N_*} x_j b_{j,\lambda} r_\lambda \right] \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (8.4)$$

donde

- (a) M_{λ_0} es el flujo del espectro sintético en la longitud de onda de normalización λ_0
- (b) N_* es el número de componentes de la base (SSP).

- (c) x_j son las componentes del llamado “vector de poblaciones” \vec{x} . Son las contribuciones relativas de los elementos de la base al flujo total en λ_0 .
- (d) $b_{j,\lambda} \equiv L_j(\lambda)/L_j(\lambda_0)$ es el espectro de la j -ésima SSP normalizada a λ_0 . Son las SSP que componen la base.
- (e) $r_\lambda = 10^{-0,4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$ es el término de enrojecimiento. A_λ es la extinción en la longitud de onda λ : está modelizada como una capa de polvo en la línea de la visual y está parametrizada en término de A_V (extinción en la banda V) con $R_V = 3.1$ (Cardelli, Clayton y Mathis, 1989).
- (f) $G(v_*, \sigma_*)$ es una gaussiana centrada en la velocidad v_* y tiene una dispersión de velocidades σ_* . Los espectros de la base ($b_{j,\lambda}$) son convolucionados (\otimes) de tal manera de tener en cuenta el ensanchamiento de las líneas de absorción estelares debido a la dispersión de velocidades en la línea de la visual.

Nuestro objetivo es encontrar una solución para la ecuación 8.4. Debemos tener en cuenta que además del vector de poblaciones \vec{x} hemos tenido que introducir algunos otros parámetros. Una manera de encontrar esos parámetros es minimizar la función χ^2 :

$$\chi^2 \equiv \sum_{\lambda_i}^{\lambda_f} [O(\lambda) - M(\lambda)]^2 \cdot \omega(\lambda)^2 \quad (8.5)$$

donde $O(\lambda)$ es el espectro observado, $\omega(\lambda)$ es una función peso que la definimos como la inversa del error de $O(\lambda)$ y λ_i , final λ_f son las longitudes de onda inicial y final, respectivamente. Las regiones espectrales que puedan dificultar el ajuste son mascaradas mediante la asignación de $\omega_\lambda = 0$ (por ej., líneas de emisión; ver sección 8.6).

El código realiza una búsqueda exhaustiva en el espacio de parámetros a través de técnicas estadísticas. Los detalles técnicos de cómo se realiza la minimización y la convergencia del código pueden ser encontrados en Cid Fernandes *et al.* (2005) y Gomes (2007). En la Figura 8.1 adelantamos uno de los gráficos que ilustra el ajuste de poblaciones estelares con el código de síntesis STARLIGHT. Los detalles de esta figura, como así también de los parámetros recuperados en los ajustes, se detallan en el capítulo siguiente.

En el ajuste espectral de las galaxias usando STARLIGHT debemos (a) definir algunas configuraciones, (b) adoptar una base espectral, y (c) elaborar ciertas máscaras en regiones “inde-seables”. Para el primer punto, realizamos un archivo donde se especifican los parámetros del ajuste: valor de λ_0 , valores iniciales y límite para ciertas variables físicas como A_V , v_* y σ_* , número de cadenas de Markov usadas, y otros criterios numéricos y de convergencia. En lo que sigue nos concentraremos en la elección de la base espectral y en la elección de las máscaras.

8.5. Base Espectral

Las SSP usadas en nuestros ajustes provienen de los modelos de BC03, y fueron computadas con los siguientes ingredientes: librerías MILES + Martins, caminos evolutivos de Padova94, y una IMF de Chabrier. La librería “MILES + Martins” es una mezcla de ambas bibliotecas, con la resolución de MILES.

Elegimos una base de 150 SSPs correspondientes a las 25 edades y 6 metalicidades siguientes:

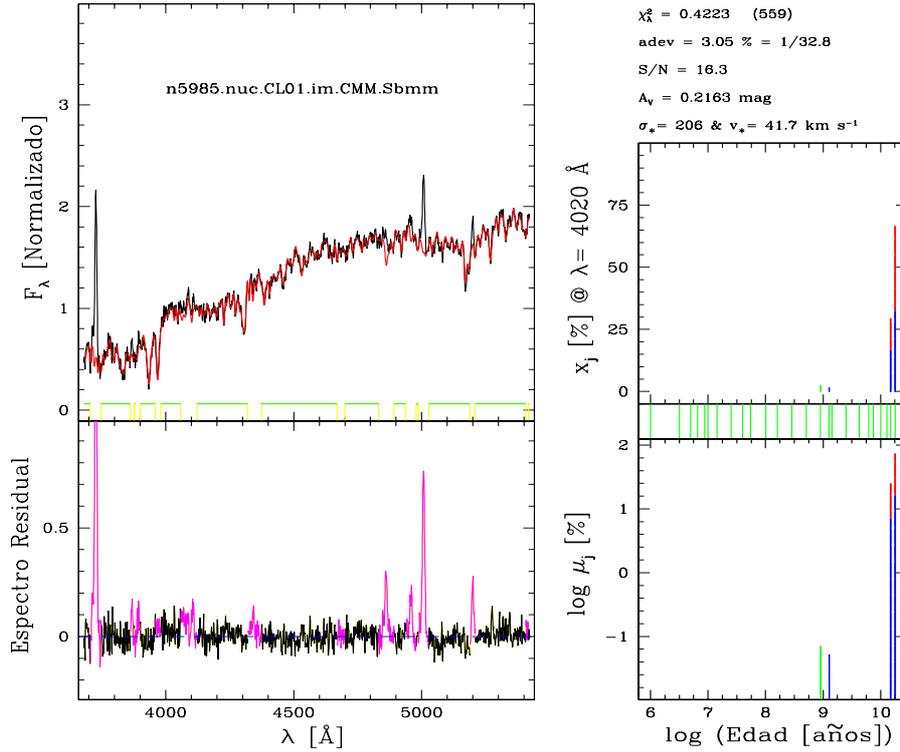


Fig. 8.1: Ejemplo de ajuste espectral con STARLIGHT.

Las edades adoptadas son: $t_* = 0.001, 0.00316, 0.00501, 0.00661, 0.00871, 0.01, 0.01445, 0.02512, 0.04, 0.055, 0.10152, 0.1609, 0.28612, 0.5088, 0.90479, 1.27805, 1.434, 2.5, 4.25, 6.25, 7.5, 0, 3, 5,$ y 8×10^9 años. En este trabajo adoptamos una base incluyendo dos valores de edades mayores que $13 \cdot 10^9$ años. Esta inclusión, como veremos en los resultados, salva el problema de acumulación de puntos en edades altas².

Las metalicidades son $Z = 0.005, 0.02, 0.2, 0.4, 1$ y $2.5 Z_\odot$. Una característica de nuestra base es la incorporación de SSP con metalicidades 0.005 y $0.02 Z_\odot$. Trabajos sobre el chequeo del código (Mateus *et al.* 2006; Gomes, 2005) muestran que las masas y las edades inferidas usando anteriores bases pueden llevar a una subestimación ambas. Con la incorporación de SSP con metalicidades 0.005 y $0.02 Z_\odot$ la relación Masa-Luminosidad resulta hasta de un orden de magnitud mayor que la obtenida con bases elegidas para estudios anteriores (Gomes, 2005), por lo que la masa obtenida será mayor. Por otro lado, las SSP con metalicidades bajas son más azules que las de $Z \geq 0,2Z_\odot$. Debido a la degeneración Edad-Metalicidad, la falta de componentes pobres en metales en la base anteriores (y que pueden estar presentes en la galaxia) es compensada por STARLIGHT apelando a SSP más metálicas y más jóvenes, subestimando así la edad del sistema.

Nuestra base espectral confeccionada con estas edades y metalicidades se muestra en las Figuras 8.2 y 8.3. Para cada metalicidad los espectros de diferentes edades se muestran en la vertical, con la edades crecientes hacia abajo.

² En los primeros trabajos de síntesis con STARLIGHT se usó una base de 45 SSP correspondiente a 15 edades entre 0.001 y 13×10^9 años y 3 metalicidades, $Z = 0.2, 1$ y $2.5 Z_\odot$ (Figura 1 de CF2005). La edad máxima en esta base es del orden de la edad del Universo, por lo que se producía el problema de la acumulación de valores de edades estelares muy altas inferidas de la síntesis realizada con esta base.

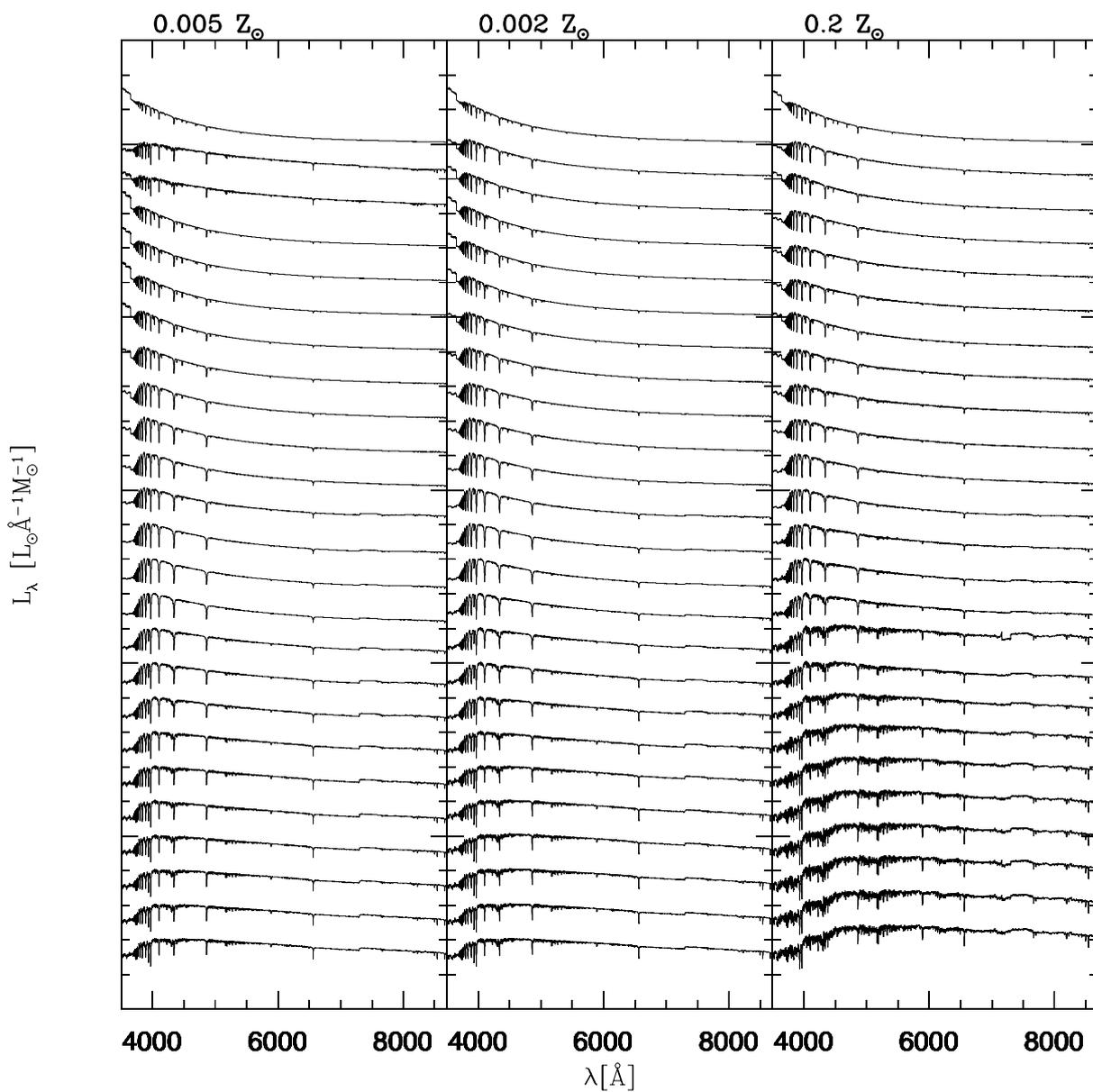


Fig. 8.2: Base de 150 Poblaciones Estelares Simples, de edades $t_{\star} = 0.001, 0.00316, 0.00501, 0.00661, 0.00871, 0.01, 0.01445, 0.02512, 0.04, 0.055, 0.10152, 0.1609, 0.28612, 0.5088, 0.90479, 1.27805, 1.434, 2.5, 4.25, 6.25, 7.5, 0, 3, 5, \text{ y } 8 \times 10^9$ años, y metalicidades $Z = 0.005, 0.02, 0.2, 0.4, 1$ y $2.5 Z_{\odot}$. Los espectros han sido normalizados en 4020\AA y, por claridad, desplazados en la vertical (edad creciente hacia abajo).

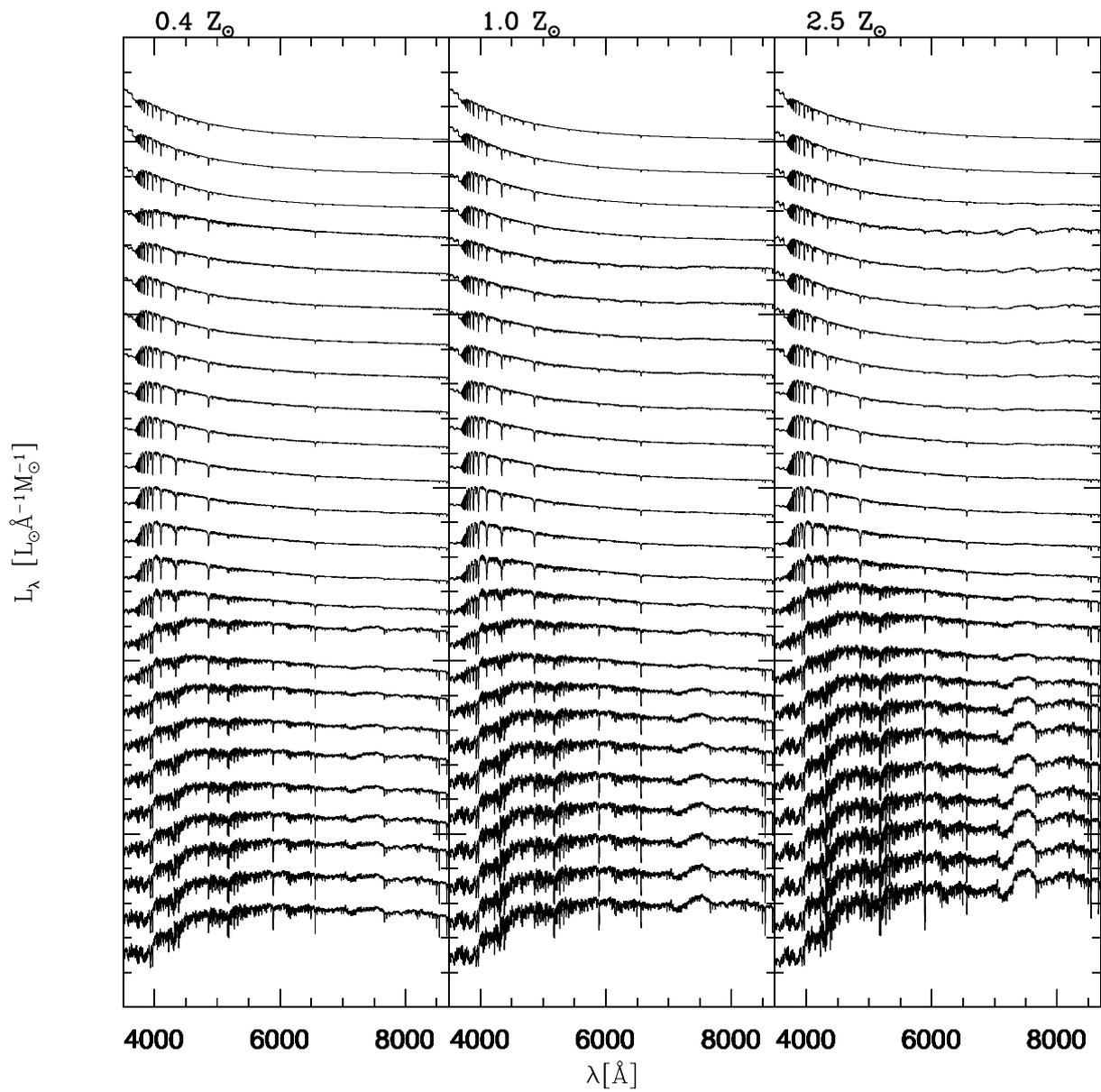


Fig. 8.3: Continuación de la Figura 8.2.

Hemos mencionado la dependencia Edad-Metalicidad. Antes de describir esta relación, vamos a detenernos en los potenciales problemas de elegir una base incorrecta, en el siguiente sentido. Existen tres problemas principales relacionados con la base elegida: (a) Base Hipo-completa, (b) Base Hipercompleta, y (c) Degeneración Edad-Metalicidad.

- (a) El primero de ellos aparece en el caso de tener un número de SSP menor que el que realmente representarían la contribución estelar al espectro observado. En este caso la base no alcanza para modelar el espectro. En el supuesto caso de hacerlo, esta modelización no es la correcta y puede conducir a extinciones o azulamientos (impuestos por el código a fin de realizar el ajuste) que no son realistas. Este problema matemático se debe salvar aumentando correctamente el número de SSP de la base.
- (b) El segundo caso es el de una base Hipercompleta, es decir, N_* es mayor que el que se necesita para el ajuste y por tanto algunas componentes dependerán entre sí. Debido a esta redundancia, no podremos distinguir entre componentes muy próximas de la base. Esta ambigüedad puede tratarse, por ejemplo, agrupando componentes semejantes.
- (c) El tercer problema es la llamada degeneración Edad-Metalicidad. Básicamente, la dificultad surge al ser virtualmente imposible distinguir el espectro de una población joven y metálica de uno de población vieja y pobre en metales. Esto puede apreciarse en las Figuras 8.2 y 8.3, donde se ve que los espectros de poblaciones muy viejas y muy poco metálicas son aún más azules que los de poblaciones muy metálicas de edades más jóvenes. Este es un problema de la naturaleza, aún en proceso de investigación, y no una limitación observacional en el que la solución parecería teniendo “mejores” observaciones. Esto queda evidente en la Figura 6 de Cid Fernandes *et al.* (2006), en donde se ve claramente la anticorrelación entre los residuos de la metalicidad y los de la edad para galaxias de prueba.

Además de estas consideraciones, nuestra base de 150 SSP es la más adecuada para modelizar los espectros de nuestra muestra de LLAGN, dados sus tipos morfológicos. Es decir, la base “óptima” a usar en galaxias tempranas no será “óptima” en el caso de querer modelizar espectros de galaxias muy tardías, en las que ocurre una activa formación estelar y para las cuales se necesitarán componentes de poblaciones más jóvenes. El caso límite sería usar una base lo más general posible. Sin embargo, estaríamos frente a la situación (b), por lo que conviene saber *a priori* algo sobre el espectro observado y reducir adecuadamente la base.

Concluimos así que la base de 150 SSP descrita ofrece un compromiso entre edades y metalicidades elegidas en las componnetes, por lo que tendremos mejores posibilidades de obtención de los parámetros estelares.

8.6. Máscaras Espectrales

En la ecuación 8.5 adelantamos que la función peso $\omega(\lambda)$ puede anularse en el caso de no querer incluir en nuestros ajustes algunas regiones “indeseables”. Estas regiones pueden ser pixeles “malos” (producto de algún evento de rayo cósmico en el momento de la integración espectral), rangos espectrales no contempladas en la base, regiones muy ruidosas, residuos de cielo y líneas de emisión. En este última situación lo que se pretende es descontar apropiadamente la contribución gaseosa y construir mediante el ajuste un buen *template*, como explicado en la sección 8.1, que represente la contribución estelar para luego obtener un análisis de la emisión “pura” debido al gas fotoionizado. Para tal fin, diseñamos primero una máscara “general” y luego, máscaras “individuales” para cada extracción particular.

Región [Å]	Línea	λ [Å]
3706.0–3748.8	[OII]	3726.32 + 3728.815
3748.2–3752.2	H12	3750.151
3765.6–3775.6	H11	3770.63
3792.9–3802.9	H10	3797.898
3825.4–3845.4	H9	3835.384
3862.1–3876.1	[NeIII]	3869.06
3879.0–3899.0	HeIH8	3888.6 + 3889.049
3960.1–3980.1	H ϵ	3970.072 (over CaII H)
4021.2–4031.4	HeI	4026.19 + 4026.35695
4058.6–4086.3	[SII]	4068.6 + 4076.349
4082.0–4122.0	H δ	4101.734
4320.5–4360.5	H γ	4340.464
4353.2–4373.2	[OIII]	4363.21
4465.5–4475.5	HeI	alrededor de 4471.5
4670.7–4700.7	HeII	4685.71
4831.3–4891.3	H β	4861.325
4938.9–4978.9	[OIII]	4958.911
4986.8–5026.8	[OIII]	5006.843
5189.1–5209.1	[NI]	5197.9016 + 5200.2574
5406.2–5416.2	HeII	5411.23

Tab. 8.1: Máscara General

8.6.1. Máscara General

Realizamos una máscara “general” (“general mask”: gm en nuestra nomenclatura en los ajustes), aplicada a la totalidad de los 609 espectros. El propósito de esta máscara fue realizar ajustes preliminares a fin de examinar las regiones conflictivas en cada extracción en particular y poder confeccionar posteriormente máscaras individuales. La máscara general se muestra en la Tabla 8.1.

Las principales líneas de emisión prohibidas están incluidas en esta lista. Aunque se espera que para los LINERs las líneas más prominentes sean las de baja ionización, como [OII] λ 3727, también incluimos algunas líneas potencialmente detectables en los espectros residuales (ver más adelante) como HeII λ 4686, debidas a estrellas Wolf-Rayet. Uno de los objetivos es mapear la distribución del cociente [OII]/[OIII], por lo que incluimos [OIII] λ 4363,4959,5007 en la máscara general. Por otro lado, las líneas de Balmer en emisión son mascaradas desde H β hasta H12 λ 3750. Además incluimos algunas líneas de alta excitación, como las del HeI y del Fe, compiladas de los trabajos de Benjamin *et al.* (1999) y Zhang *et al.* (2005), respectivamente. La lista final está basada en una compilación realizada por la Dra. Stasińska para galaxias del SDSS.

Realizamos los primeros ajustes con la Máscara General de la Tabla 8.1 y la Base de las Figuras 8.2 y 8.3. Para ello, usamos una configuración “rápida”, la cual reduce el tiempo de cómputo a la vez que es útil para la identificación de los rasgos de emisión más “problemáticos”.

Podemos definir en cada ajuste un espectro residual como $R(\lambda) \equiv O(\lambda) - M(\lambda)$, es decir, simplemente la diferencia en cada longitud de onda entre el espectro observado y el modelo. Tenemos así, debido a lo que representan $O(\lambda)$ y $M(\lambda)$, que los espectros residuales contendrán información debido al gas y no a las estrellas, por lo que $R(\lambda)$ es un espectro “sin continuo” y

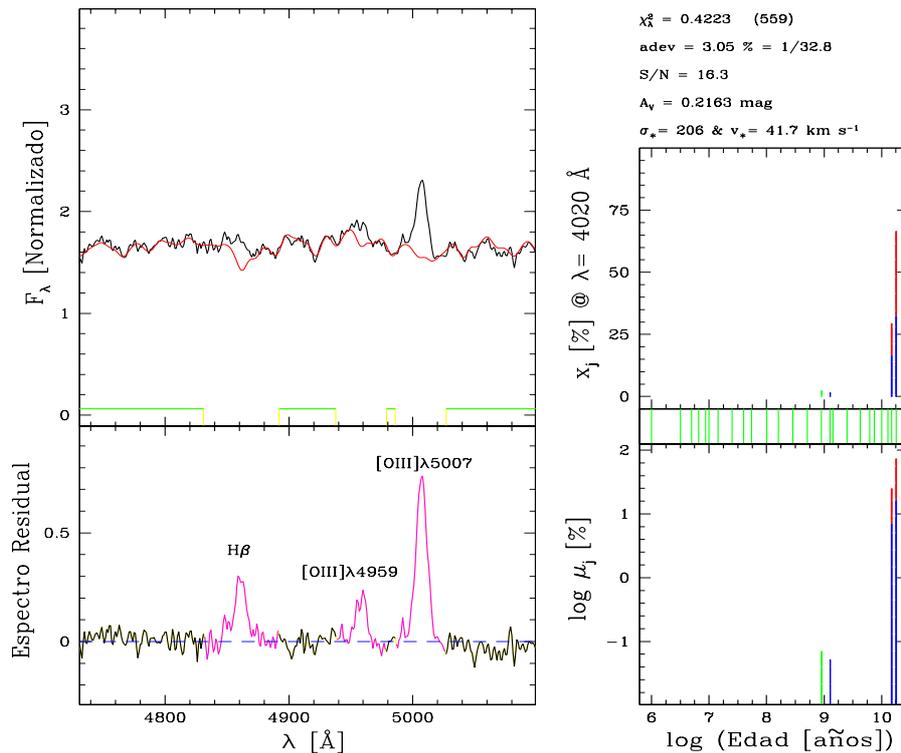


Fig. 8.4: Efecto de la máscara general sobre el ajuste espectral.

sólo con las líneas de emisión. Éstas no participan del ajuste por haber estado mascaradas, de ahí la importancia de confeccionar una adecuada máscara.

Una primera inspección de los espectros residuales nos ayudó para ver que la elección de la Máscara General fue acertada. La misma nos sirvió además para ver hasta qué punto las líneas más intensas deben ser mascaradas en cada caso. Muchas líneas, como las del Fe, rara vez estaban presentes y resultaron útiles sólo a los fines de identificar rasgos espectrales. En otros casos, las líneas de alta excitación resultaron ser muy débiles y/o mezcladas con otras más intensas. El propósito de una máscara general es dejar en evidencia las líneas de emisión más prominentes y a la vez no ocultar innecesariamente algunos rasgos espectrales eventualmente útiles (como, por ejemplo, $H\beta$ en absorción).

La Figura 8.4 muestra un ejemplo de ajuste usando la máscara general, el cual ilustra lo descrito en la sección 8.1 sobre la necesidad de contar con un buen *template* en el análisis espectral. En el caso particular mostrado en la figura, las líneas de emisión del $[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$ serán medidas tomando como referencia el continuo dado por el ajuste de poblaciones estelares. Además, la línea $H\beta$, en esta galaxia en particular, se encuentra tanto en emisión como en absorción. Esta última es la que se debe tener en cuenta para descontarla apropiadamente a fin de medir con precisión la contribución del gas. Vemos que sin el apropiado ajuste, estaríamos *subestimando* la contribución de $H\beta$ en emisión.

8.6.2. Máscaras Individuales

En la confección de la máscara general hemos sido un tanto cautelosos a la hora de mascarar algunas líneas. En la Figura 8.4 vemos que $H\beta$ no necesitaba mascararse tanto. En este caso particular, NGC 5985 es una galaxia espiral ($t=3$) y debemos tener en cuenta la posible línea $H\beta$

en emisión. Sin embargo, en galaxias más tempranas, no es de esperar una emisión en $H\beta$ y, en el caso de estar presente, sería muy débil. En estos casos lo mejor es una máscara muy acotada alrededor de esta línea o, mejor aún, no mascarar nada. El caso contrario es alguna galaxia o región espacial de la misma en la cual la emisión es extendida espectralmente, con FWHM muy grande y/o alas anchas, de tal manera que se deba mascarar una región espectralmente mayor.

Teniendo en cuenta casos como estos, realizamos máscaras “individuales” (im: “Individual Masks”, en nuestra nomenclatura de los ajustes). Inspeccionamos minuciosamente, de manera visual, cada uno de las 609 extracciones espectrales. En base a esto, realizamos 609 máscaras, cada una exclusivamente para cada extracción en particular, y volvimos a realizar los ajustes. En cada máscara se tuvo en cuenta la línea a mascarar y la extensión espectral, dependiendo de cada línea.

El efecto neto de las máscaras individuales, además del descrito en el párrafo anterior, es que los residuos fuera de las regiones de líneas de emisión son sistemáticamente menores. Además, el espectro residual puede contener rasgos que no son evidentes en el ajuste con máscara general. Por otro lado, las proporciones de cada población estelar simple (componentes de \vec{x}) quedan mejor definidas en los ajustes con máscaras individuales. Todo esto nos indica que es recomendable realizar máscaras a medida para cada extracción a fin de mejorar los ajustes.

Capítulo 9

Resultados de la Síntesis Espectral

Presentamos en este capítulo los resultados de la aplicación del código STARLIGHT a las extracciones espectrales correspondientes a la muestra de 53 LLAGN descrita en el capítulo 7.

9.1. Ajustes Espectrales

Los ajustes se realizaron en dos etapas: En una primera etapa se aplicó el código a todas las extracciones espectrales usando para todas la misma máscara general y con una configuración “rápida” (ver punto (a) al final de la sección 8.4). Luego de examinar detalladamente los ajustes, se confeccionaron 609 máscaras individuales (como descrito en 8.6) y se las usó en una segunda etapa de los ajustes.

En todos los casos se usó la base descrita en la sección 8.5. La Biblioteca MILES tiene mejor resolución a partir de 3649 Å, mientras que nuestros espectros van desde 3400 Å a 5450 Å. Para que el cálculo de la dispersión de velocidades estelares quede mejor definido, el espectro modelo (ajuste) debería estar contenido dentro de ciertos márgenes en el espectro observado. Por esta razón, elegimos un margen de 30 Å a cada lado de los espectros de tal manera que nuestros ajustes van desde 3680 Å a 5420 Å. Antes del límite inferior establecido no existen líneas importantes en nuestro análisis, al igual que las que podrían encontrarse en los 30 Å más allá de nuestro límite superior.

Como se desprende del tratamiento de la ecuación 8.5, el código provee $N_{\star} + 4$ cantidades básicas:

- El vector de poblaciones $\vec{x} \equiv$ contribuciones *en flujo* de cada una de las N_{\star} SSP, o su equivalente, el vector $\vec{\mu} \equiv$ contribuciones poblacionales *en masa*,
- $M(\lambda_0) \equiv$ espectro modelo, resultado del ajuste en cada λ ,
- $A_V =$ extinción en la banda V,
- $v_{\star} =$ velocidad sistémica en la línea de la visual, y
- $\sigma_{\star} =$ dispersión de velocidades en la línea de la visual.

Los parámetros cinemáticos no se refieren a alguna línea en particular sino que son obtenidos contemplando la totalidad del espectro. Se obtienen también χ^2 , que da una idea de la “bondad” del ajuste, y la relación señal ruido, S/N , medida en el espectro observado entre 4730 Å y 4780 Å.

En las Figuras 9.1 a 9.4 mostramos los resultados de la síntesis espectral en las regiones nucleares de la muestra de LLAGN. Para estos ajustes se usó: una máscara individual para cada extracción, la base espectral de 150 SSPs, una configuración general y la ley de extinción de Cardelli, Clayton y Mathis (1989). Las Figuras muestran los ajustes y se incluyen también los espectros residuales, fracciones (en flujo y en masa) de las distintas componentes en función de la edad, y algunos parámetros recuperados en el ajuste. Como mencionado, los gráficos corresponden a los ajustes de las extracciones centrales de cada objeto.

Realizamos asimismo los ajustes de las extracciones extra-nucleares con las mismas características que para las nucleares. Debido a la gran cantidad de datos, no presentamos en forma de figuras impresas la totalidad de los ajustes. En un CD adjunto al presente trabajo se incluyen la totalidad de las figuras (609), como así también los ajustes realizados para cada extracción, y los espectros residuales en formato de salida de IRAF.

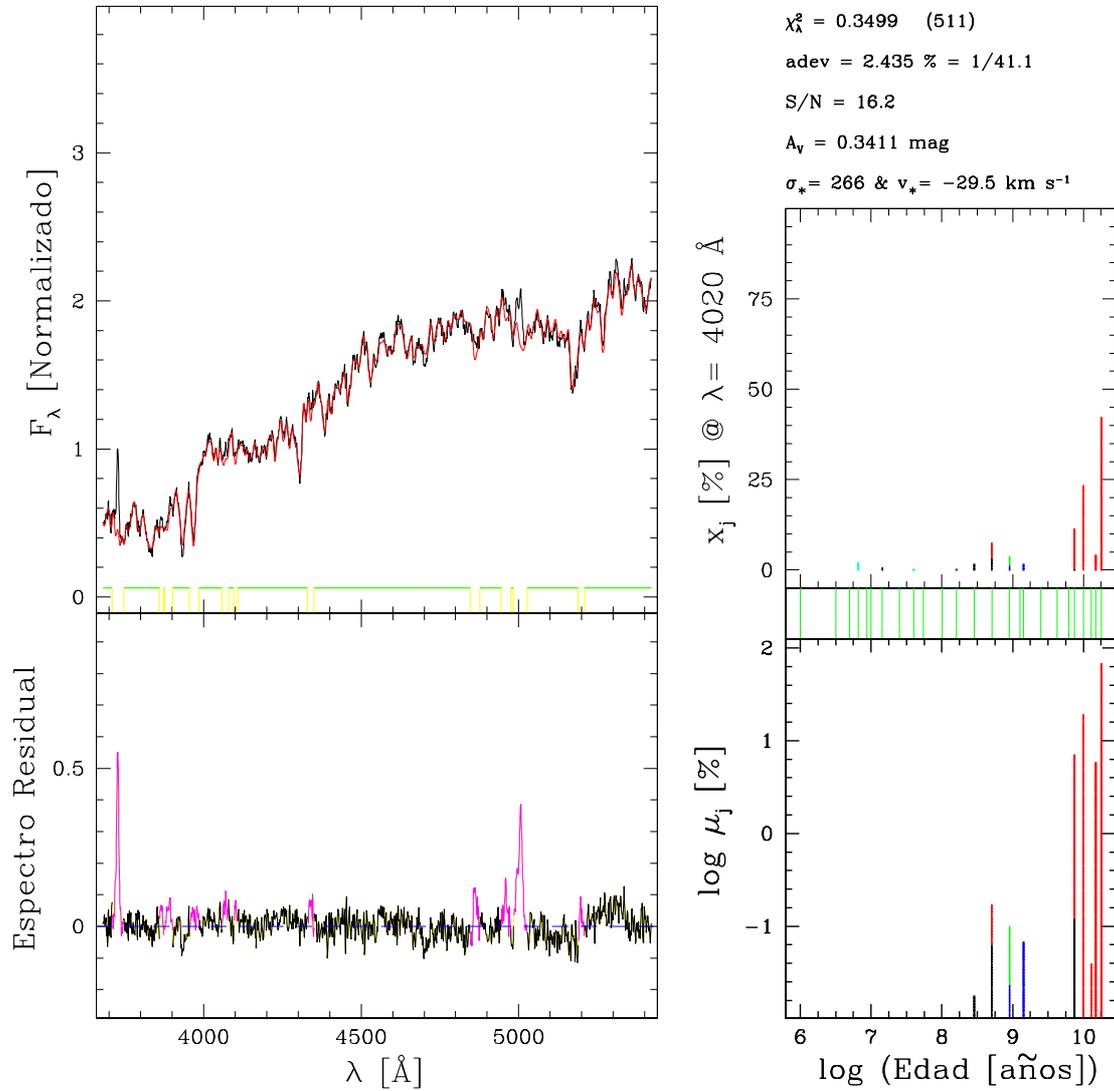


Fig. 9.1: Ejemplo de síntesis espectral de la región nuclear del LINER NGC 266. En el panel superior izquierdo tenemos los espectros observado O_λ (en negro), y modelizado M_λ (en rojo). En el panel inferior izquierdo tenemos el espectro residual $R_\lambda = O_\lambda - M_\lambda$ (en negro) con algunas regiones mascaradas (en magenta) y regiones que se encuentran a más de 3σ de distancia del R_λ . En el panel de la derecha se muestran las fracciones de cada componente de la base mostrada en las Figuras 9.1 y en flujo (arriba) y en masa (abajo) en función del logaritmo de la edad (diferentes colores denotan diferentes metalicidades). Arriba a la derecha se listan los productos directamente obtenidos de la síntesis: χ_λ^2 (χ^2 reducido), “adev” ($\overline{M_\lambda - O_\lambda}$), “S/N” (relación señal ruido alrededor de 4020), A_V (extinción en la banda V), σ_* (dispersión radial de velocidades estelares) y v_* (velocidad radial sistémica).

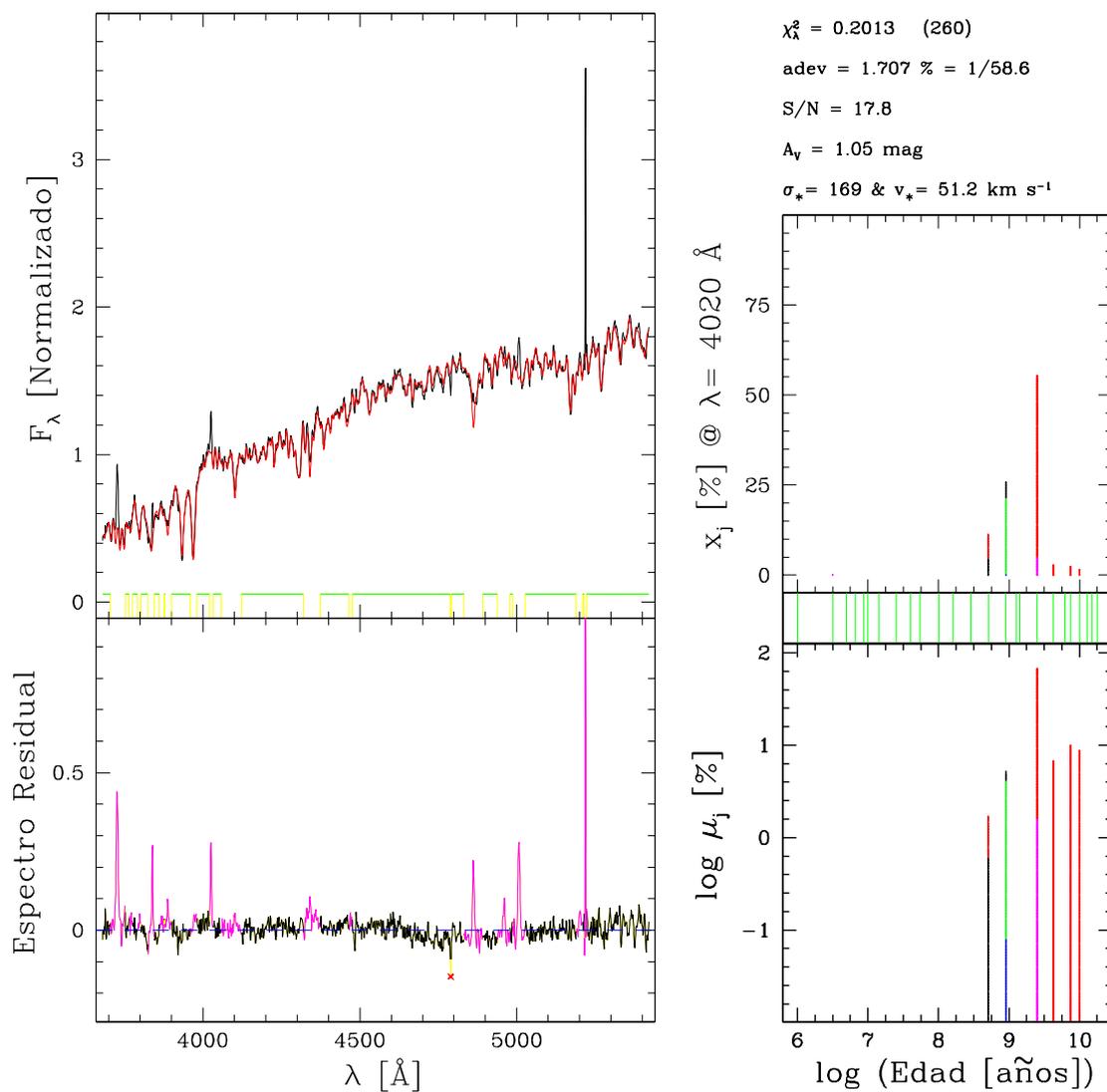


Fig. 9.2: Ejemplo de síntesis espectral de la región nuclear del Objeto de Transición NGC 3705.

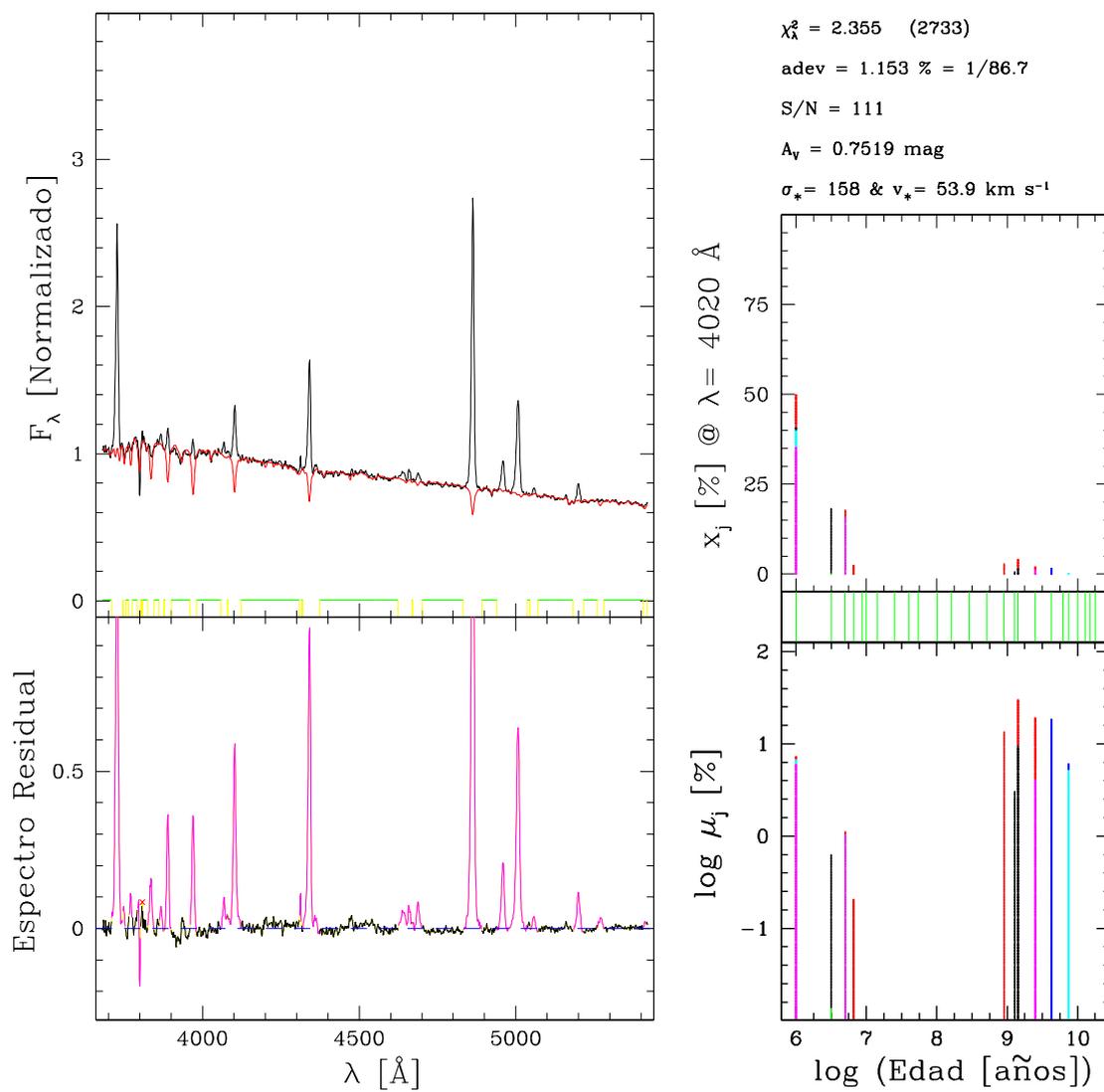


Fig. 9.3: Ejemplo de síntesis espectral de la región nuclear del Núcleo HII NGC 3367.

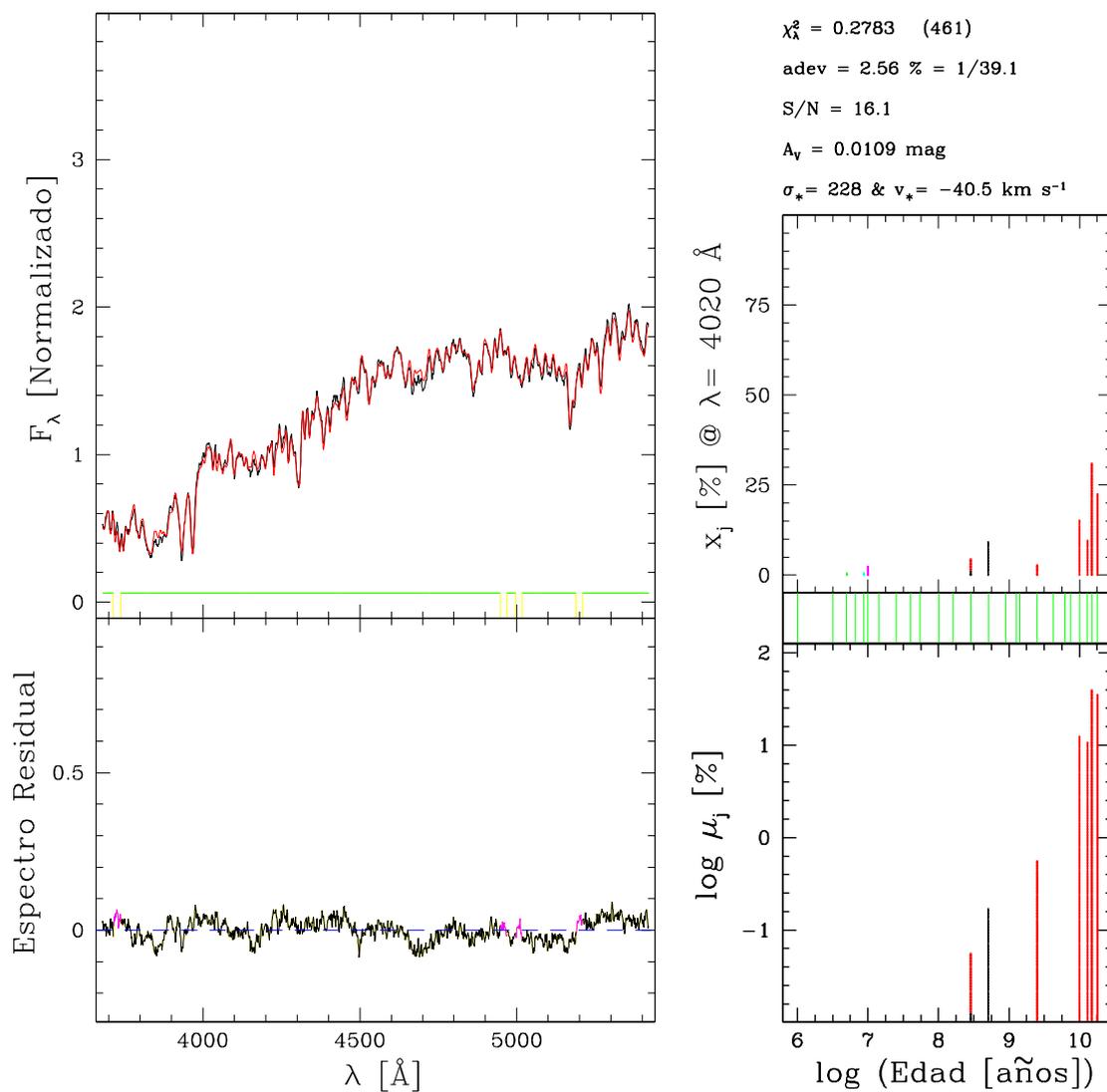


Fig. 9.4: Ejemplo de síntesis espectral de la región nuclear del Núcleo Normal NGC 2950.

Capítulo 10

Análisis de las Poblaciones Estelares

En este capítulo veremos los resultados del análisis realizado para las poblaciones estelares en las regiones nucleares y extra-nucleares. También mostraremos los comportamientos cinemáticos estelar y gaseoso en ambas regiones.

10.1. Poblaciones Estelares Nucleares

Como ha quedado mostrado en trabajos anteriores (Cid Fernandes, 2001; 2004) algunos índices espectrales son muy sensibles a la presencia de las poblaciones estelares más jóvenes. En lo que sigue haremos uso de (a) la edad media de las poblaciones estelares, (b) el salto en 4000 Å, (c) el índice W_{CaK} , y (d) el índice W_G .

- (a) Edad Media: En nuestro análisis de síntesis espectral tenemos como resultado, para cada ajuste, un vector de poblaciones \vec{x}_j que contiene la información sobre las metalicidades Z_j y las edades $\log t_j$ de cada componente, de tal manera que podemos calcular la “edad media” $\langle \log(t) \rangle$ a través de:

$$\langle \log(t) \rangle \equiv \sum_{j=1}^N x_j \times (\log(t_j)) \quad (10.1)$$

La edad media así obtenida se encuentra pesada por el flujo, según el vector \vec{x}_j .

- (b) Salto en 4000 Å: el salto en 4000 Å está producido por la gran acumulación de un gran número de líneas de absorción en un rango pequeño de longitud de onda, alrededor de ~ 4000 Å. Se produce como resultado una discontinuidad o “salto” espectral. Este salto será bajo para galaxias con poblaciones estelares jóvenes y alto para galaxias dominadas por poblaciones viejas. Adoptando la definición de Bruzual (1983), podemos cuantificar dicho salto como

$$D(4000) \equiv \frac{(\lambda_2^- - \lambda_1^-) \int_{\lambda_2^+}^{\lambda_1^+} F_\nu d\lambda}{(\lambda_1^+ - \lambda_2^+) \int_{\lambda_1^-}^{\lambda_2^-} F_\nu d\lambda} \quad (10.2)$$

donde λ_1^- , λ_2^- , λ_1^+ , λ_2^+ definen las bandas espectrales, a cada lado de 4000 Å, en las que se integra F_ν . Adoptamos en nuestros cálculos las bandas angostas definidas por Balogh *et al.* (1999), con valores $(\lambda_1^-, \lambda_2^-, \lambda_1^+, \lambda_2^+) = (3850, 3950, 4000, 4100)$ Å. Así definido, este índice es el que se define como “Dn4000”, y será el que usaremos en nuestros análisis.

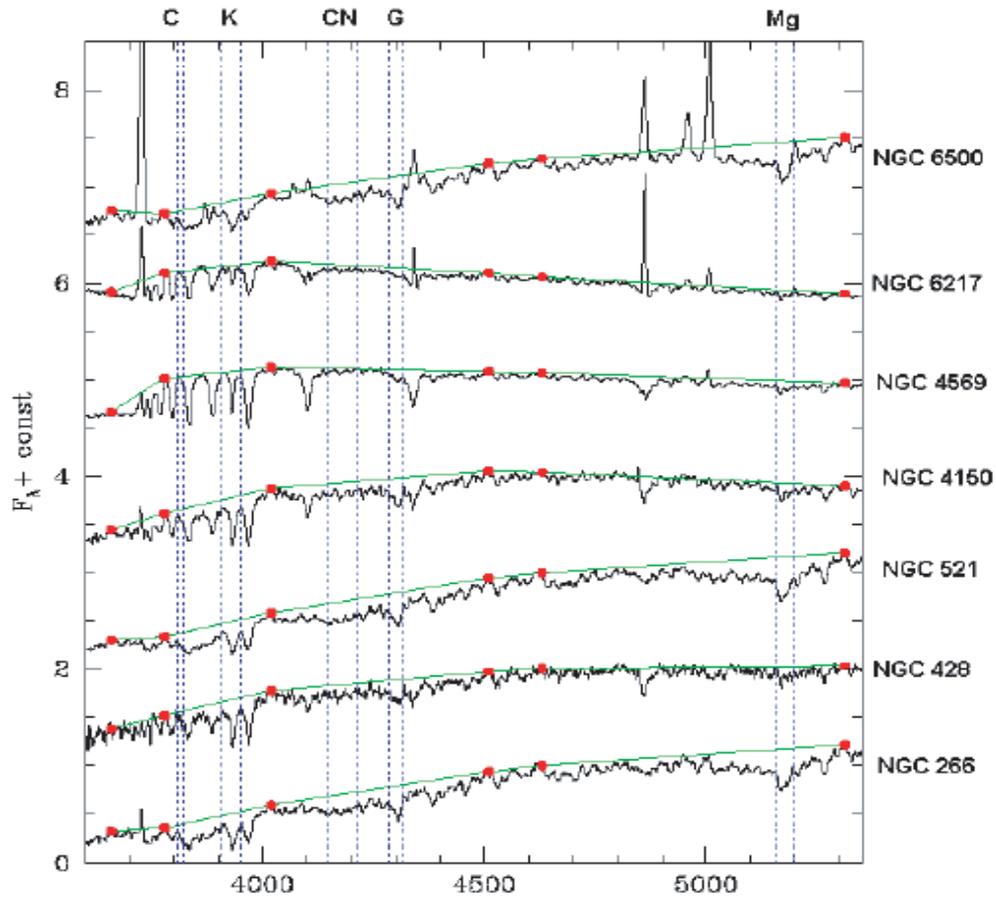


Fig. 10.1: Ejemplos de Pseudocontinuo (en verde; puntos rojos, “pivotes” entre cada región espectral) en el sistema de Bica, y ventanas espectrales (en azul) de integración para cada índice. Los espectros de cada galaxia están normalizados en 4020 \AA y desplazados en la vertical. Adaptado de Cid Fernandes *et al.* (2004).

- (c) W_{CaK} : Ancho Equivalente de la línea de absorción CaII K $\lambda 3933$. Este índice ya fue usado en la primera parte de este trabajo. En las extracciones espectrales de LLAGN medimos W_{CaK} según está definido en el sistema de Bica (Bica y Alloin, 1986; Bica, 1988; Bica, Alloin y Schmitt, 1994) en su análisis de poblaciones mediante síntesis empírica. Tanto los anchos equivalentes como los colores en dicho sistema son medidos con respecto a un *pseudocontinuo*, definido en ciertas longitudes de onda predeterminadas; la determinación del mismo está descrita en Cid Fernandes *et al.* (2004). Luego de la elección del *pseudocontinuo*, se definen ciertas “ventanas” espectrales, entre las cuales se computa el ancho equivalente a través de la integración directa entre las “ventanas” y bajo el *pseudocontinuo*. La “ventana” elegida para la determinación del W_{CaK} es $3908 - 3952 \text{ \AA}$.
- (d) W_G : Ancho Equivalente de la banda G. Al igual que W_{CaK} , W_G está definida en el sistema de Bica. La “ventana” elegida para la determinación del W_G es $4284 - 4318 \text{ \AA}$. Tanto para estos índices como para otros (W_C , W_{CN} , etc., no utilizados en el presente trabajo) el *pseudocontinuo* y las ventanas espectrales se ilustran en la Figura 10.1.

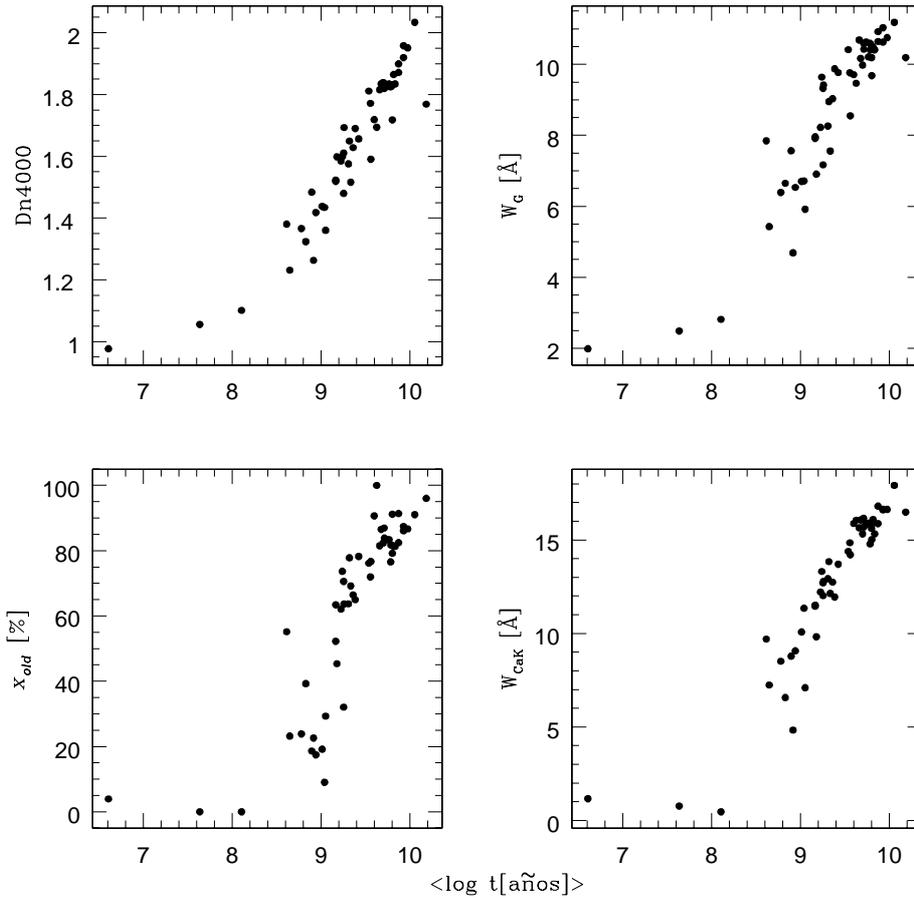


Fig. 10.2: Comparación de los índices espectrales sensibles a las poblaciones de edades más viejas ($Dn4000$, W_{CaK} y W_G), y de la contribución de la población vieja (x_{old}) con la edad estelar media ($\langle \log t \rangle$).

Adoptando los límites en edades jóvenes, intermedia y vieja en 10^8 y 2×10^8 años, podemos definir las contribuciones de poblaciones estelares jóvenes, intermedias y viejas de la forma: $x_{young} \equiv \langle \log t \rangle \leq 10^8$ años, $x_{int} \equiv 10^8 < \langle \log t \rangle \leq 2 \times 10^9$ años, y $x_{old} \equiv \langle \log t \rangle > 2 \times 10^9$ años. En la Figura 10.2 se muestra la dependencia de W_{CaK} , $Dn4000$, W_G y la contribución de la población vieja x_{old} con la edad media. Vemos, al igual que CF 2004, que los índices elegidos son muy sensibles a la presencia de las poblaciones estelares jóvenes. Si adoptamos los mismos valores límites usados en ese trabajo para diferenciar los objetos con mayor contribución de población vieja, tendremos que $W_{CaK} = 15 \text{ \AA}$, $W_G = 9 \text{ \AA}$ y (a través de la relación W_{CaK} - $Dn4000$) $Dn4000 = 1.7$ representan una edad media de $\sim 3 - 4 \times 10^9$ años, lo que equivale a una contribución de más del $\sim 70\%$ de población vieja.

Esta dependencia de las contribuciones de las poblaciones estelares con los índices espectrales se aprecia en mayor detalle en la Figura 10.3, donde se comparan las contribuciones x_{young} , x_{int} y x_{old} con los índices W_{CaK} , $Dn4000$ y W_G . Es evidente la relación que hay entre cada una de las contribuciones así definidas con los índices sensibles a la edad media de las poblaciones estelares. Aún más evidente es la dependencia de la contribución x_{old} con los índices, dado que representa a las poblaciones estelares con edades medias mayores que $2, 10^9$ años.

Confirmamos en estos gráficos que todos estos índices espectrales resultan buenos trazadores de las poblaciones estelares, donde los objetos dominados por estrellas más viejas presentan

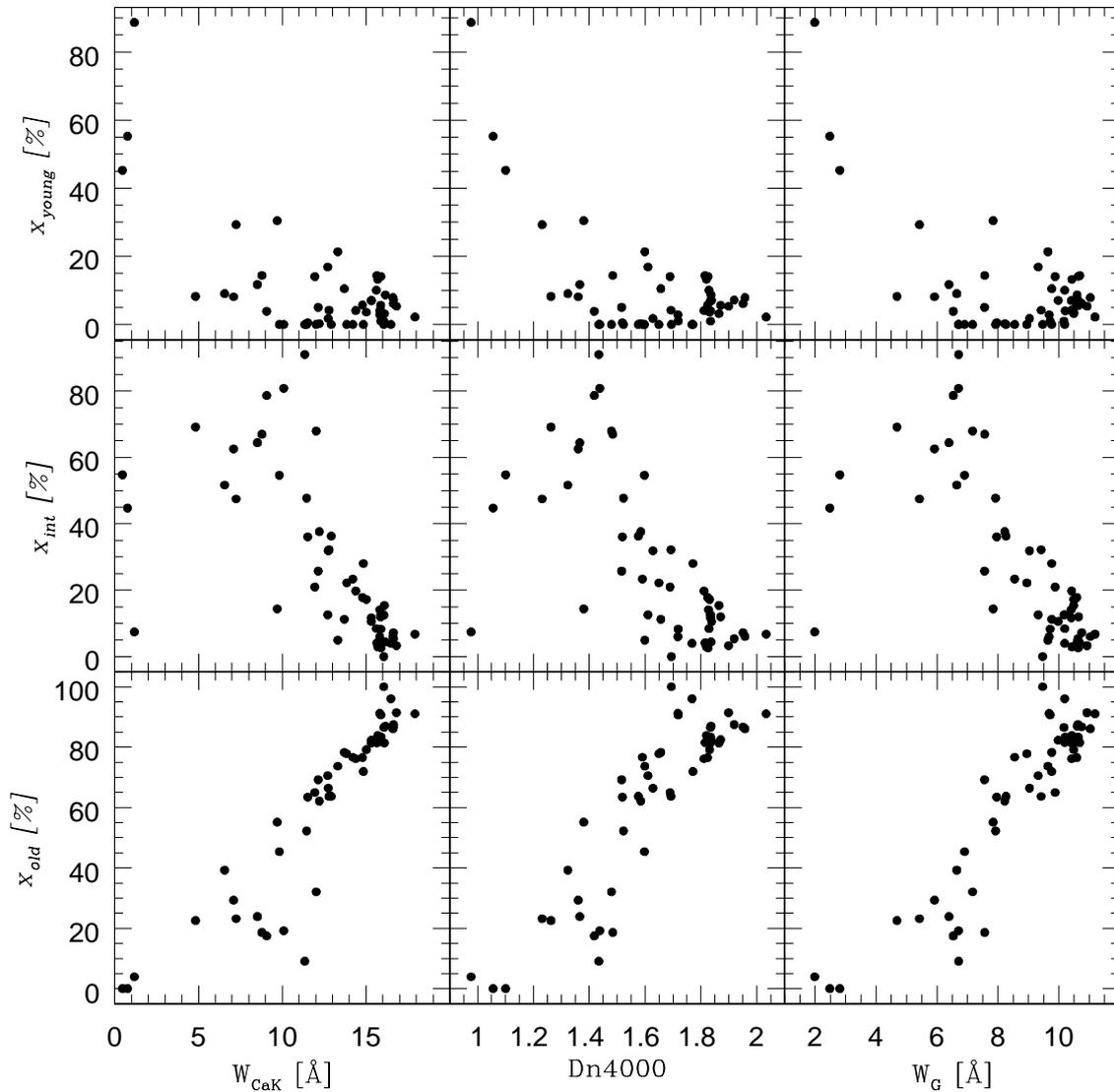


Fig. 10.3: Comparación de las contribuciones de edades de la población estelar vs índices espectrales sensibles a las poblaciones de edades más viejas.

valores más altos. La relación con la contribución de edades intermedias es inversa en virtud de estar dada por estrellas más jóvenes que unos pocos 10^9 años. Por otro lado, la dependencia con la contribución de estrellas muy jóvenes no resulta tan evidente, a menos que ésta supere el $\sim 40\%$, lo cual se manifiesta principalmente en que las líneas de absorción quedan fuertemente diluídas en la presencia de estrellas jóvenes. Esto es particularmente cierto para el caso de W_{CaK} , como fue demostrado en la Parte I. Vemos que los índices espectrales son muy bajos para los pocos objetos que presentan tan alta contribución de X_Y . Por otro lado, el valor de $2,10^9$ años establecido previamente parece ser el más adecuado para representar el límite entre poblaciones intermedias y viejas.

En CF04 se adoptan las denominaciones X_Y , X_I , $X_{I/O}$ y X_O para definir clases dominantes de poblaciones estelares en LLAGN: X_Y , “Young” o joven; X_I , “Intermediate” o intermedias; $X_{I/O}$, mezcla de intermedias y viejas; y X_O , “Old”, viejas. Estas cantidades quedan caracterizadas en

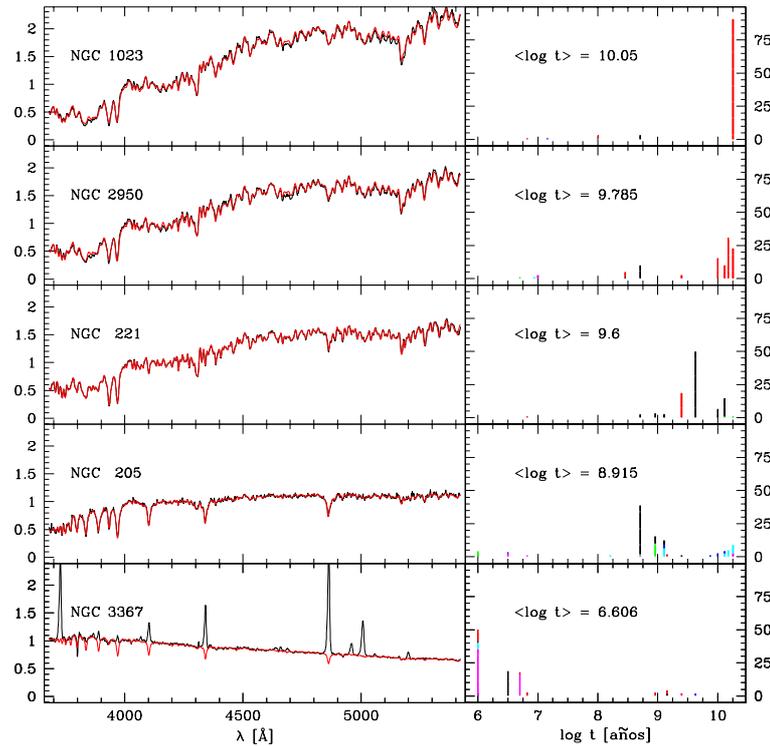


Fig. 10.4: Espectros y vectores de población de las galaxias adoptadas como Base para el trabajo de CF04, ordenados según valores de la edad media.

función de espectros de referencia de las galaxias normales NGC 3367 (poblaciones claramente jóvenes, $\sim 10^7$ años), NGC 205 (edad intermedia, $\sim 10^{8-9}$ años), NGC 221 (edad intermedia + vieja) y NGC 1023 + NGC 2950 (dominadas por estrellas viejas, $\sim 10^{10}$ años). Nuestra síntesis permite cuantificar el vector de poblaciones en estas galaxias y por tanto especificar el valor de la edad media, realizando a la vez una comprobación de la validez de la base elegida en ese trabajo. En la Figura 10.4 se muestran los ajustes para la Base de CF04, junto con sus respectivas contribuciones estelares de acuerdo a nuestra síntesis. Las edades medias de estos objetos coincide con la noción de poblaciones de los tipos $Y, I, I/O$ y O .

Podemos realizar una comparación más entre las contribuciones adoptadas en el trabajo de CF04 con nuestras definiciones de las edades medias de las contribuciones estelares. En la Figura 10.5 comparamos $X_O + X_{I/O}$ con nuestra definición de X_{old} . Esta elección fue realizada teniendo en cuenta que $X_{I/O}$ representa mayoritariamente la contribución estelar vieja, según veremos más adelante. Vemos que, a pesar de realizar la síntesis espectral mediante métodos diferentes, la concordancia es muy buena, pues la mayoría de los objetos caen dentro de la línea central $\pm 20\%$.

Nuestros resultados de síntesis espectral permiten realizar además un análisis comparativo de las contribuciones relativas de poblaciones estelares. Debido a la normalización dada por $X_{young} + X_{int} + X_{old} = 1$, graficar sólo dos de las tres cantidades nos está indicando que la tercera va a quedar definida en términos de las anteriores, lo cual es análogo a tener un plano en un diagrama $X_{young}-X_{int}-X_{old}$ definido por esta ecuación. Elegimos para eso visualizar X_{old} como función de X_{int} vs. X_{young} . En la Figura 10.6 mostramos los resultados de este análisis, donde las líneas de puntos muestran las contribuciones de 10, 50 y 90 % de población más vieja que

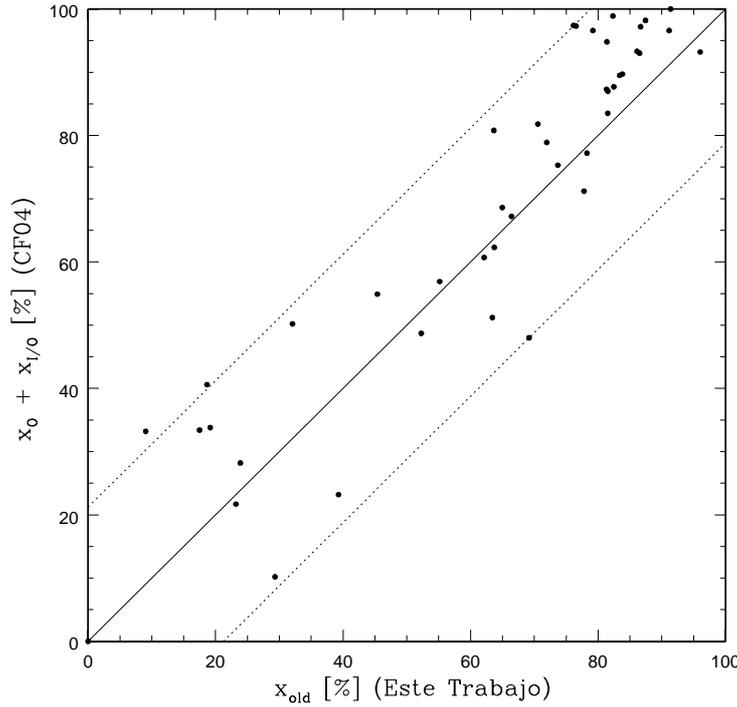


Fig. 10.5: Comparación de las contribuciones de edades intermedias y viejas según la definición de CF04 vs contribución de la población vieja. La línea central representa la identidad y las líneas a trazos son la identidad $\pm 20\%$.

2×10^9 años. Se ve que muy pocas galaxias presentan contribución de x_{old} menor que 10% . Por otro lado, pocos objetos presentan muy poca contribución de estrellas jóvenes e intermedias a la vez, lo que se traduce en que no existen objetos puramente “viejos”. Si exceptuamos los objetos con contribuciones de estrellas jóvenes menor que 1% , la mayoría (\sim las $2/3$ de la muestra restante) se encuentra en un rango de $x_{old} \sim 70 \pm 20\%$, mientras que casi todos presentan x_{old} entre 10 y 90% . En general los LINERs presentan contribuciones mayores de edades más viejas, mientras que en los Objetos de Transición el rango de edades es mayor. Es de notar que en muchos Objetos de Transición la contribución x_{old} es menor que 50% , en concordancia con lo propuesto por Pastoriza, Donzelli, Bonatto (1999) en donde se considera la importancia de las regiones estelares circum-nucleares más jóvenes al espectro observado. En este sentido, las distintas contribuciones de las poblaciones estelares observadas en cada tipo de objeto explicaría la diferencia entre los LINERs y los Objetos de Transición.

Hemos hablado hasta acá de edades de las poblaciones estelares de las regiones nucleares de los LLAGN en términos de contribuciones o de edades medias. Para completar este estudio, en las Figuras 10.7 y 10.8 mostramos el vector de poblaciones para cada uno de los objetos de la muestra, junto con la edad media correspondiente. Los vectores de poblaciones están en términos de contribuciones en flujo, de acuerdo a lo explicado en el capítulo 9. La Figura está ordenada según edades medias crecientes.

10.2. Poblaciones Estelares y Actividad Nuclear

Según vimos en 7.1 y 6.3, los LINERs pueden ser divididos en objetos con fuerte y con débil emisión de $[\text{OI}]\lambda 6300$, a través del cociente $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$, con un límite dado por

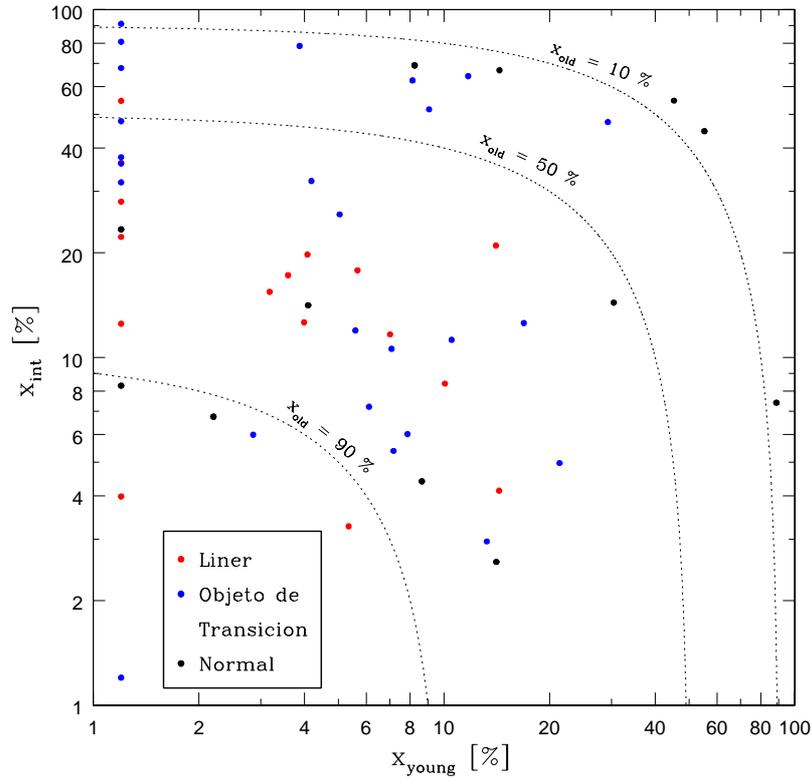


Fig. 10.6: Contribución de la edad Intermedia vs población joven. Las líneas de puntos representan contribuciones constantes (10, 50 y 90 %) de edades más viejas que 2×10^9 años. Los puntos con contribución joven menor que 1 % están graficados en $X_Y = 1.2$ por claridad. Los colores se refieren a la clasificación adoptada según el criterio explicado en la sección 10.2.

LINERs	Objetos de Transición	Objetos de Transición	Núcleos HII + Normales
NGC 266	NGC 410	NGC 4826	NGC 205
NGC 315	NGC 428	NGC 5055	NGC 221
NGC 841	NGC 521	NGC 5377	NGC 224
NGC 1052	NGC 718	NGC 5678	NGC 628
NGC 1169	NGC 1161	NGC 5879	NGC 660
NGC 2911	NGC 2681	NGC 5921	NGC 772
NGC 3166	NGC 2685	NGC 5970	NGC 1023
NGC 3169	NGC 3245	NGC 6384	NGC 2950
NGC 3226	NGC 3627	NGC 6482	NGC 3367
NGC 4438	NGC 3705	NGC 6500	NGC 4569
NGC 5005	NGC 4150	NGC 6503	NGC 6217
NGC 5982	NGC 4192	NGC 7626	NGC 6654
NGC 5985	NGC 4736		
NGC 6501			
NGC 6702			
NGC 6951			

Tab. 10.1: Listado de LLAGN de nuestra muestra, ordenados según el siguiente criterio: LINERs, $[OI]\lambda 6300/H\alpha > 0.25$; Objeto de Transición, $0.07 < [OI]\lambda 6300/H\alpha \leq 0.25$; Núcleos HII, $0 < [OI]\lambda 6300/H\alpha \leq 0.07$; núcleos normales se agrupan junto a los núcleos HII.

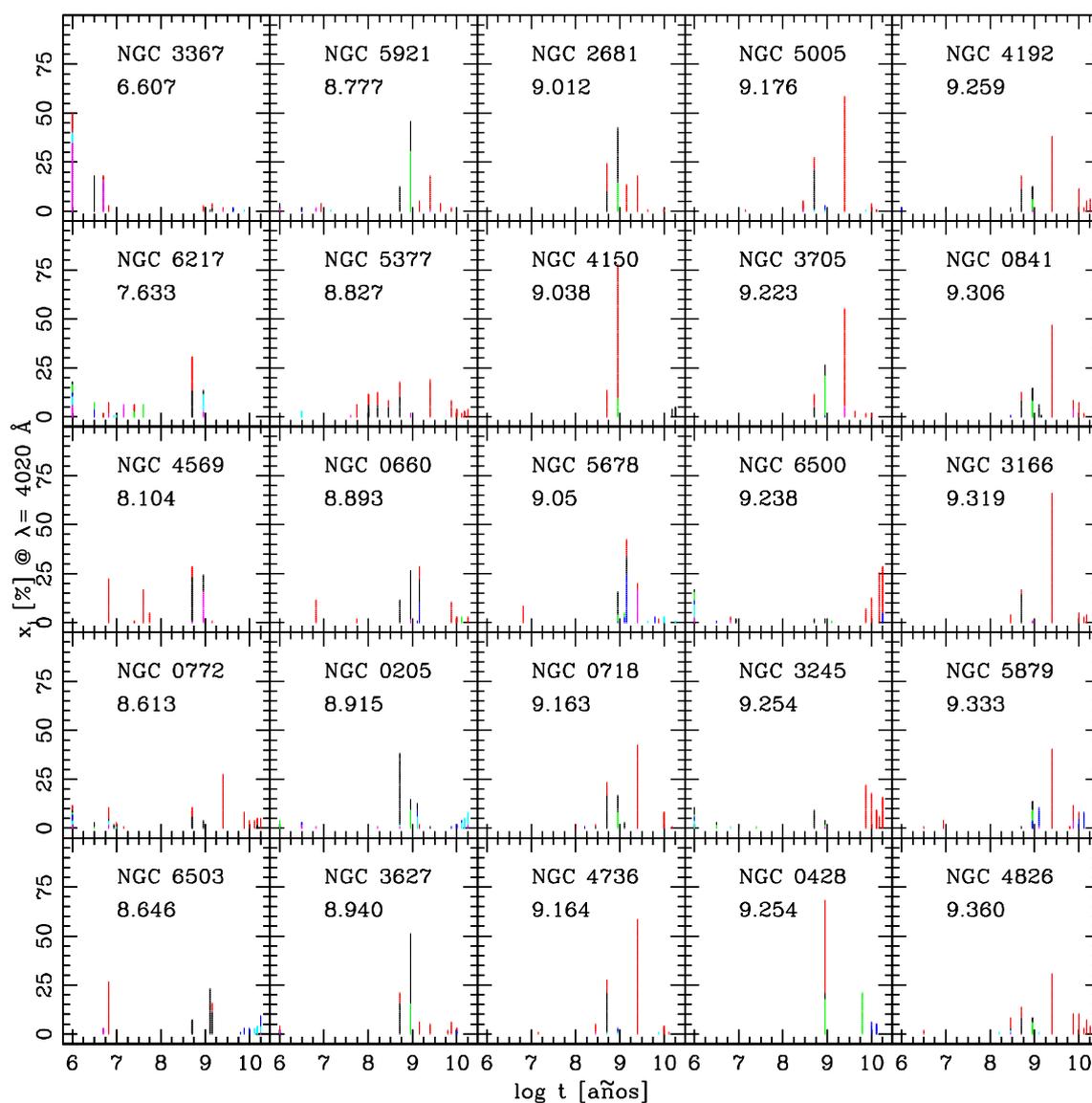


Fig. 10.7: Vector de Poblaciones para las regiones nucleares de las galaxias de la muestra, ordenados según valores crecientes de la edad media. Los colores se refieren a diferentes metalicidades. En cada panel se indica la edad media obtenida para la región nuclear de la galaxia.

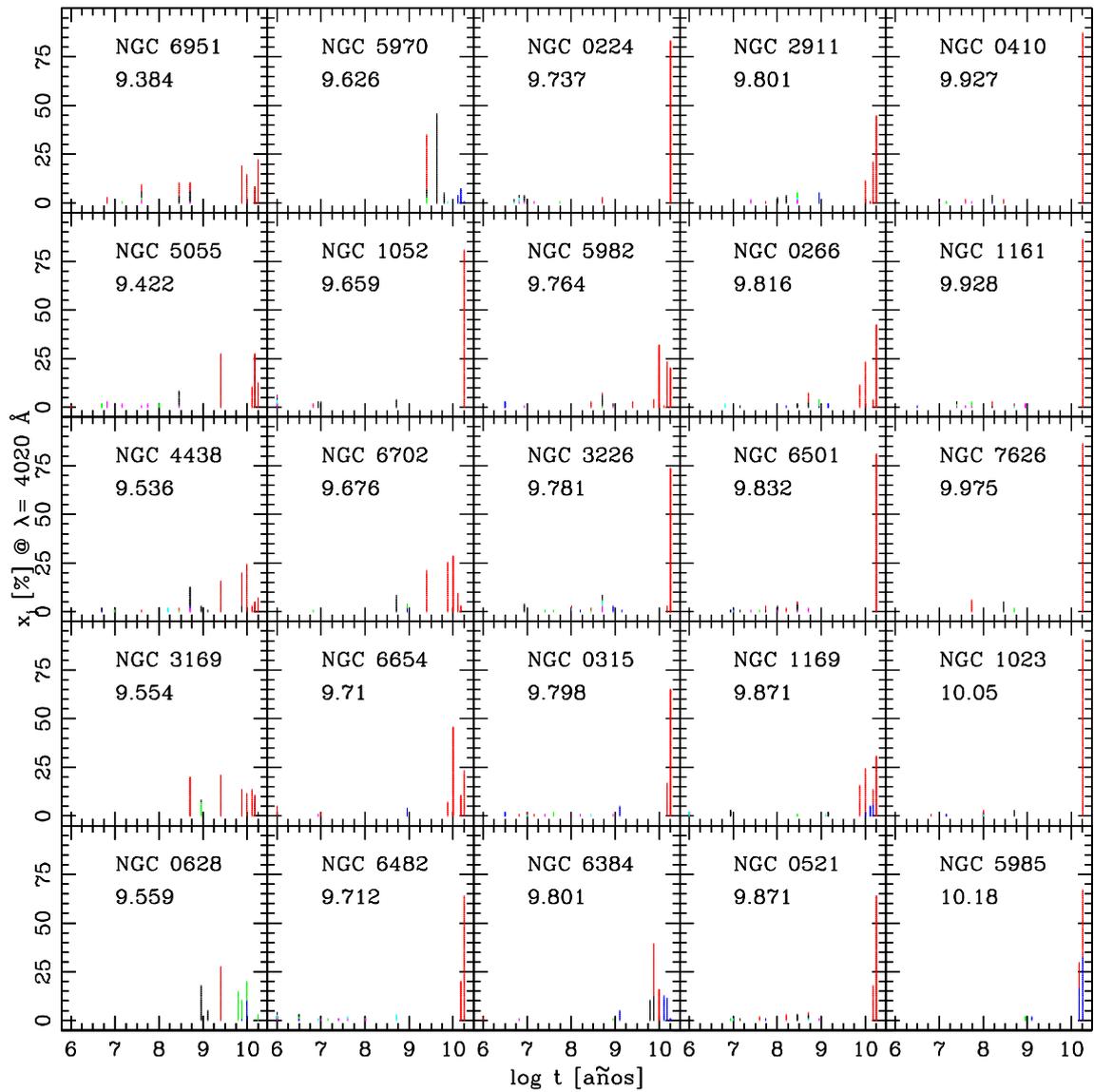


Fig. 10.8: Vectores de poblaciones para las regiones nucleares, como en la Figura 10.8.

$[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha=0.17$, según HFS. Para nuestra muestra, siguiendo la línea de trabajo dada por CF04, adoptaremos el límite en 0.25: consideraremos Objeto de Transición si éste presenta un cociente menor que este valor, y LINER “puro” si $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ es mayor. A su vez, los núcleos HII y Objetos de Transición se distinguen según $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.07$, y los normales se consideran equivalentes a los HII. La clasificación según este criterio da como resultado el listado de la Tabla 10.1.

Empíricamente se ha notado una correspondencia entre las propiedades estelares inferidas de los espectros de la base de CF04 y la clasificación según el cociente $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$. Estas propiedades están relacionadas con índices espectrales, por ejemplo, con W_{CaK} , W_G y $\text{Dn}4000$, los cuales son trazadores de la edad estelar media, según establecimos. Puesto que obtenemos estos índices y otras cantidades de nuestra síntesis espectral, nos resultaría lógico compararnos con los cocientes $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ de nuestra muestra. Tanto $[\text{OI}]\lambda 6300$ como $\text{H}\alpha$ no están contenidas en nuestros espectros, pues estos abarcan sólo el rango azul. Sin embargo, podemos tomar los valores de $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ del trabajo de HFS, y compararlos con las cantidades derivadas de nuestras extracciones nucleares.

En la Figura 10.9 comparamos este cociente con la extinción en el visual, la dispersión de velocidades estelares (que da una idea de la masa contenida en estas regiones), W_{CaK} y $\text{Dn}4000$. Las primeras dos cantidades son directamente obtenidas de la síntesis, mientras que los índices relacionados con la edad media son computados según se describe en la sección 10.1. La dispersión de velocidades estelares en la línea de la visual está corregida según la relación 11.9 (ver más adelante, sección 11.3.). En los diagramas que involucran índices sensibles a las poblaciones estelares vemos que, teniendo en cuenta el límite adoptado de $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha=0.25$, prácticamente no existen LINERs “jóvenes”. Sin embargo, los Objetos de Transición pueden adoptar un rango mayor de edades. Además de estos índices, la dispersión de velocidades estelares tiene una cierta tendencia (positiva) con $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$, lo cual en realidad es un reflejo de la tendencia de los objetos menos masivos a presentar un rango mayor de edades mientras que los masivos son esencialmente “viejos”.

Es interesante investigar si algunas de estas cantidades están relacionadas entre sí. Dado que (según demostramos) dos de ellas, W_{CaK} y $\text{Dn}4000$, dependen directamente de la edad media, la comparación que haremos es de las otras dos cantidades, además de $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ y la metalicidad media, con la edad media. La metalicidad media se obtiene teniendo en cuenta que de nuestros ajustes obtenemos las metalicidades de las componentes del vector de poblaciones para cada ajuste. Así, podemos definir (en analogía con la ecuación 10.1) una metalicidad media de la forma:

$$\langle Z \rangle \equiv \sum_{j=1}^N x_j \times (Z_j) \quad (10.3)$$

En la Figura 10.10 se comparan $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$, metalicidad media, dispersión de velocidades estelares y extinción en el visual con la edad media. El primero de estos diagramas es equivalente a los dos últimos de la Figura anterior, dada la dependencia mencionada de los índices W_{CaK} y $\text{Dn}4000$ con la edad estelar.

Se desprende de la Figura que parece no existir LINERs poco metálicos: mientras que los Objetos de Transición presentan un rango posible de metalicidades, los LINERs son claramente más ricos en metales, con una metalicidad media de $\sim Z_{\odot}$. De los otros diagramas el que más llama la atención es la relación “Masa - Edad” (“Masa” $\propto \sigma_*$). Otra vez, vemos que los LINERs son casi todos masivos, mientras que los Objetos de Transición presentan un rango mayor de masas. Por último, aparentemente no existen diferencias sustanciales entre los LINERs y los

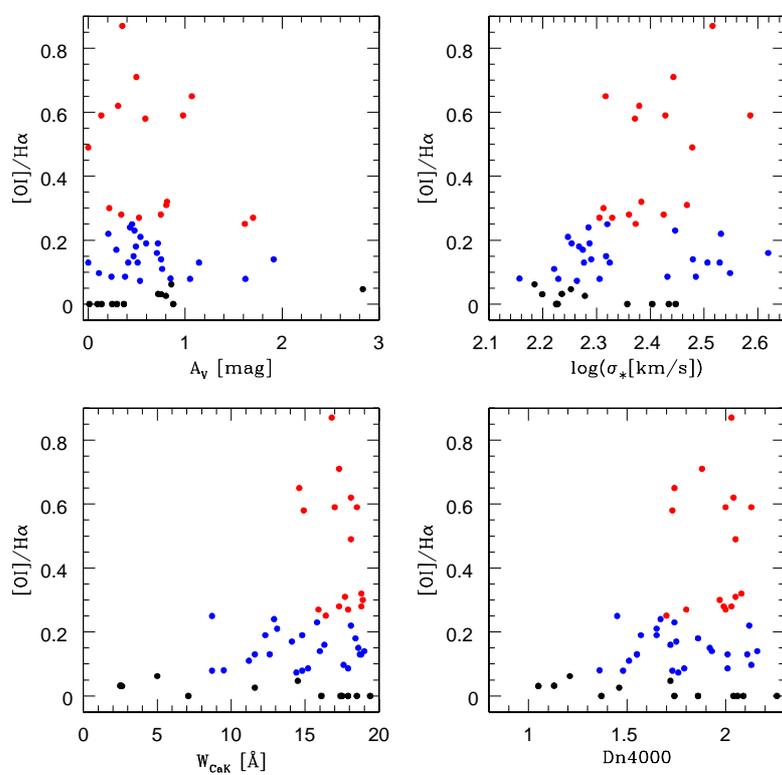


Fig. 10.9: Cociente $[O I] \lambda 6300 / H\alpha$ (tomado del trabajo de HFS) vs. extinción y dispersión de velocidades estelares (arriba) e índices sensibles a la edad media (abajo). Colores como en la Figura 10.6.

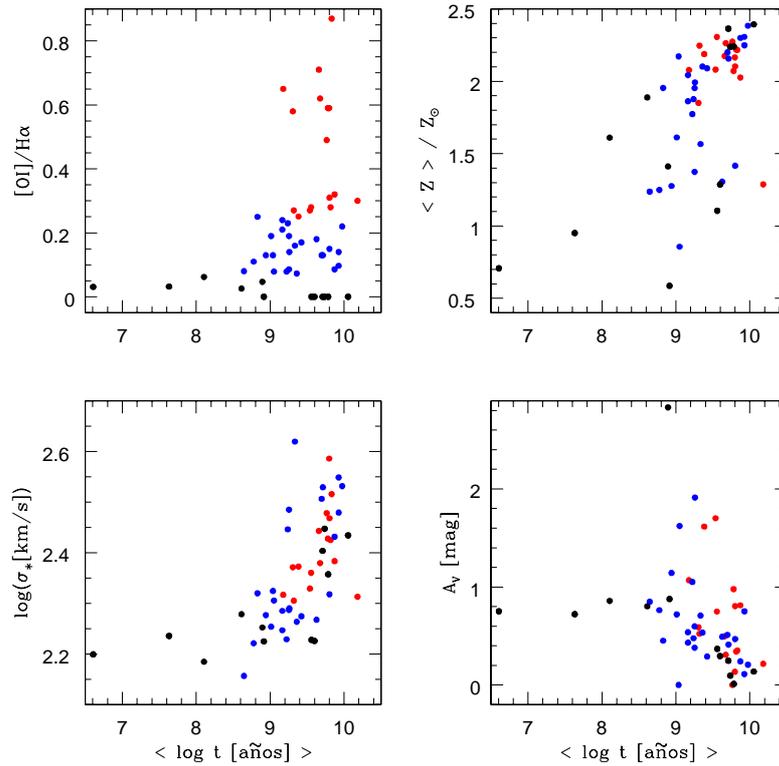


Fig. 10.10: Dependencia de $[OI]\lambda 6300/H\alpha$, metalicidad media, dispersión de velocidades estelares y extinción con la edad media. Colores como en la Figura 10.6.

Objetos de Transición en lo que respecta a la extinción en el visual. La Figura 10.11 es similar a la anterior, donde ahora la dependencia es con la metalicidad media. El panel superior izquierdo muestra que $[OI]\lambda 6300/H\alpha$ está aún más relacionado con la metalicidad que con la edad media. El panel superior derecho es esencialmente el mismo que el correspondiente de la Figura anterior. Los paneles inferiores muestran que la dependencia de la dispersión de velocidades estelares y de la extinción con la metalicidad son levemente mayores que con la edad media. En general, en los sistemas más masivos las poblaciones estelares son más viejas, la extinción es mayor, y tienden a ser más metálicos.

Además de distinguirse según la edad estelar y metalicidad media, exploramos la posibilidad de que los Objetos de Transición se diferencien de los LINERs según la dependencia con otros parámetros estelares. Para eso, realizamos las distribuciones según $\langle \log t \rangle$, W_{CaK} , $Dn4000$, $\log \sigma_*$ y A_V distinguiendo ambos tipos. La Figura 10.12 muestra este resultado.

No es de sorprender que las distribuciones de edad media y de los índices asociados con ella muestren diferencias según la actividad, puesto que, de acuerdo a los resultados mostrados anteriormente, los LINERs se encuentran más acotados en edades mayores que 2×10^9 años. La distribución en metalicidad media muestra un resultado ya mencionado: los LINERs son claramente ricos en metales, mientras que los Objetos de Transición presentan un rango de metalicidades. De estos, una submuestra resulta de menos contenido metálico que el resto, que se corresponde a edades ligeramente menores que el resto. Aunque en el caso de la dispersión de velocidades esta tendencia no es tan marcada, vemos que los LINERs son, en media, más masivos que los Objetos de Transición. La distribución en extinción no evidencia una diferencia entre ambos tipos de objetos. Sin embargo, de una comparación directa entre la edad media y la extinción se desprende que no existen Objetos de Transición de edad media alta y a la vez

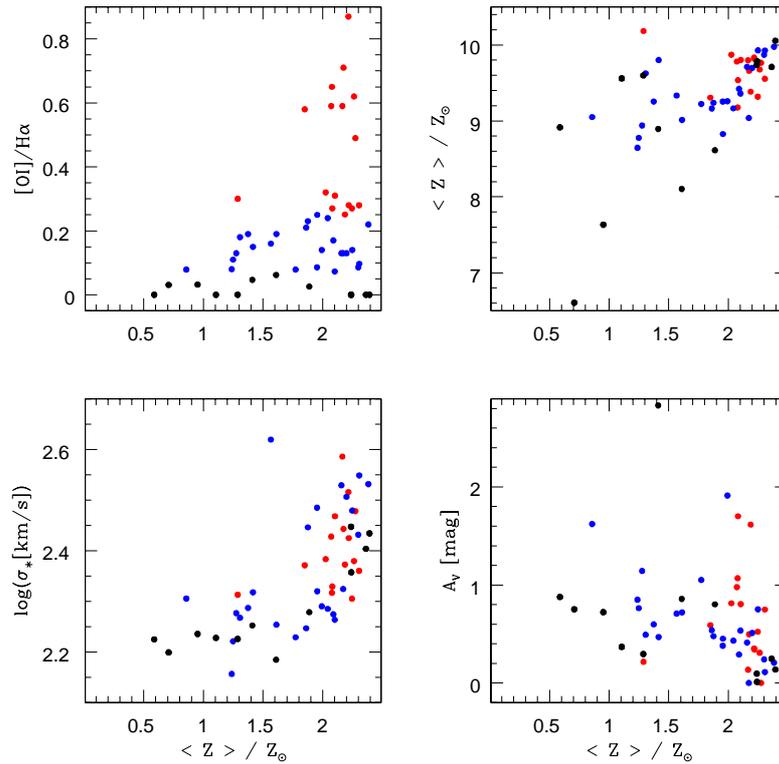


Fig. 10.11: Dependencia de $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$, edad media, dispersión de velocidades estelares y extinción con la metalicidad media. Colores como en la Figura 10.6.

con alta extinción. Esta cuestión puede quedar más en claro en la próxima sección, donde se analizan las propiedades estelares en función de la distancia al núcleo.

10.3. Poblaciones Estelares Extra-Nucleares

Como mencionamos al final de la sección 9.1, la gran mayoría de los datos (no impresos) corresponde al ajuste de extracciones espectrales no-nucleares. De estos ajustes, pudimos obtener todas las cantidades ya mencionados en secciones anteriores, como son las relacionadas con las edades y metalicidades de las poblaciones estelares de cada una de las regiones extra-nucleares, como así también los parámetros cinemáticos y de extinción. Mientras que los primeros son computados en los espectros modelizados, los últimos obtenidos directamente del proceso de síntesis.

La gran ventaja de contar con espectros espacialmente resueltos reside en el hecho de poder realizar perfiles de estas cantidades a lo largo de la posición donde fue colocada la ranura en las observaciones. Esto permite mapear las variaciones espaciales de una gran cantidad de propiedades de la galaxia.

En esta sección presentaremos en primer lugar los perfiles radiales de las propiedades relacionadas con las poblaciones estelares: edad media (e índices relacionadas con ella). Luego, se presentarán las variaciones en la metalicidad media y la extinción. En los gráficos que siguen se deberá tener en cuenta la adopción de colores dada en la Figura 10.6 y al principio de la sección 10.2: puntos rojos se refieren a LINERs, azules a Objetos de Transición y negros a Núcleos H III + Normales. Debemos aclarar además que en la confección de las Figuras de perfiles radiales se

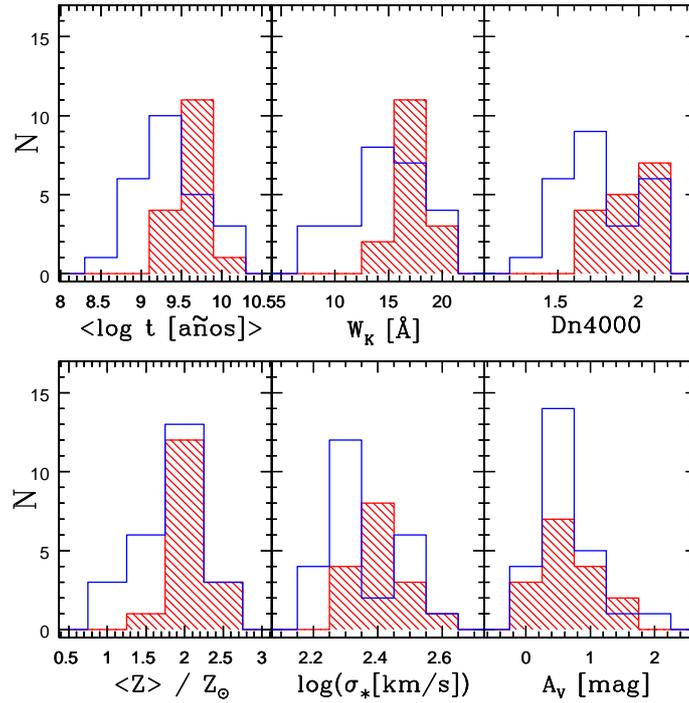


Fig. 10.12: Distribuciones de frecuencia según edad media, W_{CaK} , Dn4000, metalicidad media, dispersión de velocidades estelares y extinción, para LINERs (en rojo) y de Objetos de Transición (en azul).

usó la mayoría de los datos extra-nucleares. Sin embargo, al elegir una escala para los gráficos, debido a que se las galaxias se encuentran a diferentes distancias (y por lo tanto la abertura de la ranura abarca porciones diferentes en cada objeto), algunos puntos quedaron afuera por el hecho de estar muy alejados del núcleo. La escala elegida en cada tipo de objeto representa así un compromiso entre la cantidad de datos y una buena visualización de los mismos ¹.

10.3.1. Poblaciones Estelares Extra-Nucleares - Edades

En las Figuras 10.13, 10.17 y 10.21 se muestran los perfiles radiales de la edad media, computada según la ecuación 10.1, para LINERs, Objetos de Transición y Núcleos HII + Normales.

Lo primero que notamos es una gran variedad de comportamientos radiales. No obstante, aunque muchos perfiles son muy “planos”, se advierte que algunas galaxias con núcleo LINER presentan edades medias mayores en las zonas centrales, y un gradiente (cuando presente) hacia edades menores fuera del núcleo. Esto se encuentra en concordancia con lo mencionado en secciones anteriores, relativo a que las poblaciones estelares de los núcleos LINERs son esencialmente “viejas”. Salvo para NGC 5005, la tendencia mencionada es la general. Notablemente, para NGC 6951 la edad media es muy diferente (menor) en las regiones extra-nucleares, lo que no es de extrañar dado que coincide aproximadamente con la región donde se encuentra el anillo de formación estelar, como ya vimos en la primera Parte de esta tesis.

Los perfiles de edad media de los Objetos de Transición son algo diferentes de los de los

¹ Salvo para NGC 628, en la que se ilustra el comportamiento de la propiedad mediante flechas, en las demás galaxias se graficó con la mayor parte de los datos.

LINERs, puesto que se observa en muchos de ellos el efecto contrario: una “caída” de la edad media hacia el centro, a veces del orden de varios 10^9 años. Por último, en los Núcleos HII + Normales los perfiles son aproximadamente “planos”.

En las Figuras 10.13 a 10.16, 10.17 a 10.20, y 10.21 a 10.24, se muestran, respectivamente para LINERs, Objetos de Transición y Núcleos HII + Normales, los perfiles radiales de edad media, contribución x_{old} , W_{CaK} y Dn4000.

Para cada objeto, vemos que los comportamientos de cada propiedad relacionada con la edad de las poblaciones estelares son cualitativamente similares, lo que no es de extrañar dada la correspondencia de cada uno de ellos establecida para las zonas nucleares. El caso del índice W_{CaK} ya fue analizado ampliamente en la primera parte del presente trabajo, y comentamos su sensibilidad a las presencia de poblaciones estelares jóvenes. Además, demostramos dicha dependencia mediante la correspondencia dada en la Figura 10.2. Aquí confirmamos la dependencia y demostramos que se cumple “punto a punto”: para cada extracción espectral donde obtuvimos $\langle \log t \rangle$ y computamos W_{CaK} los valores se corresponden, dando como resultado perfiles similares en cada galaxia. Dadas las propiedades mencionadas de Dn4000, lo mismo puede decirse para este índice.

Es de remarcar que, al ser sensible el índice W_{CaK} a la presencia de poblaciones jóvenes, sirve como diagnosticador de brotes de formación estelar. Ejemplo de ello son los perfiles de NGC 3367, NGC 4736, NGC 5005, NGC 5377 y NGC 5921, entre los cuales los vectores de población muestran varias componentes relacionadas con estrellas jóvenes. Sin embargo, éstas no pueden ser responsables de la totalidad de la dilución observada en W_{CaK} , dado que sólo en $\sim 10\%$ de los LLAGNs la componente joven contribuye con más del 10% al flujo en 4020% . Lo que provoca la dilución observada en estos casos es la presencia de una población estelar de edad intermedia, más intensa y frecuente que los Starbursts, lo que puede inferirse en algunos espectros mediante la presencia de HOBL profundas, como por ejemplo NGC 4569.

10.3.2. Poblaciones Estelares Extra-Nucleares - Metalicidades, Extinción y Masas Estelares

Calculamos la metalicidad media de acuerdo a la ecuación 10.3 para todas las extracciones. Los gradientes de metalicidad se muestran en las Figuras 10.26 a 10.28.

La mayoría de los LINERs muestra claramente un pico de alta metalicidad nuclear. Aún fuera de las regiones nucleares, la metalicidad es sobresolar en casi todos los casos. Los Objetos de Transición muestran valores levemente menores en la zona nuclear y con un rango de metalicidades medias más alto. Para las regiones nucleares ya habíamos visto en la sección anterior que estos objetos muestran un rango más acotado de metalicidades medias y hacia valores más altos. Aquí mostramos que este comportamiento se mantiene para regiones extra-nucleares y demostramos que los LINERs presentan metalicidades medias altas, además de presentar en algunos objetos aproximadamente el mismo perfil que la edad media, confirmando que las poblaciones estelares de los LINERs son metálicas ($\sim 2Z_{\odot}$) y viejas ($\sim 5,10^9$ años).

Las Figuras 10.29 a 10.31 muestran los perfiles de la extinción A_V , obtenida directamente de los ajustes. Advertimos que, aunque las extinciones presentan un comportamiento variado, en la mayoría de los objetos los valores centrales son más altos. Este pico central ocurre tanto para curvas “bajas” (ejemplo, NGC 7626) como para “altas” (NGC 5678). Puesto que la extinción en el visual está asociada a la presencia de polvo, altos valores centrales indican altas concentraciones de polvo en estas regiones.

La presencia de polvo asociada a regiones de formación estelar hace pensar que la población estelar subyacente es joven y, por tanto, la edad media calculada debe dar valores bajos.

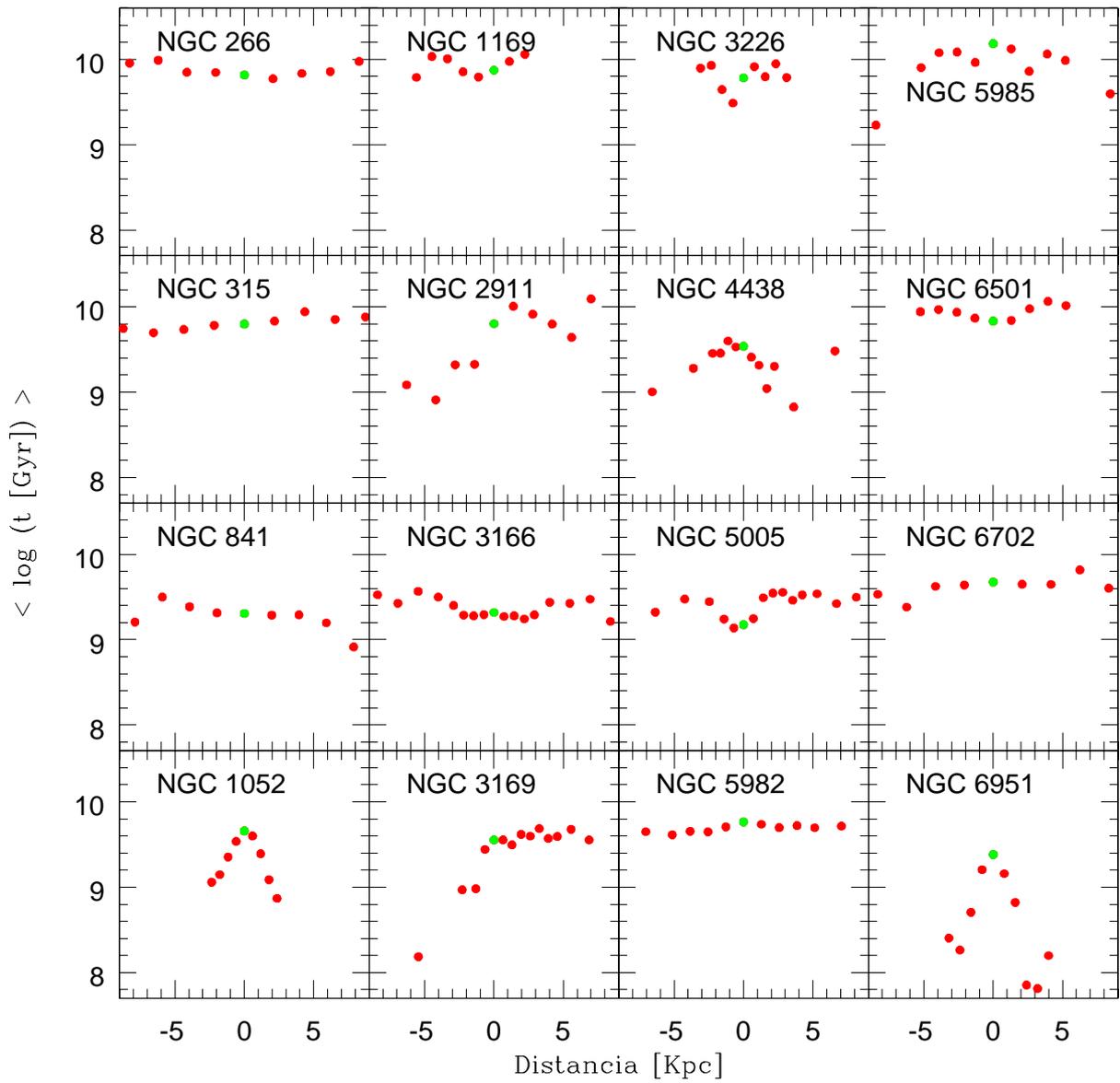


Fig. 10.13: Perfiles radiales de la edad media para LINERs.

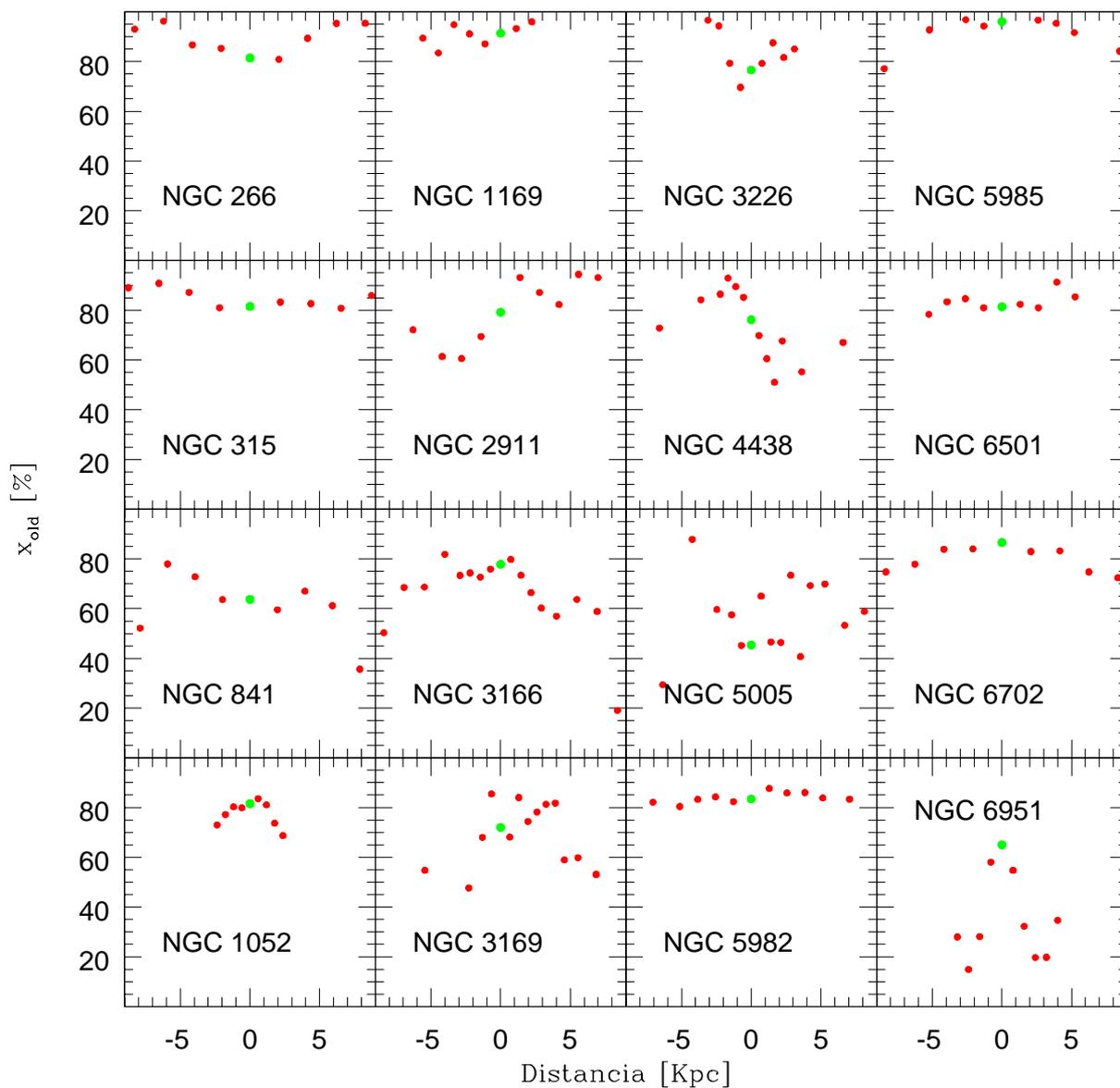


Fig. 10.14: Perfiles radiales de la contribución x_{old} para LINERs.

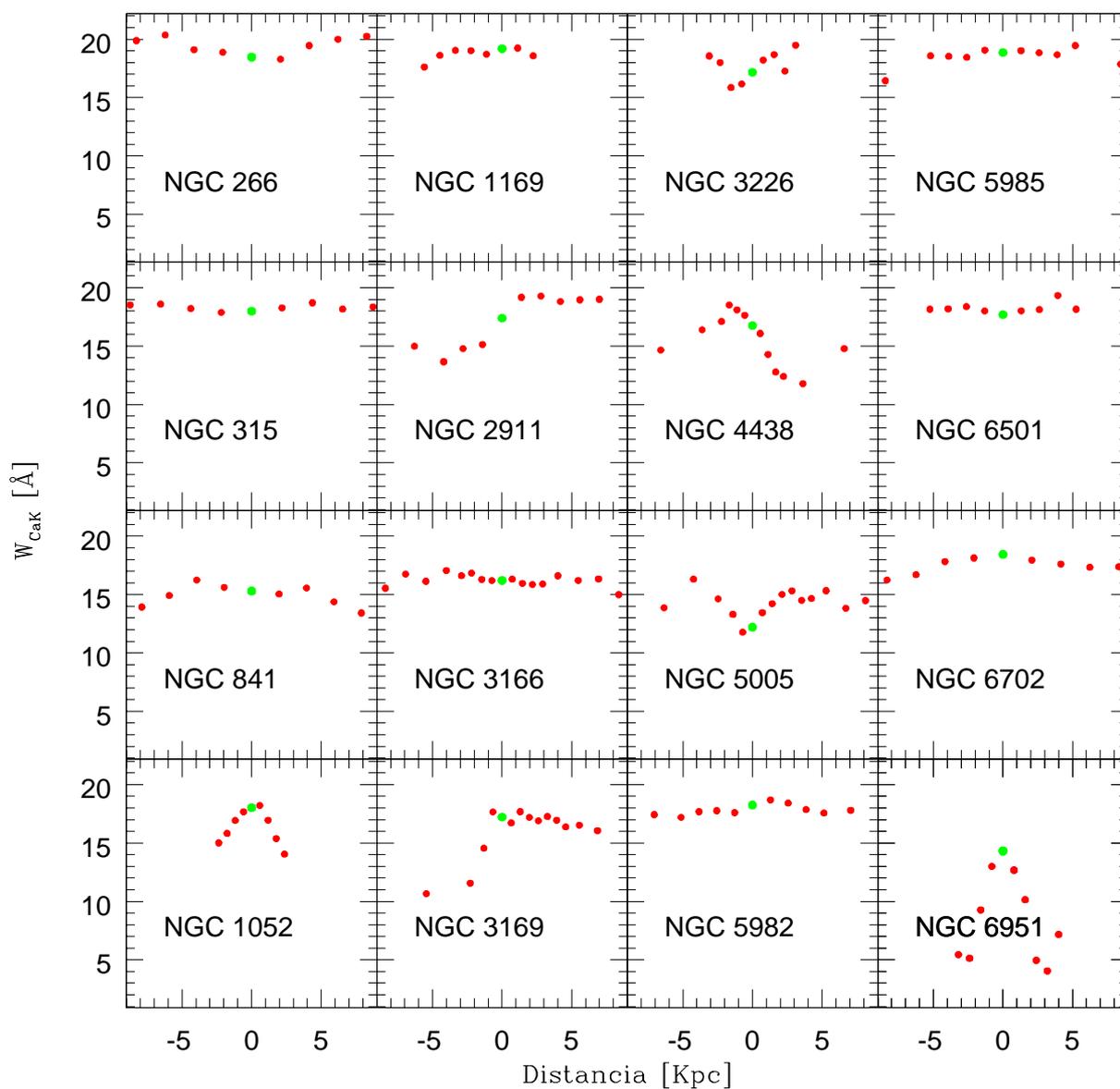


Fig. 10.15: Perfiles radiales del índice W_{CaK} para LINERs.

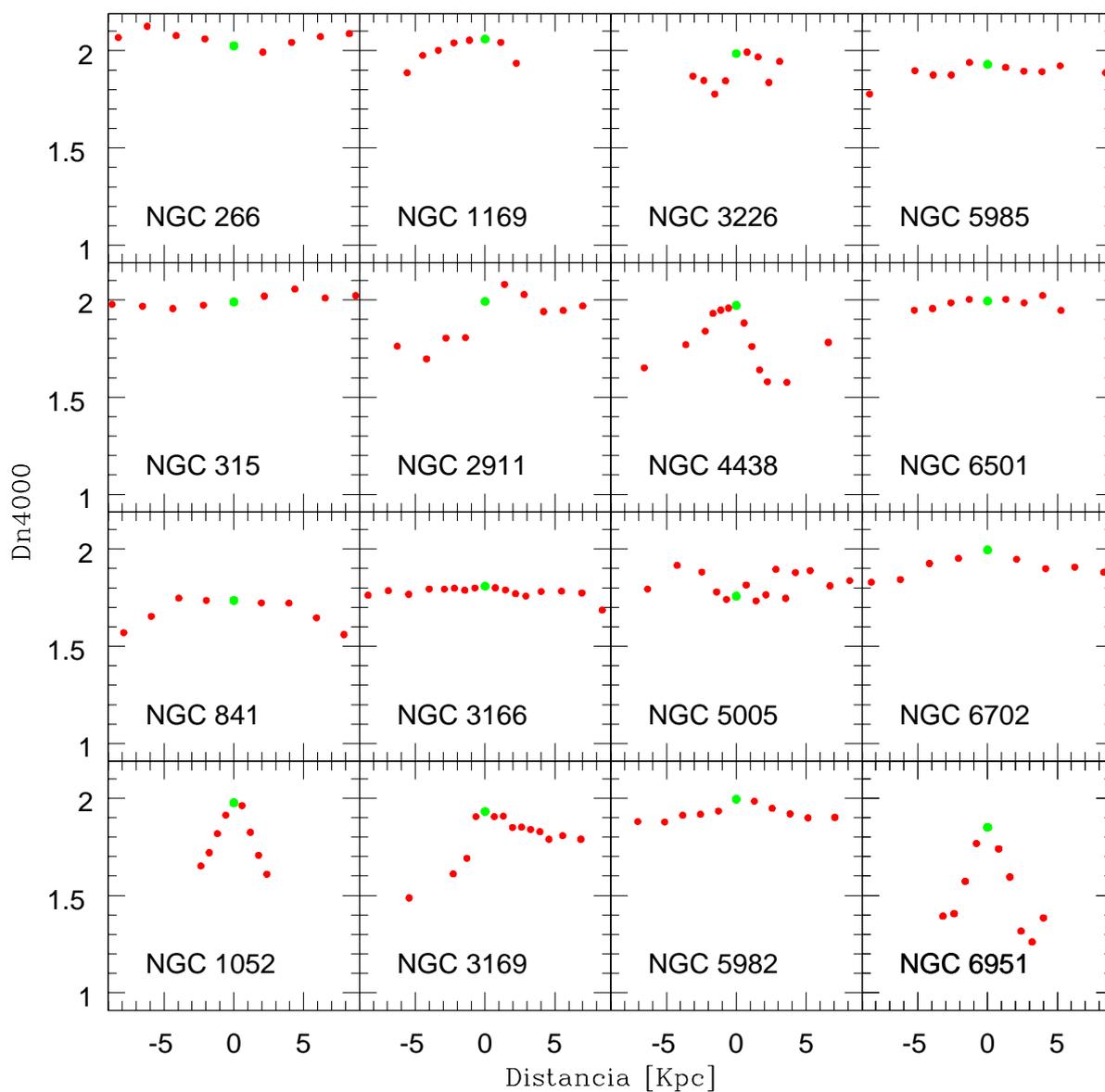


Fig. 10.16: Perfiles radiales del índice Dn4000 para LINERs.

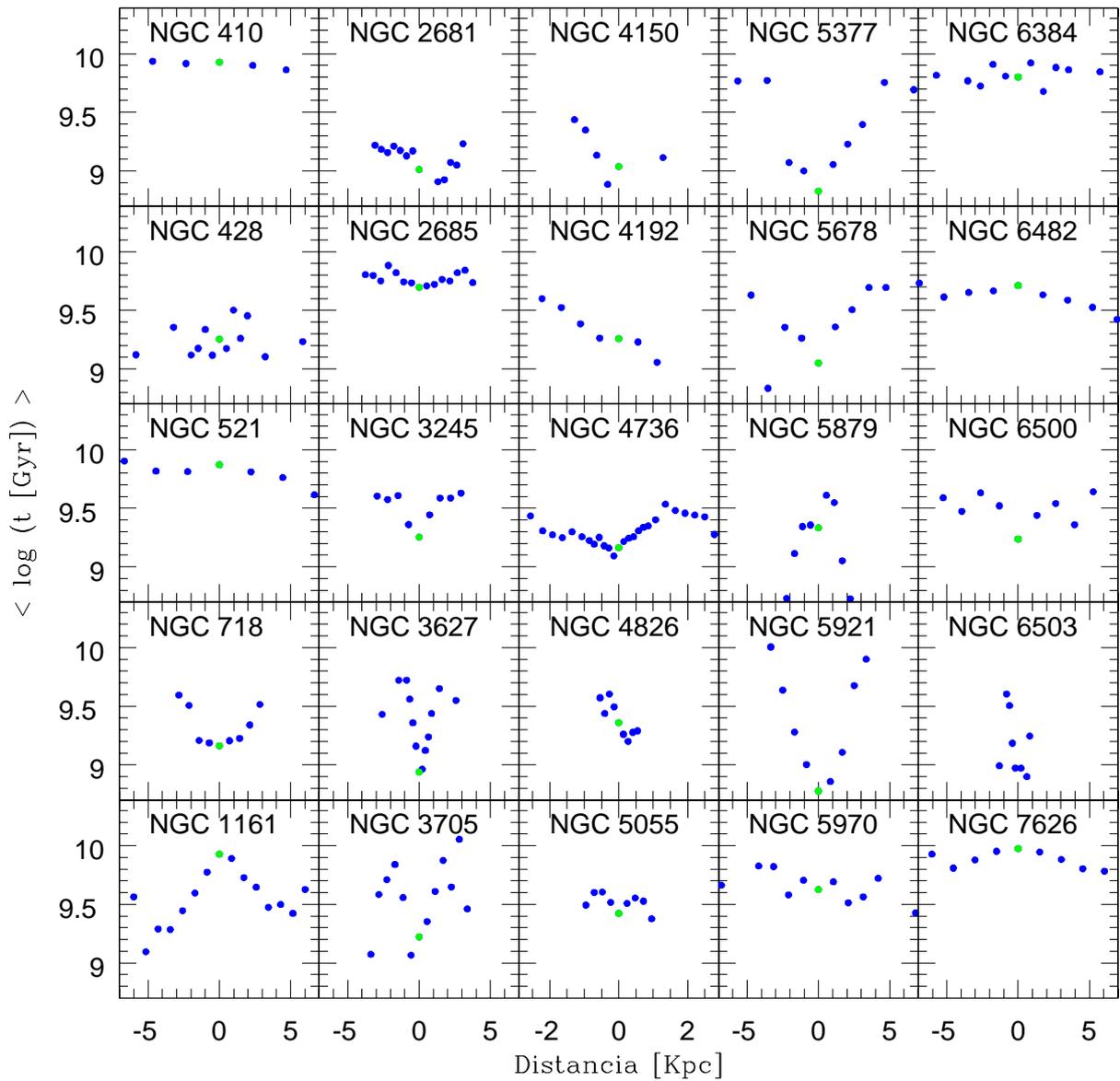


Fig. 10.17: Perfiles radiales de la edad media para Objetos de Transición.

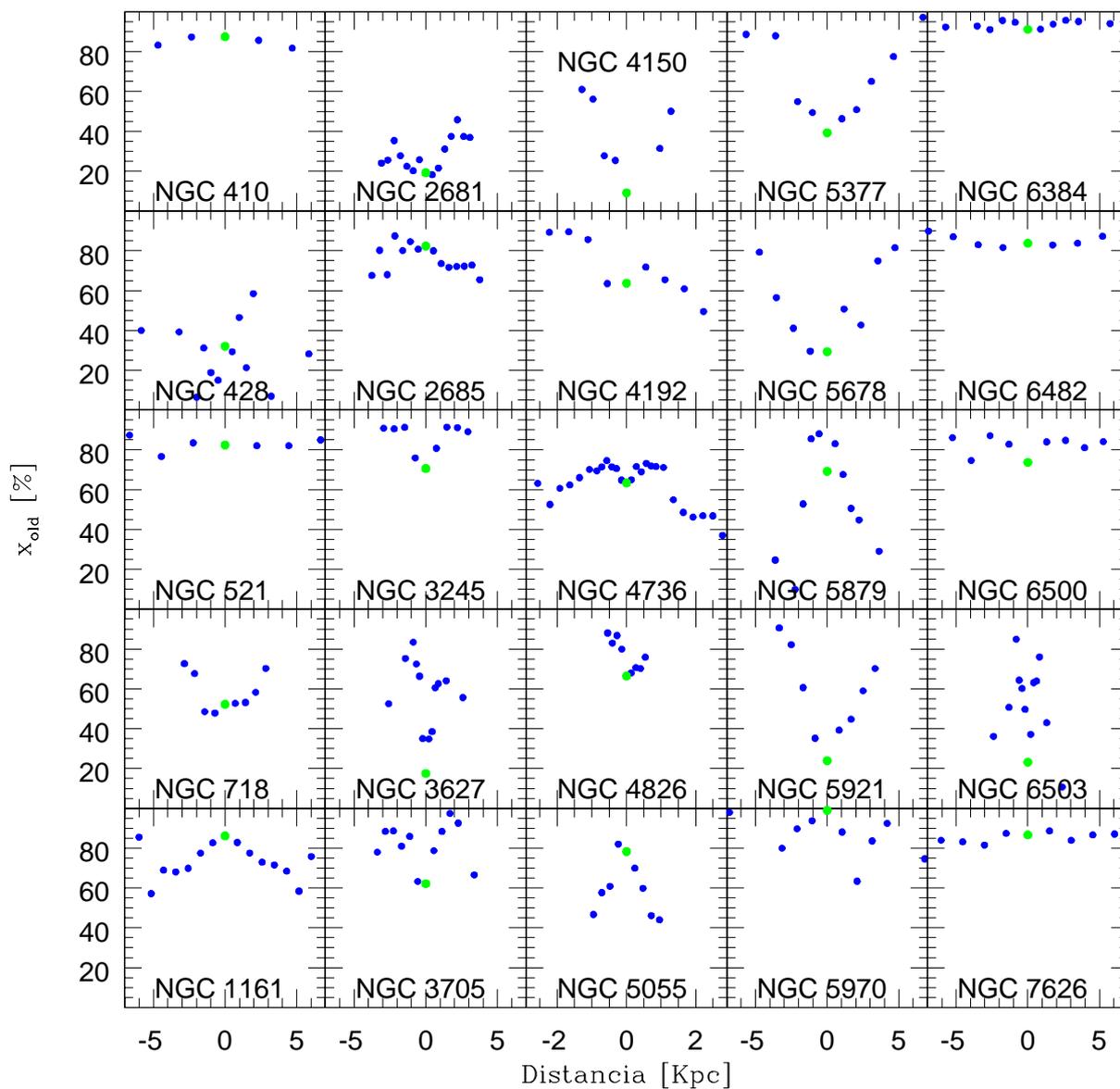


Fig. 10.18: Perfiles radiales de la contribución x_{old} para Objetos de Transición.

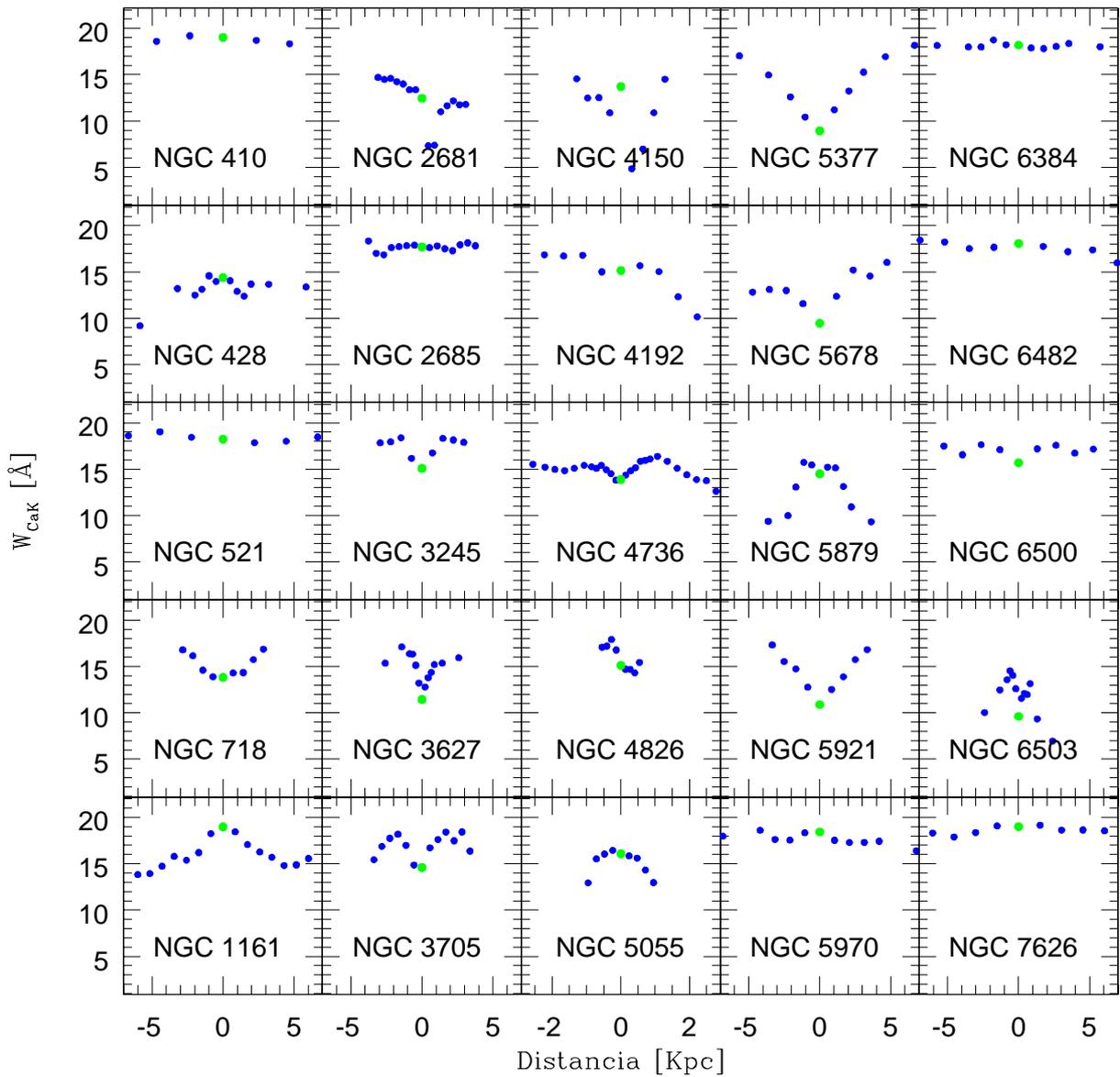


Fig. 10.19: Perfiles radiales de W_{CaK} para Objetos de Transición.

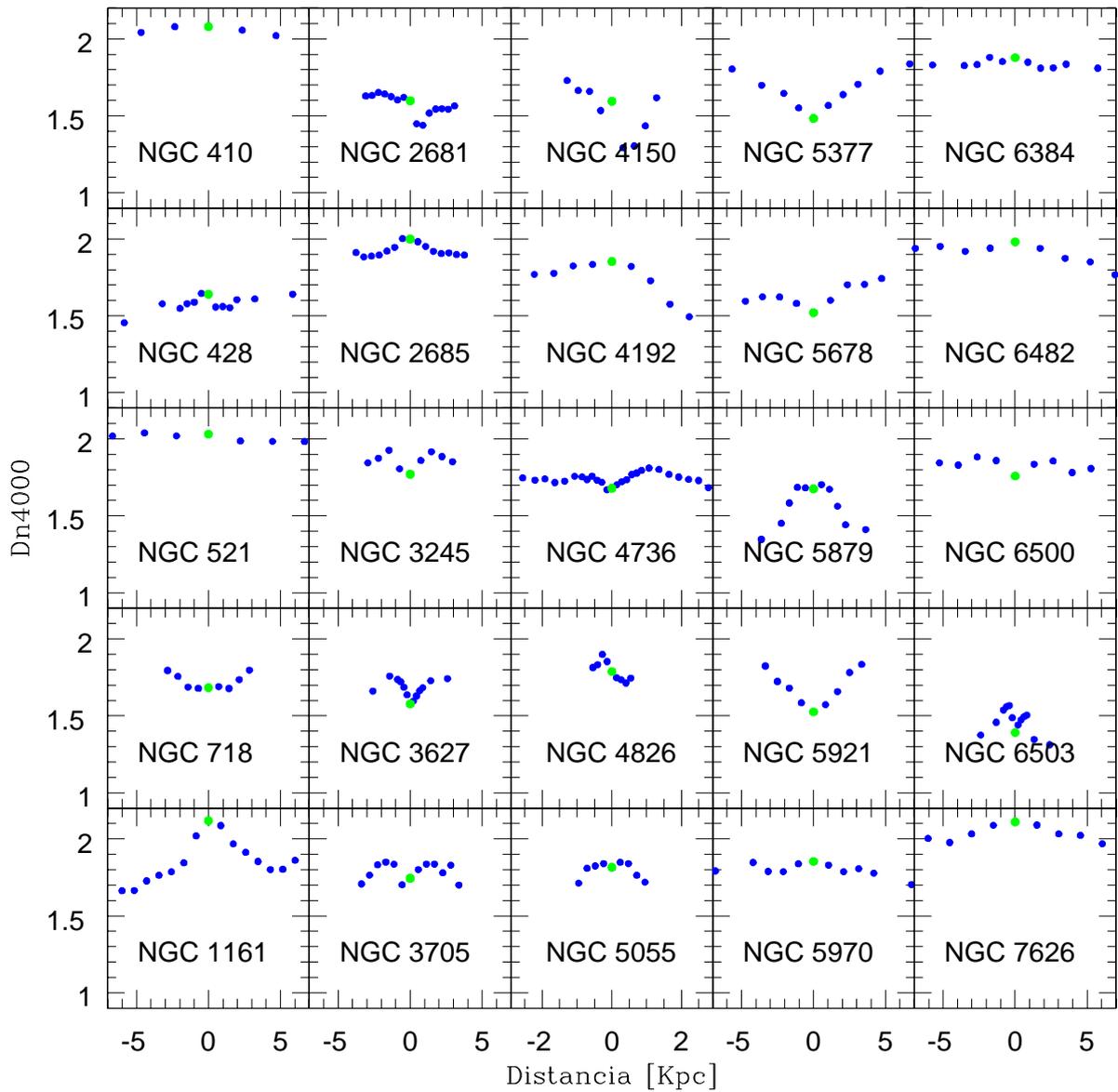


Fig. 10.20: Perfiles radiales de Dn4000 para Objetos de Transición.

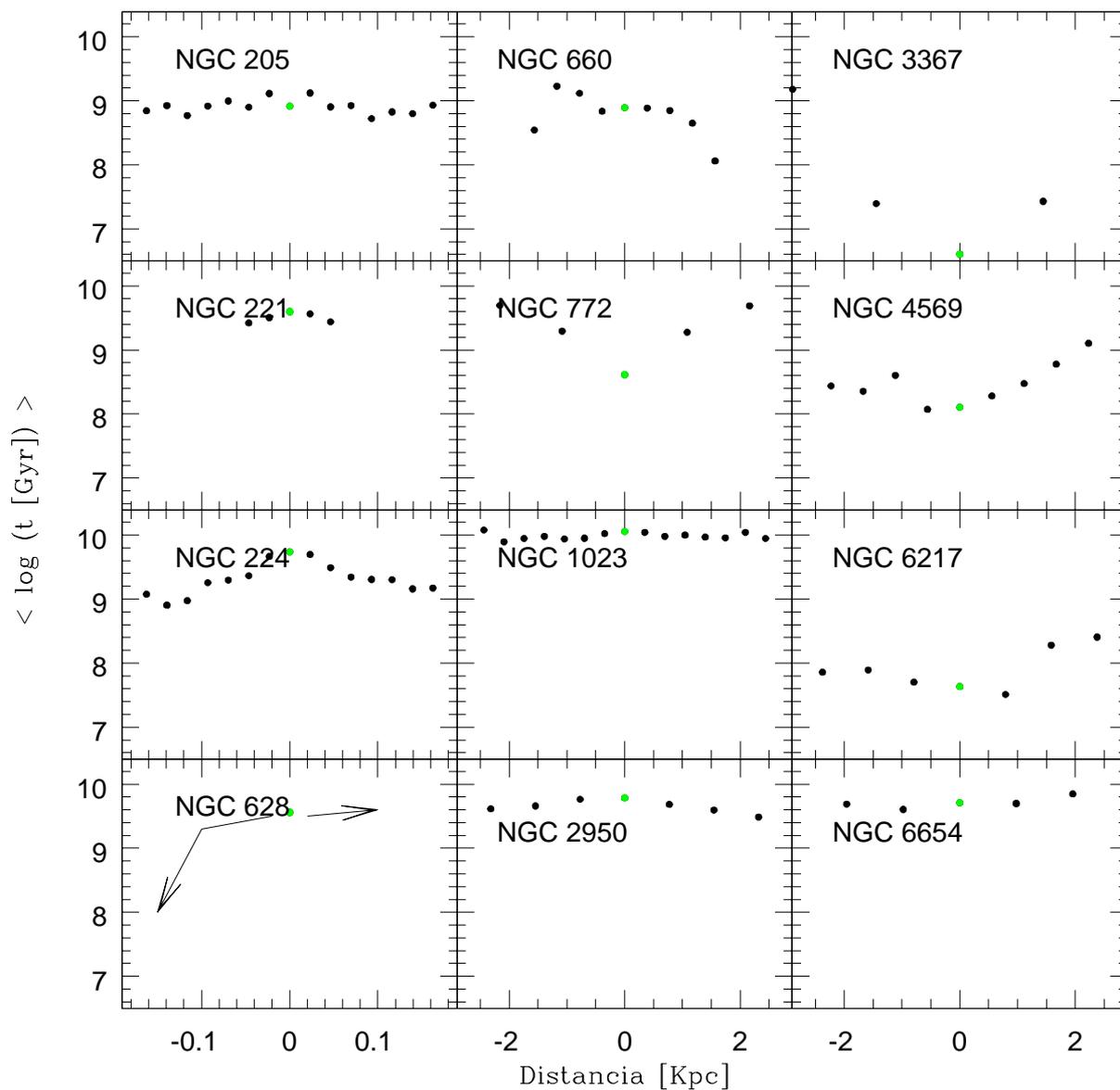


Fig. 10.21: Perfiles radiales de la edad media para Núcleos HII + Normales.

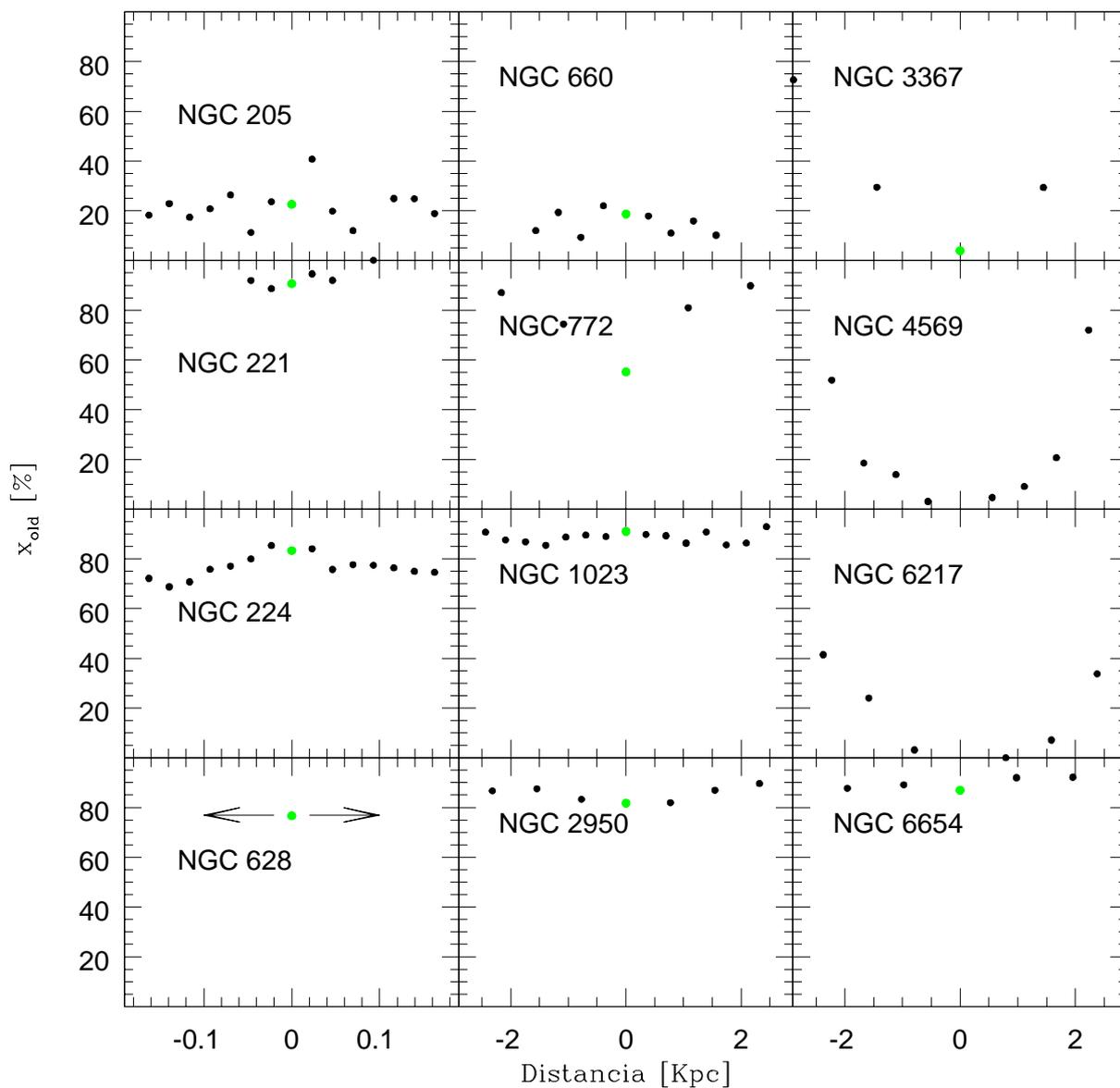


Fig. 10.22: Perfiles radiales de la contribución x_{old} para Núcleos HII + Normales.

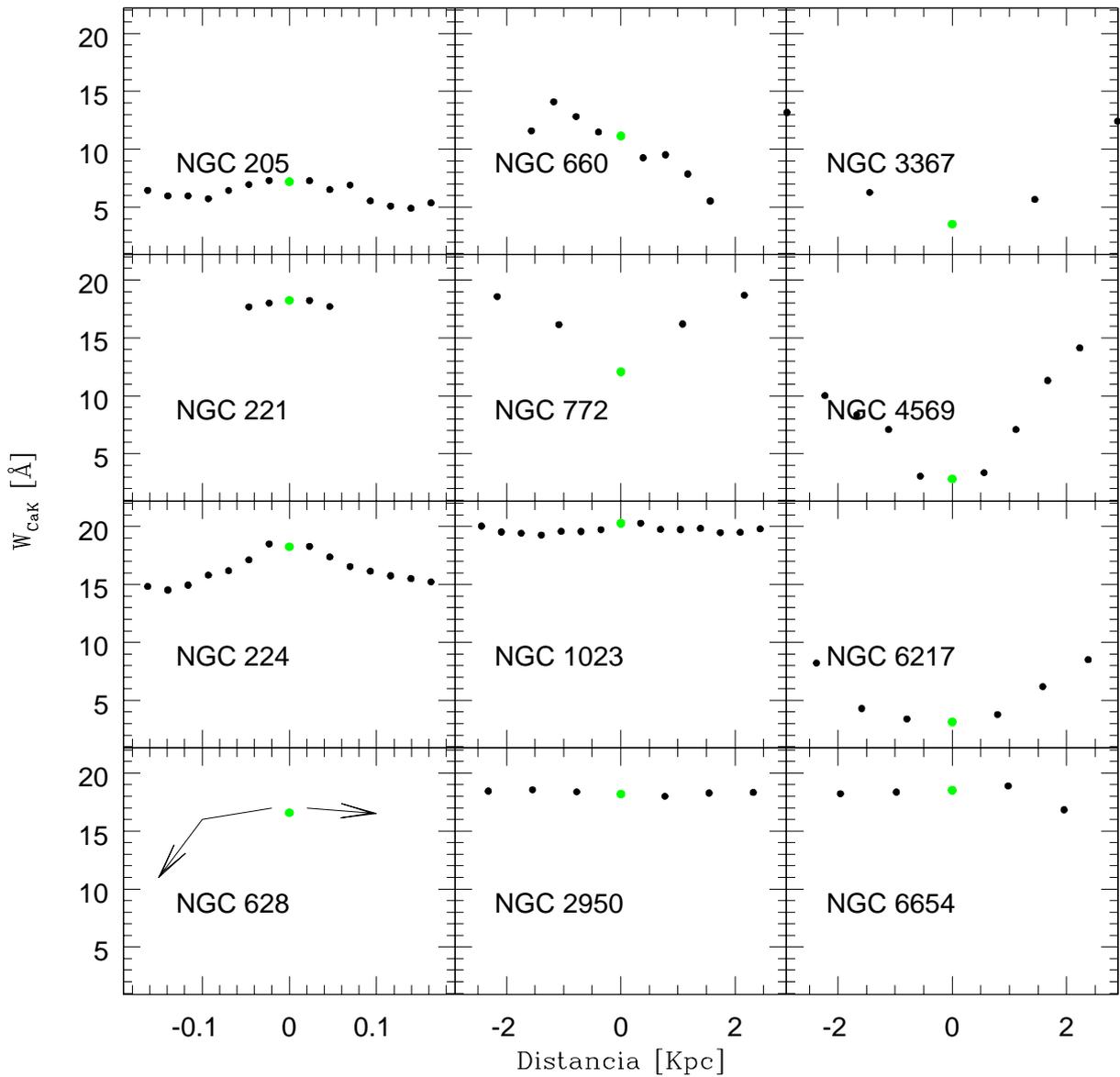


Fig. 10.23: Perfiles radiales de W_{CaK} para Núcleos HII + Normales.

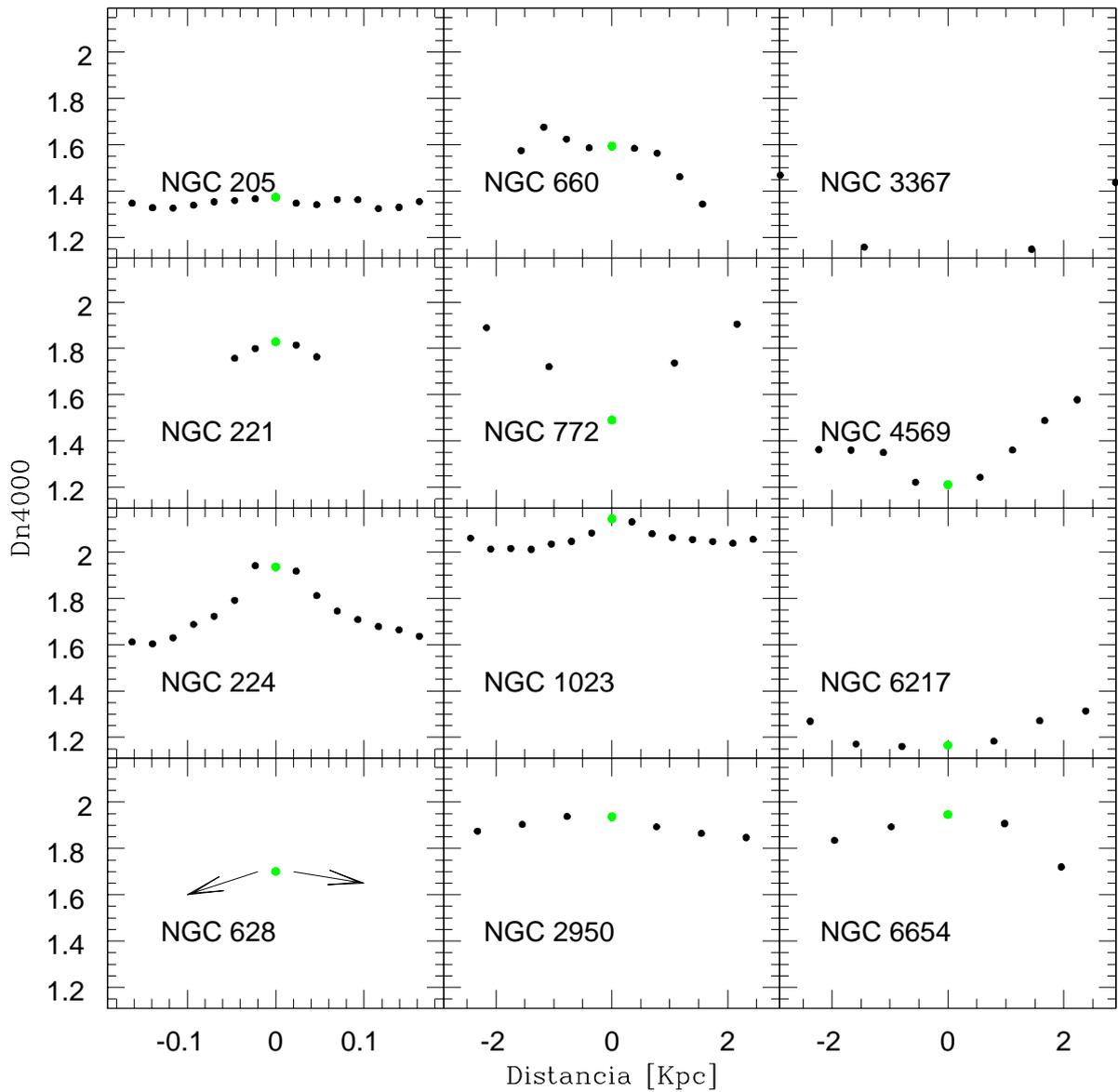


Fig. 10.24: Perfiles radiales de Dn_{4000} para Núcleos HII + Normales.

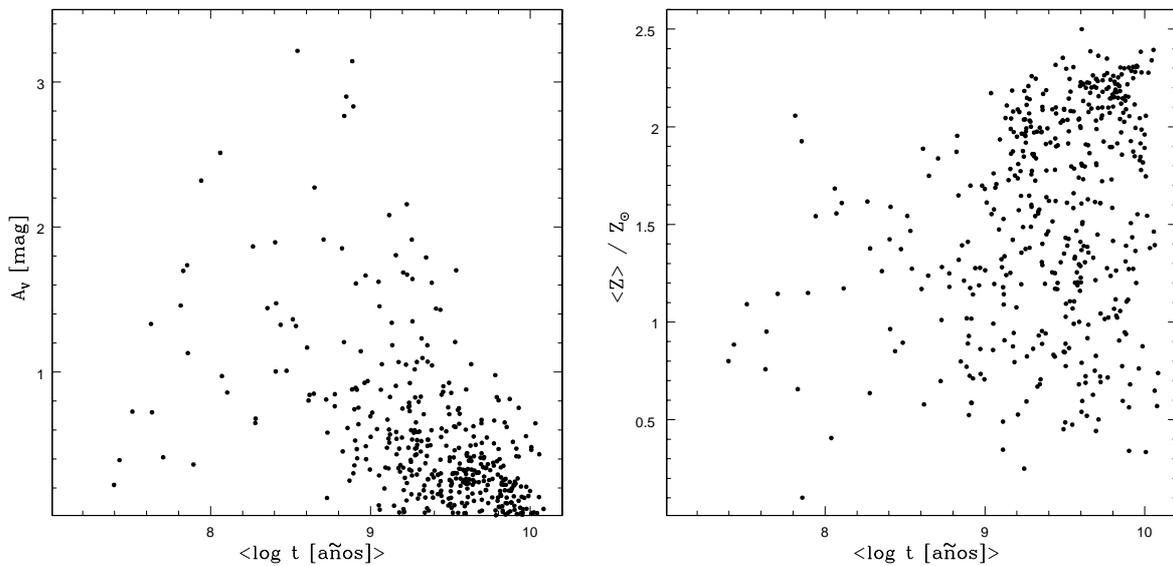


Fig. 10.25: Comportamiento de la extinción (izquierda) y la metalicidad (derecha) en función de la edad media para las extracciones nucleares y 4 extracciones extra-nucleares a cada lado del núcleo.

Podemos investigar esa relación viendo cada uno de los paneles de A_V y $\langle \log t \rangle$. Aunque la relación no es directa, se ve que los perfiles de extinción son más complejos en los casos de poblaciones estelares jóvenes, mientras que en objetos más viejos los perfiles de extinción son más “planos” y de valores altos. La relación entre extinción y edad se puede apreciar en la Figura 10.25, donde graficamos la extinción y la metalicidad en términos de la edad media para las zonas nucleares. Se cumple que cuando la extinción es menor que ~ 1 mag los valores posibles de edades van de menos de 10^8 años hasta más de 10^{10} años, mientras que una extinción es mayor es más compatible con poblaciones estelares intermedias. También se muestra la dependencia de la metalicidad media con la edad media: para metalicidades subsolares las edades medias ocupan un rango bastante amplio, mientras que los núcleos con poblaciones estelares de mayor contenido metálico son generalmente edades mayores que $\sim 10^9$ años.

Por otro lado, los perfiles no son simétricos y a veces no presentan un claro máximo central, indicando altas concentraciones de polvo fuera del núcleo. Ejemplo de ello es NGC 6951, cuyo perfil radial de extinción revela en realidad un *mínimo* central (aún con alto valor, $A_V \sim 1.5$ mag) debido en realidad a que el anillo circumnuclear presenta una mayor extinción debida a su naturaleza de región de formación estelar. Otros son altamente asimétricos por razones similares.

Finalmente, en las Figuras 10.32 a 10.34 presentamos los perfiles radiales de M_{Tot} , en unidades solares. Esta cantidad representa la masa que ha sido convertida en estrellas a lo largo de toda la vida de la galaxia. Computamos M_{Tot} en cada región directamente de las salidas de los ajustes espectrales, teniendo en cuenta las masas estelares de cada SSP que contribuye al espectro observado. Los perfiles son en general simétricos con un máximo central, y levemente mayores en los núcleos LINERs que en los Objetos de Transición.

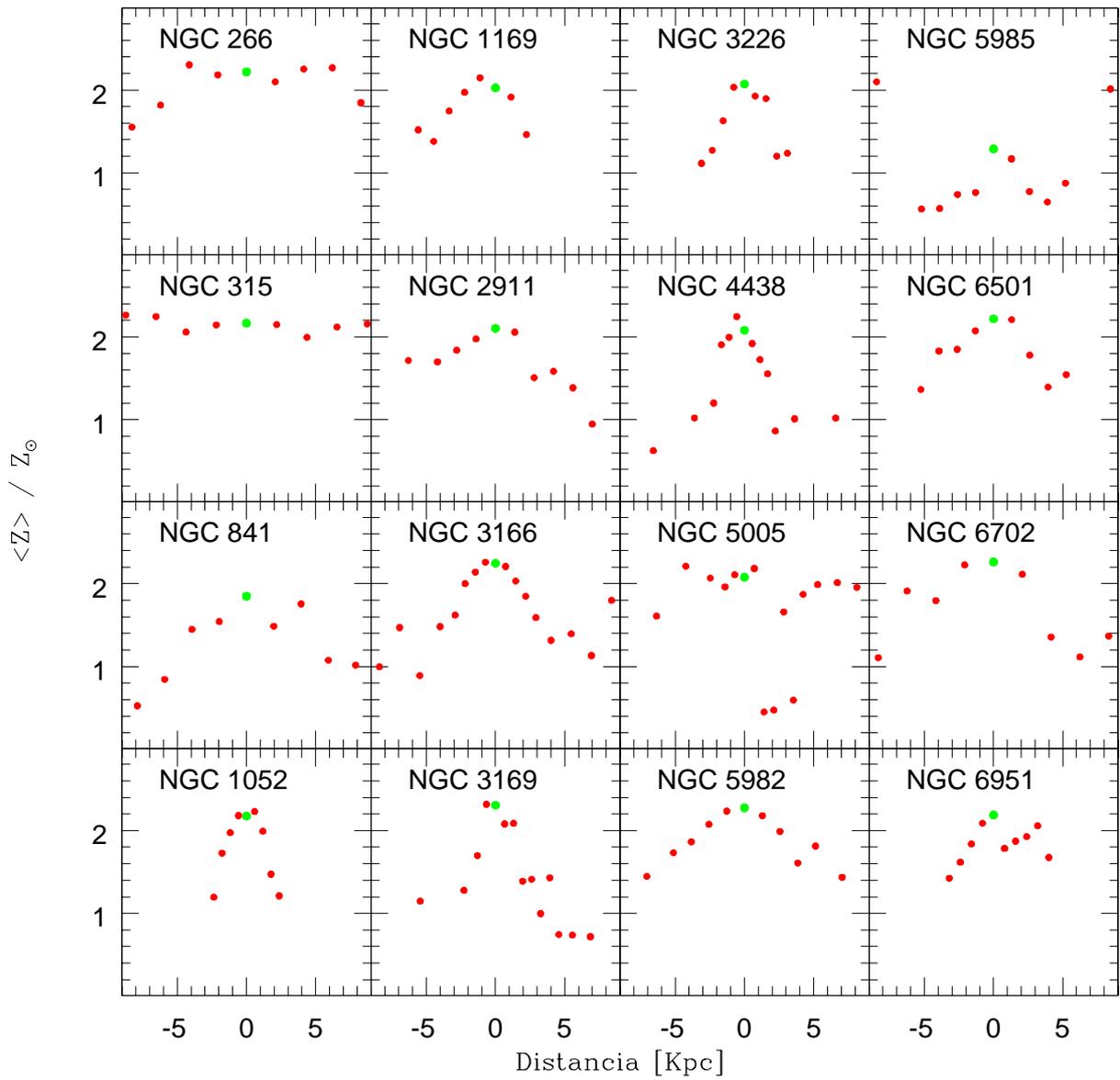


Fig. 10.26: Perfiles radiales de metalicidad media para LINERs.

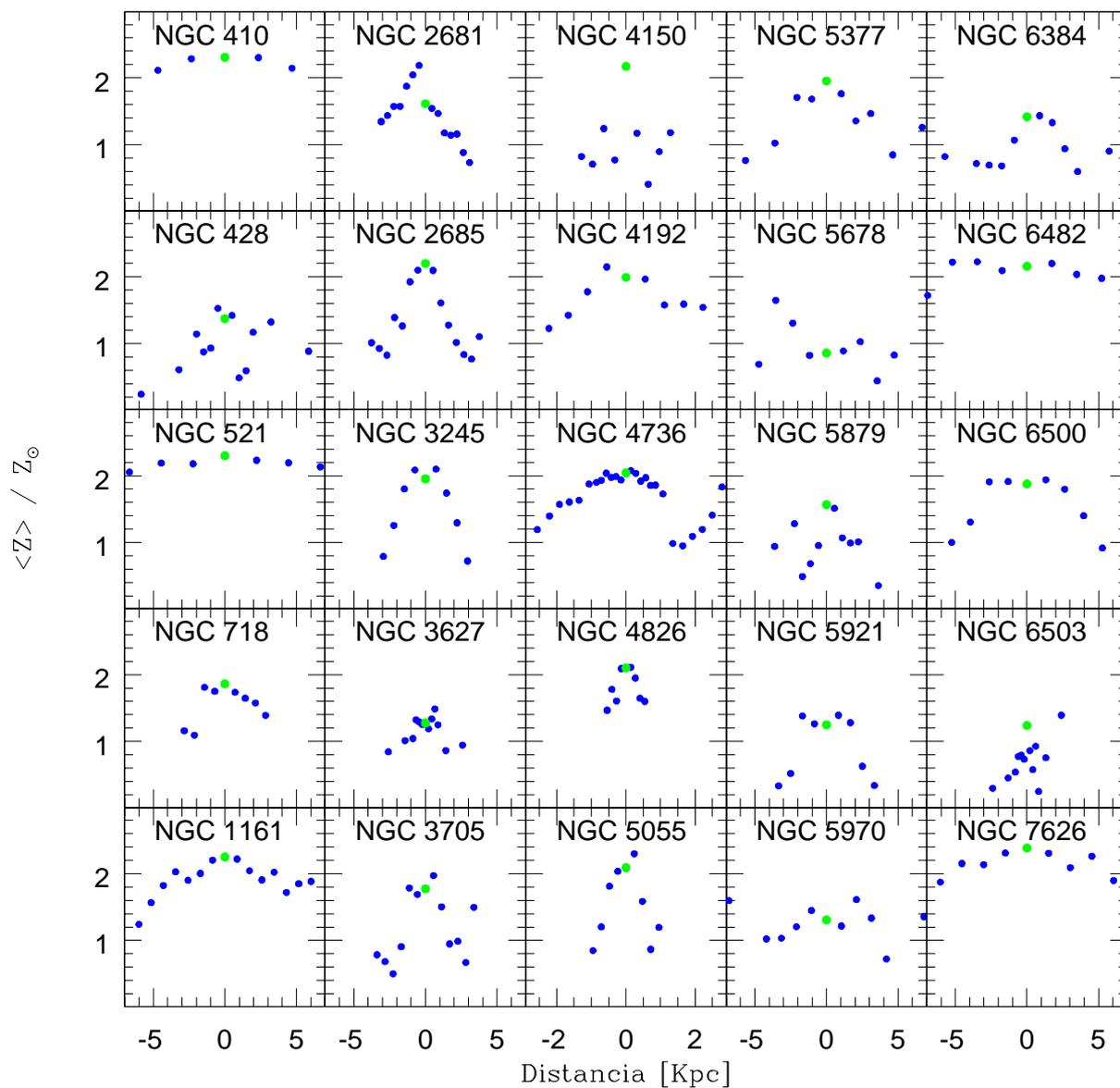


Fig. 10.27: Perfiles radiales de metalicidad media para Objetos de Transición.

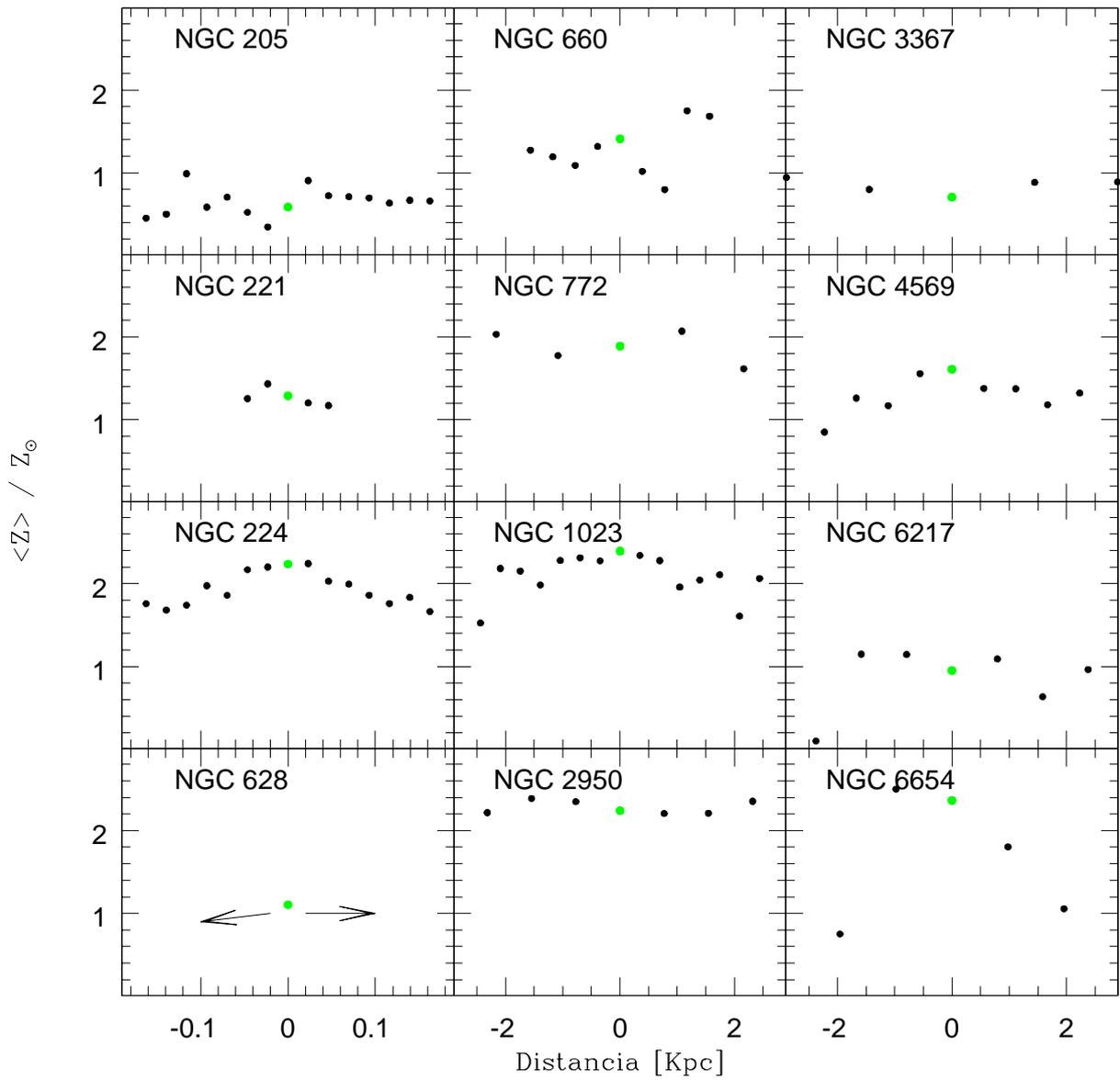


Fig. 10.28: Perfiles radiales de metalicidad media para Núcleos HII + Normales.

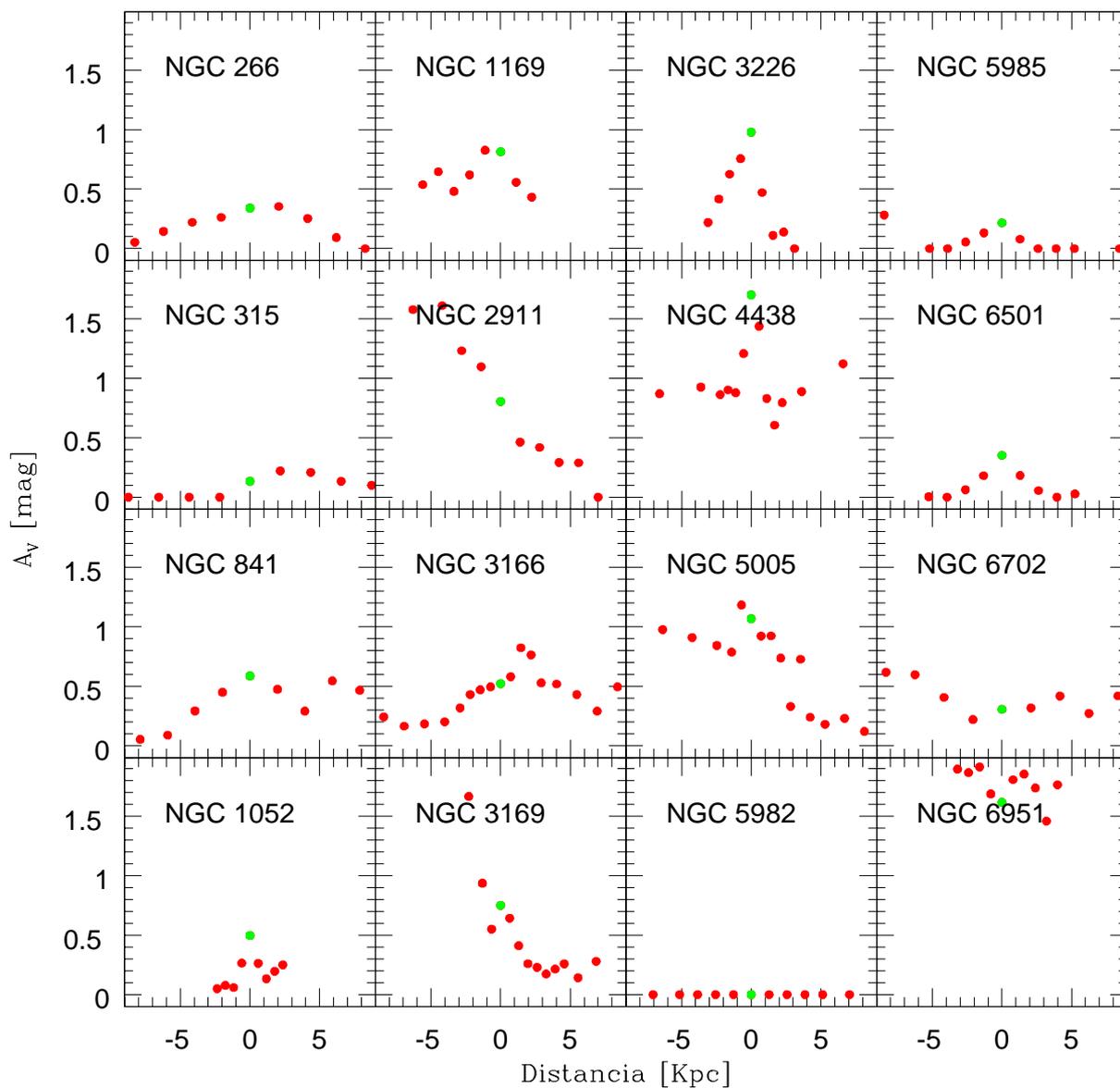


Fig. 10.29: Perfiles radiales de extinción para LINERs.

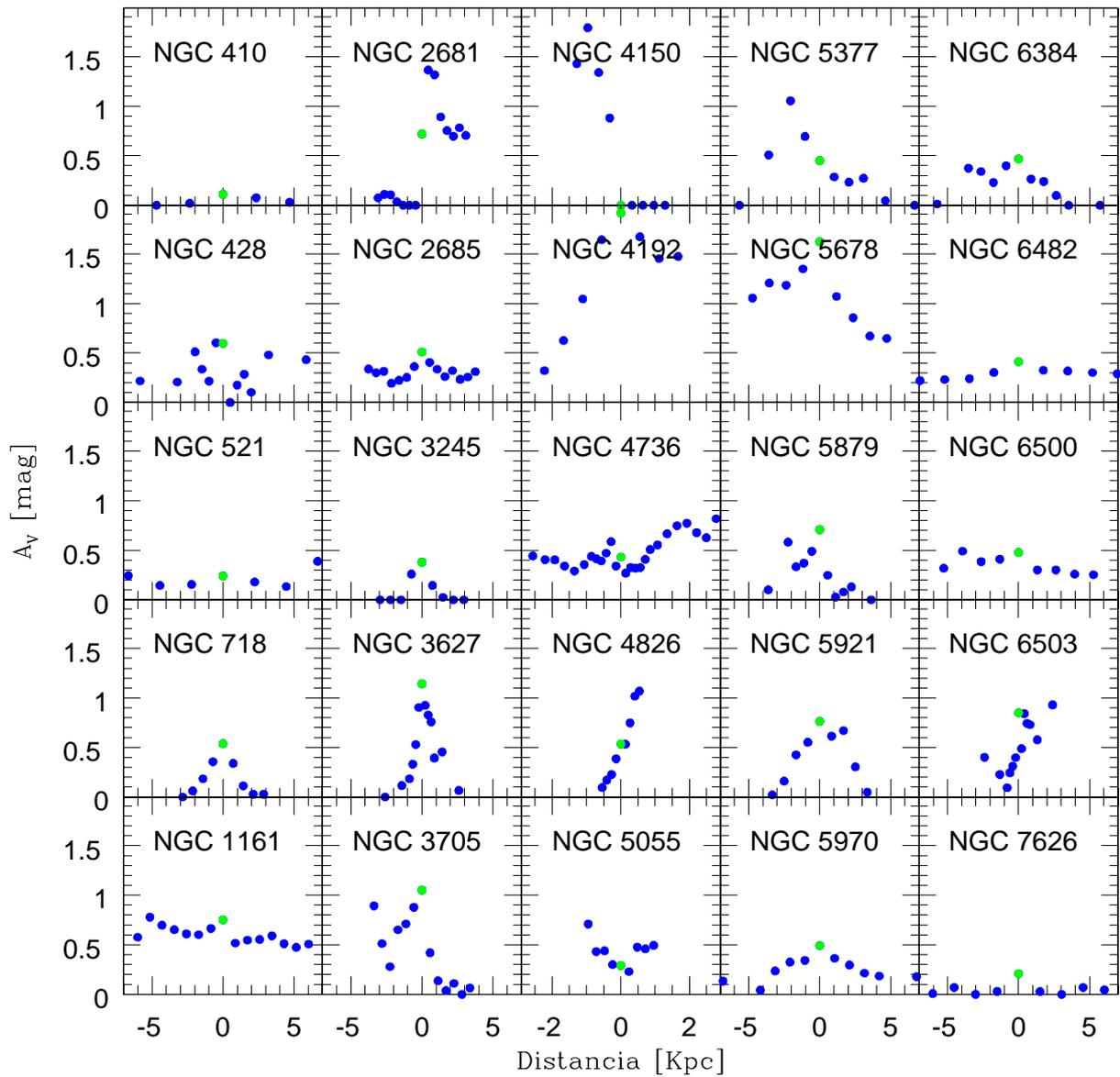


Fig. 10.30: Perfiles radiales de extinción para Objetos de Transición.

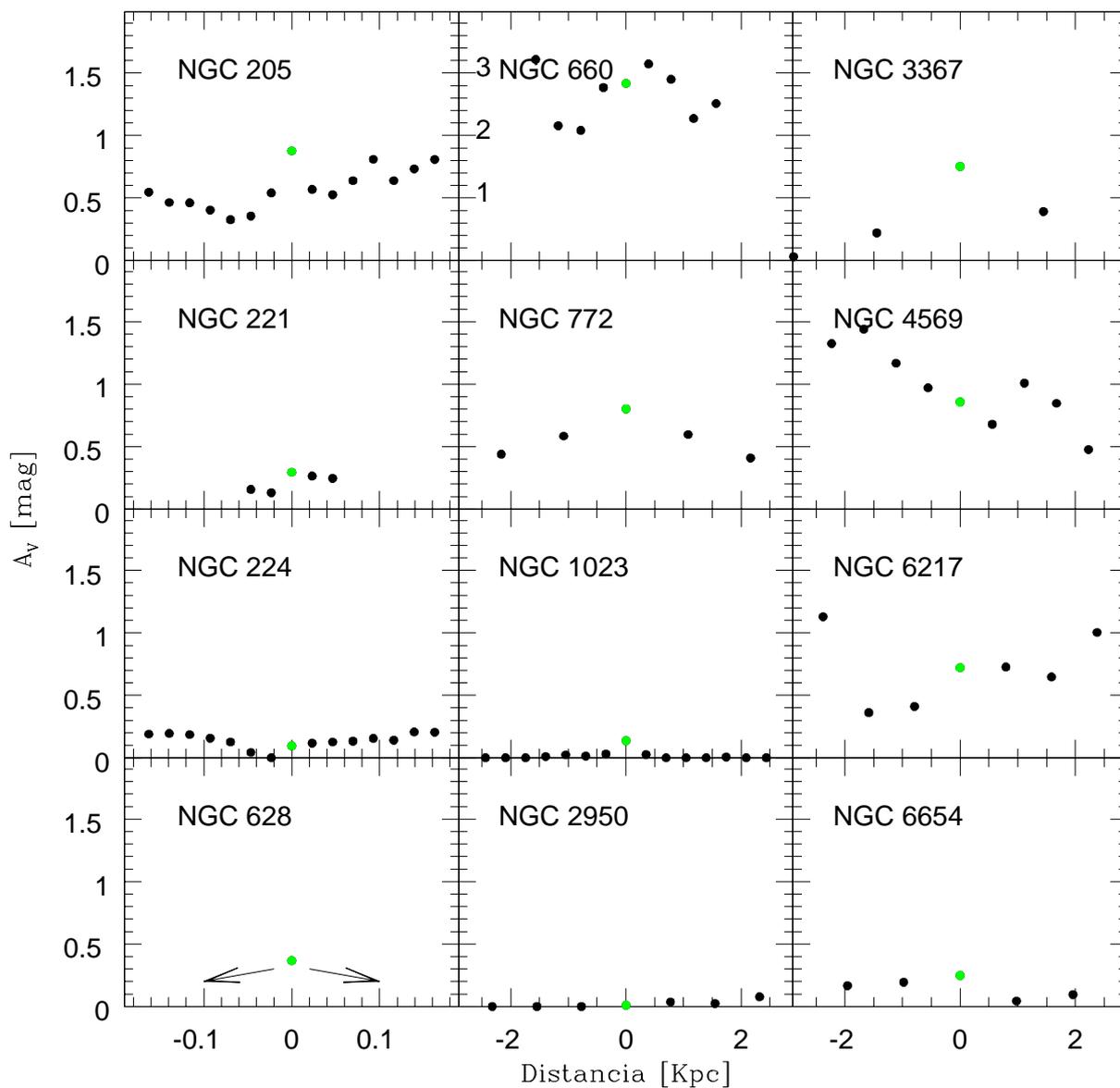


Fig. 10.31: Perfiles radiales de extinción para Núcleos HII + Normales.

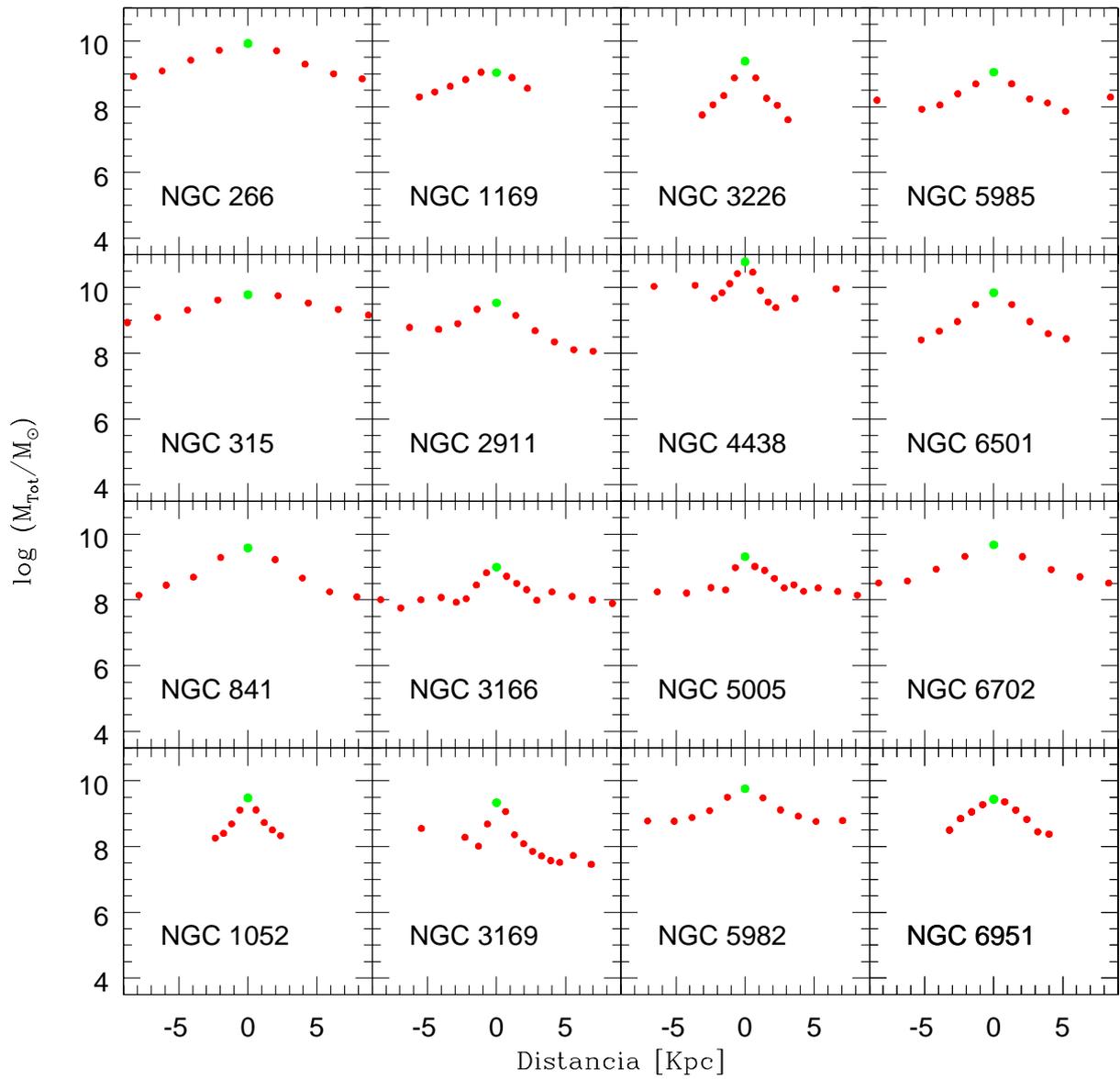


Fig. 10.32: Perfiles radiales de M_{Tot} para LINERs.

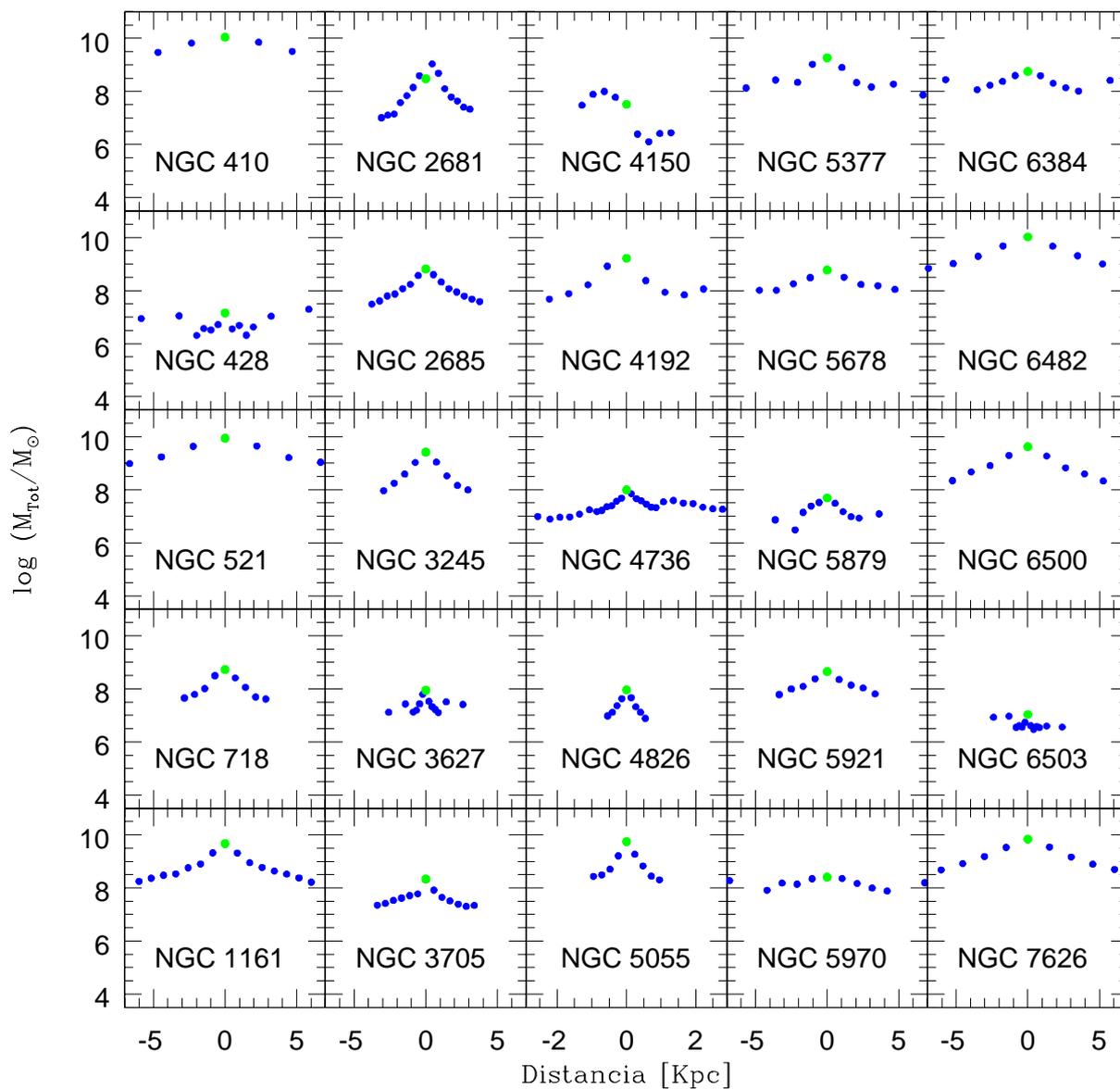


Fig. 10.33: Perfiles radiales de M_{Tot} para Objetos de Transición.

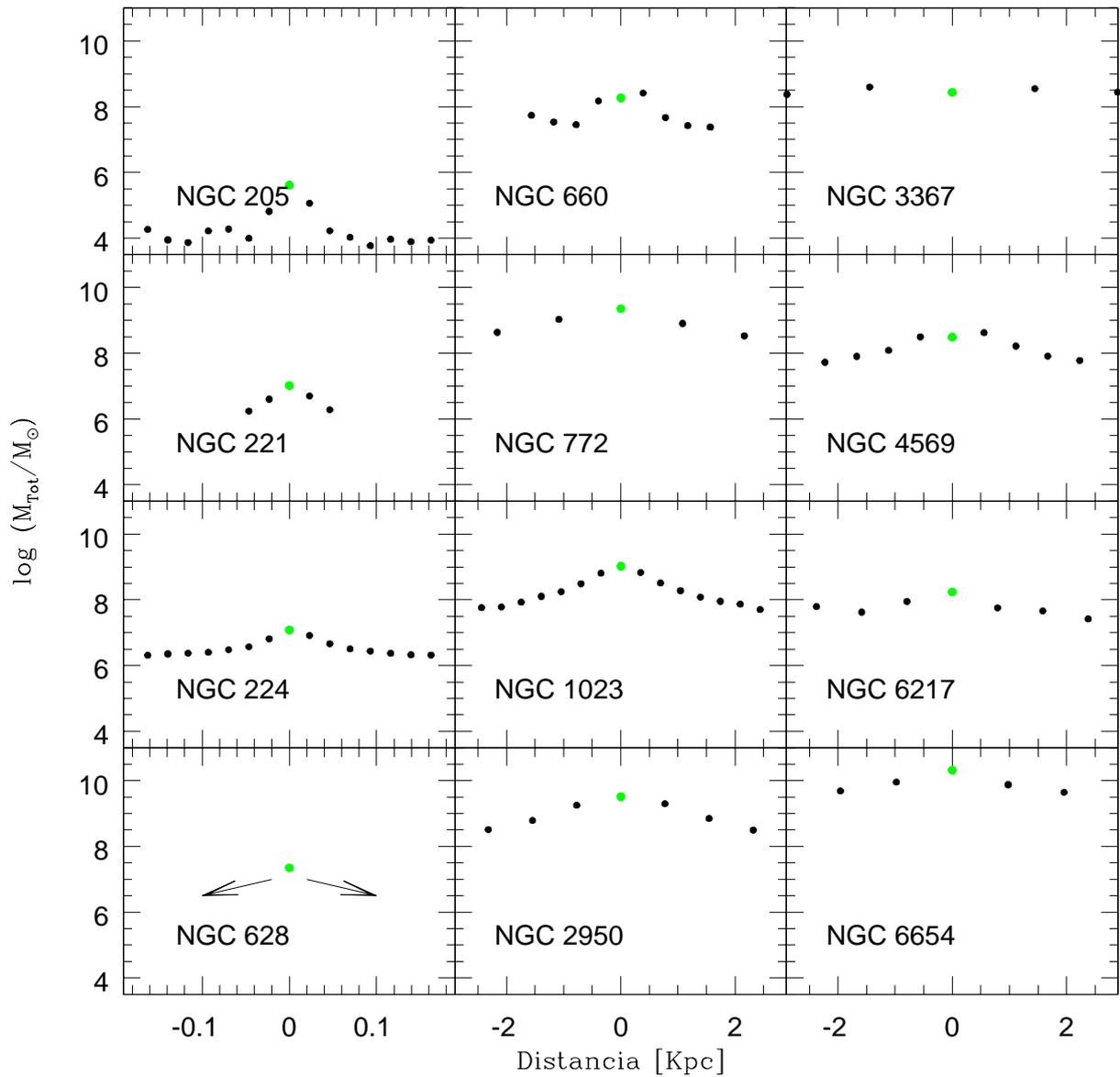


Fig. 10.34: Perfiles radiales de M_{Tot} para Núcleos HII + Normales.

Capítulo 11

Espectro de Líneas de Emisión

Se describe a continuación la obtención de los parámetros de las líneas emitidas por el gas ionizado, y su posterior análisis.

11.1. Obtención de los parámetros del espectro de líneas de emisión

Además de los $N_{\star} + 4$ parámetros que resultan directamente del ajuste, existe mucha información contenida en los espectros residuales R_{λ} (ver 8.6.1). Ésta está relacionada tanto con la cinemática de las regiones donde se producen las emisiones correspondientes a los distintos elementos como con el estado del gas, inferido a través de los flujos relativos de las diversas especies. Para extraer dicha información, es necesario analizar las líneas de emisión presentes en cada R_{λ} . En la mayoría de los casos, el conjunto de líneas que se evidencia en R_{λ} coincide aproximadamente con el conjunto de líneas listado en la máscara individual. En algunos otros casos, algunas líneas se evidencian luego de que el ajuste no considera como parte del mismo a los puntos que se encuentran a más de 3σ de diferencia. Ejemplos de espectros residuales se muestran en la Figura 11.1 para las extracciones nucleares de algunas galaxias y para varias extracciones de NGC 1052. En este último caso, la notación p12, p06, nuc, m06 y m12 corresponden a 12 y 6 pixeles (6 pixeles $\equiv 1.14''$; ver sección 7.3.2) a diferentes lados del núcleo (p: “plus” y m: “minus”).

Hacemos uso de tareas de visualización y análisis de espectros unidimensionales de IRAF para estudiar las líneas de emisión. Primeramente, dado que todos los espectros residuales estaban originalmente en formato de texto, los convertimos a espectros en formato imagen. Esto se hizo con *rspectext*, dentro de *noao.onedspec*. Luego, con *splot* (también en *noao.oned*) medimos la principales líneas de emisión. Un ejemplo de espectro residual en el que se midieron las líneas de emisión se muestra en la Figura 11.2, para la extracción nuclear de la galaxia NGC 6951.

La medición de las líneas de emisión en los espectros residuales se realizó a través del ajuste de gaussianas, tomando como referencia al continuo *local*. Dado que los espectros son residuales, lo que tenemos es un gráfico de $R(\lambda) \equiv O(\lambda) - M(\lambda)$, según explicado en la subsección 8.6.1. Debido a que los espectros observado $O(\lambda)$ y sintético $M(\lambda)$ se encuentran normalizados, lo que tenemos es un espectro residual como diferencias relativas (o *porcentajes*) vs λ , siendo éstas del orden de no más de 0.05 (o 5%; ver figura 11.1), por lo que en general el espectro residual se encuentra “bien comportado”. Aún así, el espectro residual puede presentar alguna ligera variación o “dependencia con λ ”, la cual se origina por 2 posibles causas principales:

(a) La extinción usada es la ley de Cardelli, Clayton y Mathis (1989), que presenta una fuerte variación polinomial con λ . Esto se traduce en que para extinciones altas A_{λ}/A_V se amplifica mucho influyendo por tanto en la cantidad $10^{0.4 \times [A_V \times (A_{\lambda}/A_V)]}$, efecto que no se nota tanto cuando

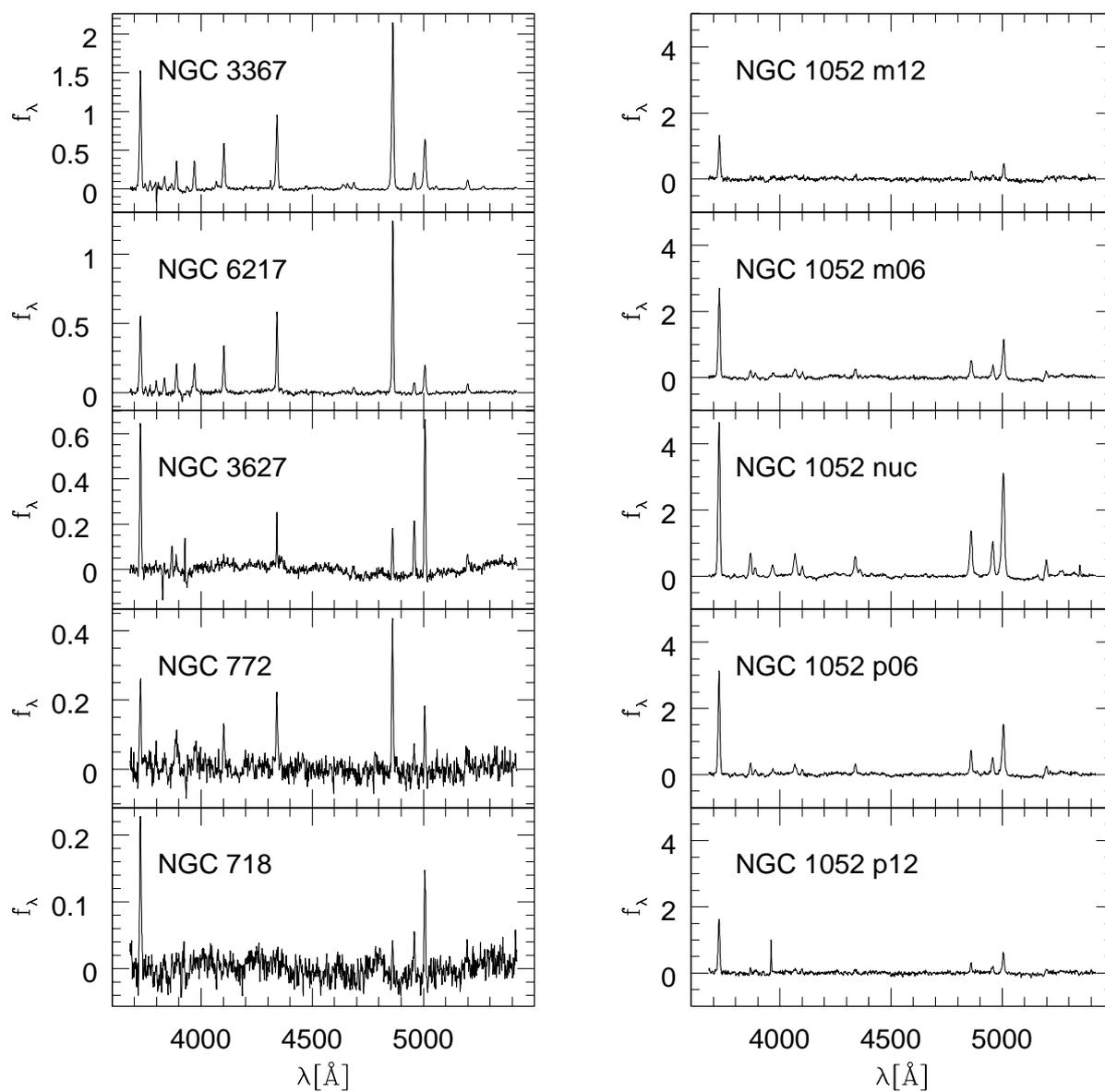


Fig. 11.1: Ejemplos de espectros residuales nucleares (izquierda) y de diferentes extracciones (ver texto) para NGC 1052 (derecha). Se aprecian varias líneas de emisión sobre un “continuo” alrededor de ~ 0 .

A_V es pequeña. La consecuencia directa de esto es una especie de onda que se manifiesta en el espectro residual, y

(b) Históricamente se obtuvo que algunos índices de Lick, como Mg y Fe, no eran recuperados por modelos standard en comparación con los índices medidos. La interpretación fue que los elementos α ¹ eran sobreabundantes con respecto al Fe (Worthey *et al.* 1992). Este enriquecimiento α/Fe (llamado “ α -enhancement”) puede manifestarse alrededor de [OIII] como una depresión en los espectros residuales. Es de notar que las galaxias con alta dispersiones de velocidades estelares, y por tanto altas masas, son las más afectadas por este efecto, lo cual fue notado por Thomas, Maraston y Bender (2002) (ver también Gomes, 2005). En nuestra muestra tenemos que las galaxias para las cuales esta depresión es más acentuada son las de tipo más temprano y también las de más alta σ_* .

Un tercer potencial problema puede aparecer si se utilizan ajustes que involucran la base estelar STELIB, en la región de $H\beta$. En estos casos, debido a que la baja confiabilidad de la calibración de STELIB, los espectros residuales presentarían un “valle” de $\sim 200 \text{ \AA}$ alrededor de $H\beta$. Dado que estamos usando la base espectral MILES, no tendremos ese problema en nuestros ajustes.

Luego de tener en cuenta un continuo local para cada línea de emisión, ajustamos gaussianas para obtener (a) longitud de onda del baricentro, lo que nos da la velocidad de alejamiento o acercamiento de la región donde se origina la línea, (b) intensidad del máximo de emisión, (c) flujo integrado, y (d) FWHM de cada línea, equivalente a la dispersión de velocidades del gas en la región donde se origina la línea, a través de la relación $\text{FWHM} = 2.35482 \sigma_*$.

Puesto que el proceso de medición es manual, debimos tener en cuenta algunas relaciones entre las líneas a fin de confirmar su existencia. Por ejemplo, las intensidades relativas de las líneas de Balmer se encuentran bien tabuladas y son decrecientes hacia órdenes mayores. Estas relaciones nos permiten reconocer líneas de alto orden como tales sólo si se han detectado previamente las de menor orden. Por consideraciones similares, para el caso de las líneas del [OIII], veo que $\lambda 4363$ y $\lambda 4959$ no deberían aparecer si no se detecta $\lambda 5007$ en los espectros residuales. También tuvimos en cuenta la posibilidad de no haber ajustado alguna línea en algún espectro, dada su detección en las extracciones anterior y posterior a dicho espectro. En ese caso, revisamos las 3 extracciones en busca de esa línea alrededor de la longitud de onda correspondiente a la misma. Un ejemplo de ajuste de gaussianas se muestra en la Figura 11.2. Se obtienen los parámetros más importantes relacionados con cada línea: Flujo, Ancho a mitad de intensidad central (“Full Width at Halfa Maximun”, FWHM por sus siglas en inglés) y longitud de onda central.

Además de estas medidas directas, realizamos el cálculo de los anchos equivalentes de las líneas de emisión. Dado que estamos midiendo en los espectros residuales, debemos establecer un continuo de referencia a partir del cual medir el ancho equivalente. Esta referencia resultó de tomar el valor medio del continuo dentro de sendos rangos de longitudes de onda (“ventanas”) sobre los espectros *sintéticos* a cada lado de cada línea de emisión. Para cada línea, elegimos cuidadosamente las ventanas sobre las cuales trazar el continuo de referencia. Así, el ancho equivalente de cada línea se computó de acuerdo a la relación $F_\lambda / \bar{F}_{sint}$, donde F_λ es el flujo integrado de la línea, y \bar{F}_{sint} denota el continuo de referencia resultante de computar el valor medio del flujo en cada ventana de longitudes de onda del espectro sintético.

Elaboramos Tablas con las mediciones de cada una de las siguientes líneas de emisión: [OII] λ 3727; [OIII] $\lambda\lambda$ 4363,4959,5007; [NI] $\lambda\lambda$ 5197.9,5200.26; [NeIII] λ 3869; $H\beta$ λ 4861; $H\gamma$ λ 4340.46. El cúmulo de datos obtenidos comprende así los $N_* + 4$ parámetros directamente

¹ Los elementos α surgen de procesos que involucran las partículas de He: O, Ne, Mg, S, Si, Ar y Ca.

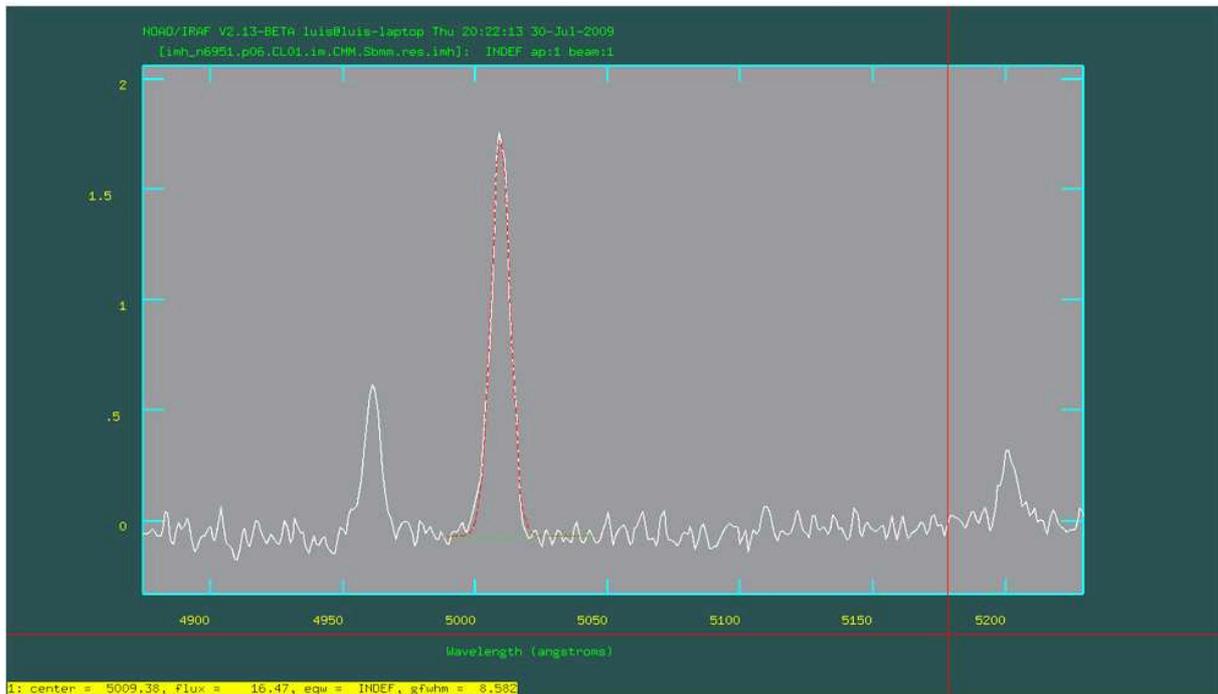


Fig. 11.2: Ejemplo de ajustes de gaussianas, con la tarea `splot` del paquete IRAF. En este caso, la línea ajustada es $[\text{OIII}]\lambda 5007$, correspondiente a $1.14''$ del núcleo de la galaxia NGC 6951.

provistos por la síntesis y las medidas para las líneas de emisión de cada espectro residual, para cada una de las 609 extracciones espectrales.

11.2. Líneas de Emisión: Resultados Nucleares

Según vimos en la Figura 11.1, los espectros residuales muestran líneas de emisión características de galaxias activas; aunque algunas son débiles, son de intensidades típicas de los núcleos del tipo LLAGN.

En la Figura 11.3 se muestran las distribuciones de anchos equivalentes de las principales líneas de emisión que detectamos en los espectros residuales. Otras líneas detectadas no contribuyen a nuestro análisis y por lo tanto no son mostradas en la figura. En los paneles superiores se muestran las distribuciones para los anchos equivalentes de $\text{H}\beta$, $[\text{OIII}]\lambda 5007$, $[\text{OII}]\lambda 3727$ y $[\text{NI}]\lambda 5200$. Estas líneas serán necesarias en los diagramas de diagnóstico.

Notamos en esta figura es que todos los anchos equivalentes son mayores en los LINERs “puros” que en los objetos de transición. Existen varios objetos con $\text{EW}[\text{OIII}]$ y (especialmente) $\text{EW}[\text{OII}]$ altos mientras que $\text{EW}\text{H}\beta$ en general es menor que ~ 10 , de tal manera que el cociente $\text{EW}[\text{OII}]/\text{EW}[\text{H}\beta]$ es mayor que ~ 5 para casi la totalidad de los objetos. La línea $[\text{NI}]\lambda 5200$ se comporta de manera similar a $[\text{OI}]\lambda 6300$ (ver más adelante), por lo que se esperaría para $[\text{OI}]$ una distribución similar a la mostrada para $[\text{NI}]$. En los paneles de abajo se tienen otras líneas de menor importancia para nuestro estudio. La distribución de $\text{H}\gamma$ es similar a la de $\text{H}\beta$ y lo mismo puede decirse de $[\text{OIII}]\lambda 4959$ con respecto a $[\text{OIII}]\lambda 5007$, indicando que no existe una significativa extinción interna. De hecho, ambos pares de líneas (para el H y para el O) presentan cocientes de flujos muy aproximados a los valores teóricos dados por la fotoionización estelar. Se muestra también la distribución del ancho equivalente de $[\text{NeIII}]\lambda 3869$. El cociente $[\text{NeIII}]\lambda 3869/\text{H}\beta$ fue usado en vez de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ para discriminar entre AGN y regio-

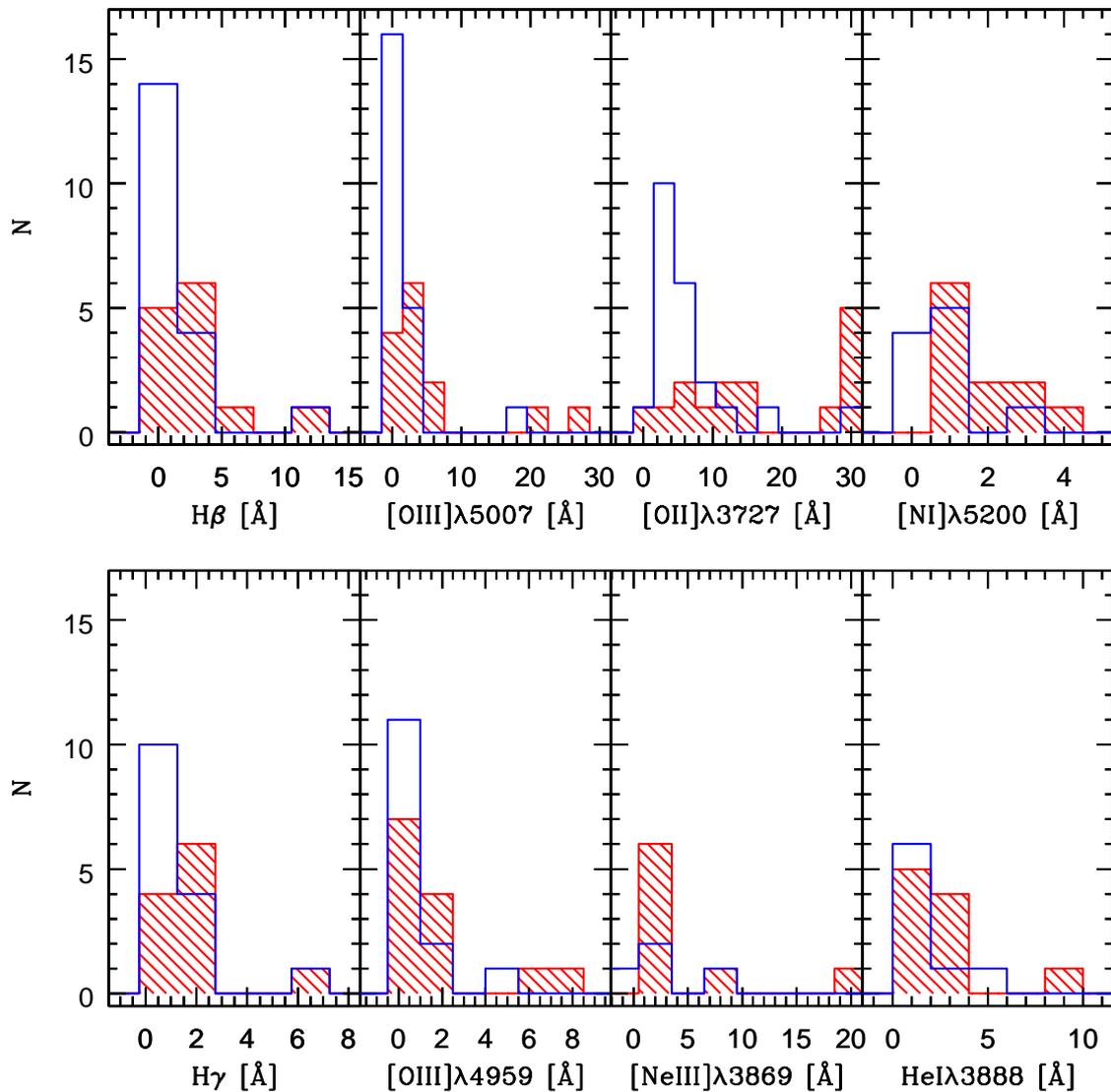


Fig. 11.3: Histogramas de los anchos equivalentes de las líneas de emisión más intensas. Colores como en la Fig 10.12.

nes HII; sin embargo, no tenemos suficientes medidas de [NeIII] para intentar usarla, por lo que no utilizaremos este cociente. Se muestra también la distribución del ancho equivalente de HeI λ 3888, presente en algunos núcleos.

Una vez que hemos definido el continuo local y realizado las mediciones de las líneas de emisión, contamos con suficiente información como para analizar la ubicación de los objetos en los Diagramas de Diagnóstico (Ver sección 6.3). No contamos con todas las líneas necesarias en los diagramas que involucran, por ejemplo, el cociente [NII]/ $H\alpha$, o en general las líneas en la parte roja del espectro. No obstante, para una gran parte de la muestra tenemos otras líneas de suficiente relación SN como para hacer cocientes de flujos necesarios para la construcción de diagramas de diagnósticos para las regiones nucleares de las galaxias de nuestra muestra. Recordemos que, de la definición de LINER (ecuación 6.1) se desprende que en un diagrama involucrando estas líneas estos núcleos ocuparían la región superior derecha del diagrama, mientras que los núcleos Seyfert se ubicarían abajo a la izquierda (Heckman, 1981). En nuestros

espectros no contamos con la línea $[\text{OI}]\lambda 6300$; sin embargo, notemos que los potenciales de ionización del $[\text{OI}]$ (13.6 eV) y del $[\text{NI}]$ (14.53 eV) no son muy diferentes, por lo que podemos intentar ver si el comportamiento de las líneas $[\text{OI}]\lambda 6300$ y $[\text{NI}]\lambda 5200$ son similares, puesto que esta última sí fue medida en aproximadamente la mitad de nuestros espectros nucleares. Para eso usamos las medidas de $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ del trabajo de HFS y las comparamos con el cociente $[\text{NI}]\lambda 5200/\text{H}\beta$ a través de la relación $\text{H}\alpha/\text{H}\beta = 3.08$.

Esta comparación se muestra en la Figura 11.4 (izquierda). Vemos que a pesar de la dispersión en los datos (pendiente ~ 0.9 y $r \sim 0.8$), debido en parte a que las aperturas correspondientes a cada cociente no es la misma, estadísticamente ambos cocientes son comparables, como así también las intensidades de $[\text{OI}]\lambda 6300$ y $[\text{NI}]\lambda 5200$. Teniendo esto en cuenta, graficamos $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ vs $[\text{NI}]\lambda 5200/[\text{OIII}]\lambda 5007$ (donde $[\text{NI}]\lambda 5200$ denota la suma $[\text{NI}]\lambda\lambda 5197.90+5200.26$) en la Figura 11.4 (derecha). En general los LINERs presentan valores de $\log([\text{OII}]/[\text{OIII}])$ mayores que ~ 0.2 y $\log([\text{NI}]/[\text{OIII}])$ mayores que ~ -0.8 excepto para un objeto de transición, con líneas de baja ionización muy débiles, y para NGC 6951 (“Sy2/LINER”; ver sección 7.1) en la que la emisión en $[\text{OIII}]\lambda 5007$ es particularmente alta. Una manera de ver las intensidades de $[\text{OII}]$ y de $[\text{OIII}]$ es hacer histogramas de $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ y de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, los cuales se muestran en la Figura 11.5. Aunque existe sobreposición, queda claro que los LINERs “puros” presentan (como un todo) cocientes mayores (en media) que en los Objetos de Transición, siendo que para $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ la diferencia entre ambos es más notable.

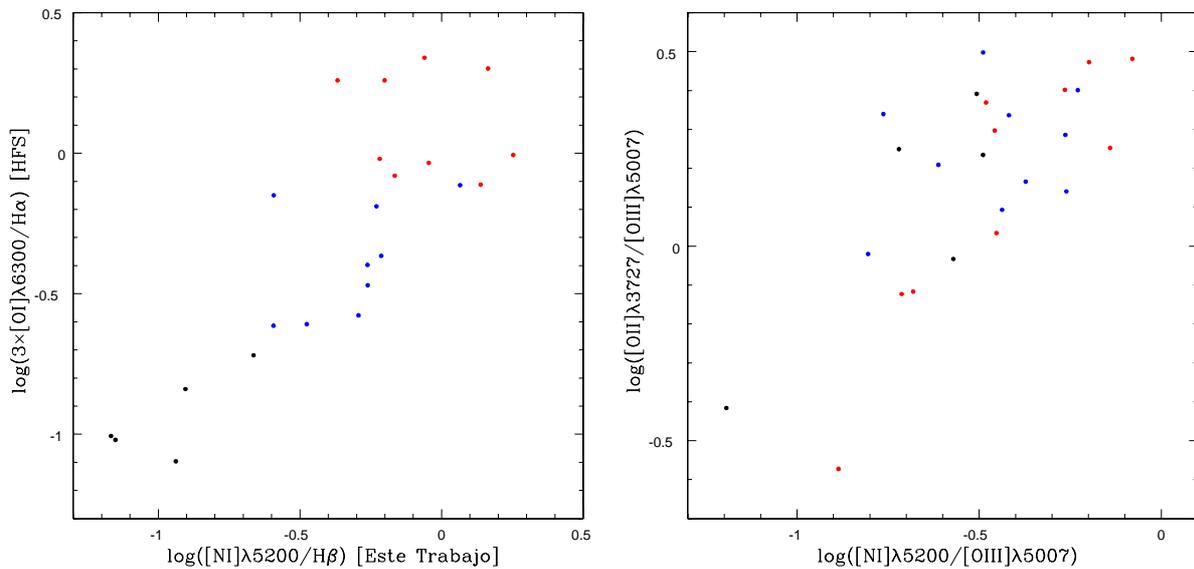


Fig. 11.4: Izquierda: Comparación del cociente $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ del trabajo de HFS y nuestras medidas de $[\text{NI}]\lambda 5200/\text{H}\beta$. Derecha: $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ vs. $[\text{NI}]\lambda 5200/[\text{OIII}]\lambda 5007$. Colores como en la Figura 10.6.

Precisamente el cociente $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ es usado en los diagramas de diagnóstico en el eje vertical por estar relacionado directamente con el nivel de ionización y la temperatura del gas ionizado. La Figura 11.6 muestra 4 diagramas que involucran $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$. Los 3 primeros son los definidos por Veilleux y Osterbrock (1987), que han resultado muy útiles para separar las diferentes clases de AGN (ver sección 6.3). Puesto que nuestros espectros abarcan la región azul del espectro, no contamos con $[\text{OI}]\lambda 6300$, $[\text{NII}]\lambda 6584$, $\text{H}\alpha$ y $[\text{SII}]\lambda\lambda 6716, 6731$. Sin embargo, podemos usar los datos de los cocientes de estas líneas de HFS junto con nuestros datos nucleares de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$. Estos últimos son más representativos del núcleo de cada objeto,

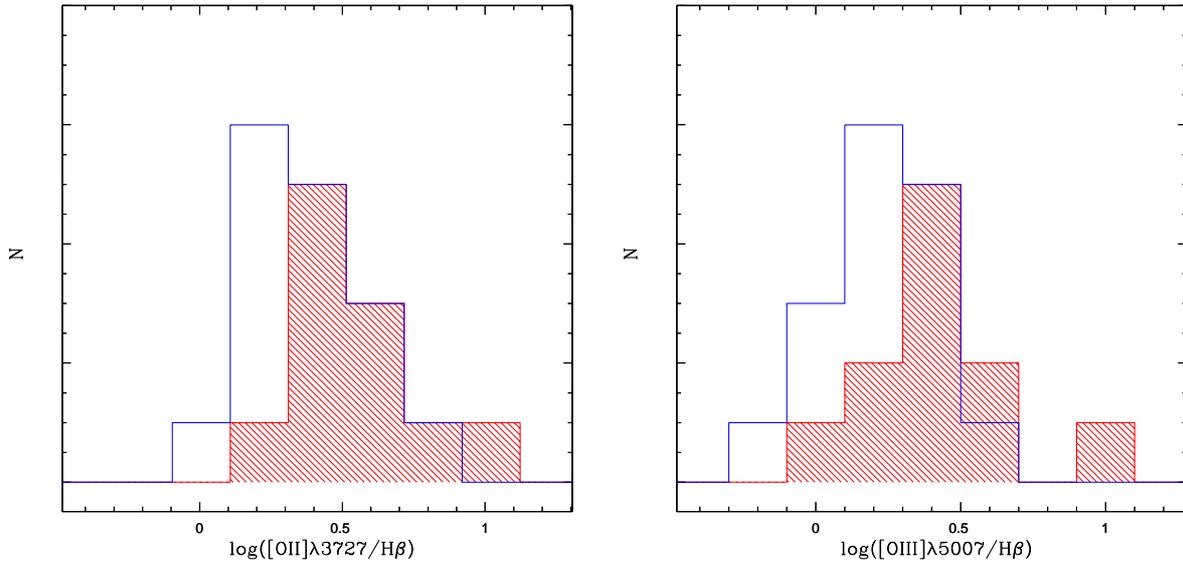


Fig. 11.5: Histogramas de $[\text{OIII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ (izquierda) y de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ (derecha). Colores como en la Fig 10.12.

puesto que, como dijimos, nuestra abertura espectral es ~ 7 veces menor que la empleada por HFS. Como consecuencia, nuestros datos nucleares de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ resultan algo mayores que los de HFS. El cuarto diagrama es esencialmente el mismo que el tercero, usando la semejanza estadística entre $[\text{NI}]/\text{H}\beta$ y $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ (Fig. 11.4). Las líneas a trazos denotan las parametrizaciones encontradas por Kewley *et al.* (2001) a través de modelos de fotoionización, y distinguen entre regiones HII y objetos fotoionizados por una fuente central. Los núcleos que se encuentran por debajo de las curvas definidas por

$$\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) = 1,19 + \frac{0,61}{(\log([\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha) - 0,47)} \quad (11.1)$$

$$\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) = 1,30 + \frac{0,72}{(\log([\text{SII}]\lambda 6725/\text{H}\alpha) - 0,32)} \quad (11.2)$$

$$\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta) = 1,33 + \frac{0,73}{(\log([\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha) + 0,59)} \quad (11.3)$$

se clasifican como regiones HII normales, mientras que los núcleos activos más luminosos (Seyferts) se encontrarían en la región superior derecha de los mismos ($[\text{OIII}]\lambda 5007$ más intensa). La mayoría de los Objetos de Trancisión se encuentran justamente donde uno espera dada su naturaleza de “LINER + HII”. Los LINERs “puros” caen fuera de las curvas y en la región de LLAGN. Sólo NGC 6951 se encuentra en el borde superior derecho, es decir, hacia la zona de Seyferts. Mientras que en los trabajos anteriores sobre LLAGN con esta muestra (Cid Fernandes *et al.* 2004, 2005; González Delgado *et al.* 2004) se mantuvo la clasificación LINER para este objeto, aquí confirmamos su naturaleza Seyfert para la región nuclear. Además, es el único objeto comprendido en las 2 muestras del presente trabajo, y fue tomado como Seyfert 2 en el estudio del CaT (Parte I).

Otros diagramas importantes en la clasificación de núcleos activos involucran, además de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, el cociente $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$. Ambos están presentes en la Figura 11.7. En el primer panel se grafica $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ en función de $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$. Aunque

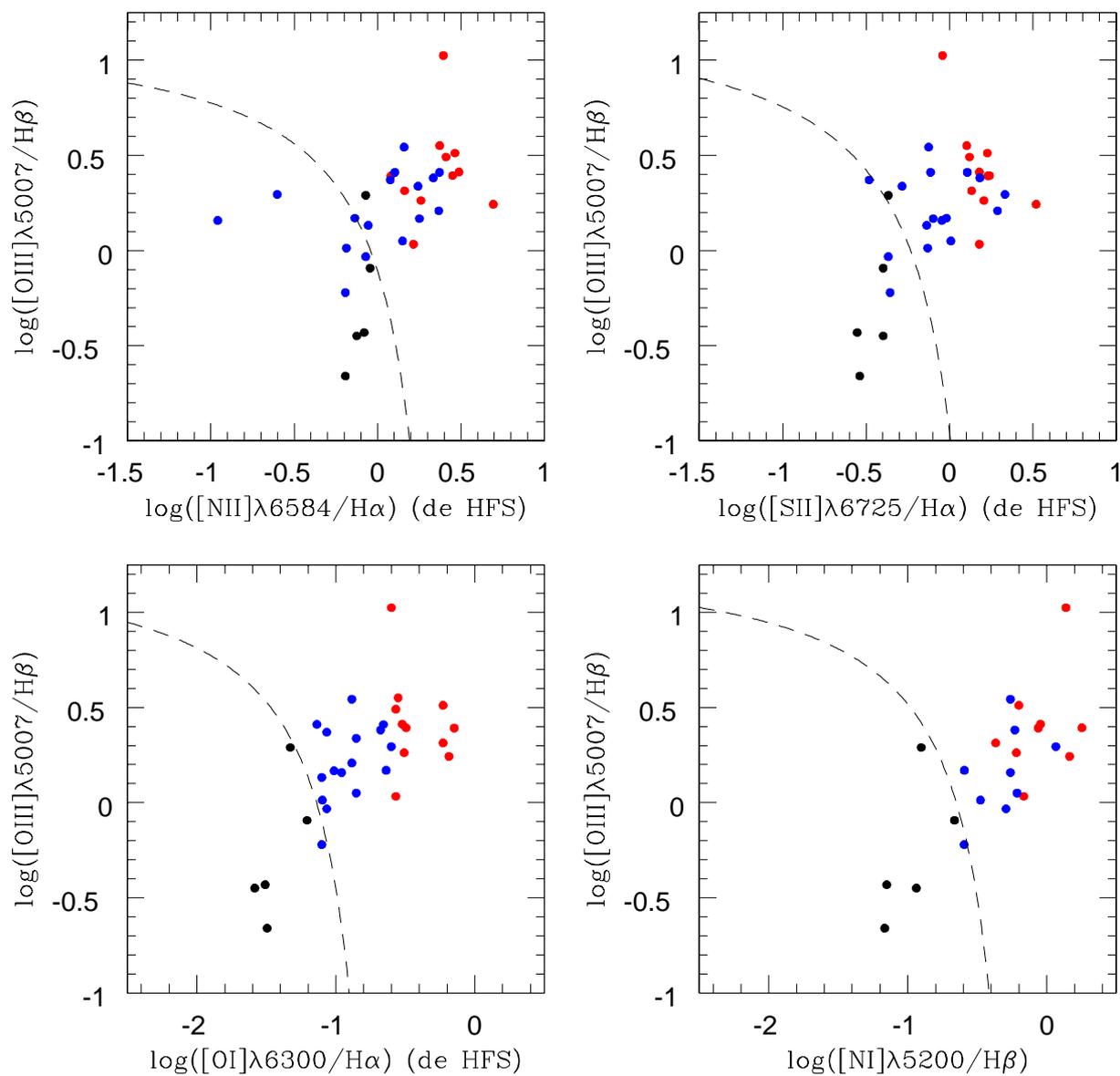


Fig. 11.6: Diagramas de Diagnóstico involucrando el cociente $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ para las regiones nucleares. Colores como en la Figura 10.6.

menos usado que otros diagramas, también es útil para establecer diferentes regiones. La línea $[\text{OII}]\lambda 3727$, al ser originada en regiones extensas parcialmente ionizadas, es particularmente intensa en objetos donde la fotoionización es más intensa. Las regiones HII quedan por debajo de la línea a trazos, dada por

$$\log([\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta) = 1,00 + \frac{0,30}{(\log([\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha) - 0,80)} \quad (11.4)$$

obtenida por Rola *et al.* (1997) como resultado del modelo de fotoionización.

El segundo gráfico es el último que consideraremos involucrando la razón $[\text{OIII}]\lambda 5007/H\beta$, y muestra la dependencia con el cociente $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$. Este diagrama fue el primero de los definidos por BPT. A pesar de la diferencia entre las longitudes de onda de las líneas y su dependencia con el enrojecimiento, BPT propusieron el parámetro $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ como parámetro de excitación. Ambos ejes están relacionados con la excitación del gas, siendo aproximadamente inversamente proporcionales. Esto es lo que muestra la línea a trazos mostrada en el gráfico, a lo largo de la cual se alinean las regiones HII, mientras que en el extremo superior izquierdo del gráfico se sitúan los objetos fotoionizados por continuo no-térmico (Seyferts) y por ondas de choque (LINERs), según el análisis de BPT. En nuestra muestra, casi la totalidad de los núcleos LINER y Objetos de Transición se encuentran arriba de esta línea, evidenciando mayor excitación que en las regiones HII normales. Este diagrama ha sido utilizado también por varios autores para mostrar que podría existir una secuencia “continua” en el parámetro de ionización (decreciente) desde Seyferts hasta LINERs.

El cociente $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ también fue usado por BPT en la construcción de diagramas de diagnóstico en función de las líneas de baja ionización como $[\text{NII}]$, $[\text{SII}]$ y $[\text{OI}]$. Como dijimos, no contamos con estas líneas en nuestros espectros, pero podemos intentar comparar este cociente con las medidas $[\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha$ de los datos de HFS y con nuestros datos nucleares de $[\text{NI}]\lambda 5200/H\beta$. Los paneles de abajo de la Figura 11.7 muestran ese resultado. Tomamos como referencia de la separación entre los distintos tipos de AGN la parametrización empírica obtenida del trabajo de Matheus (2006) para galaxias de SDSS, la cual está dada por

$$\log([\text{OI}]\lambda 6300/H\alpha) = 0,18 - \frac{2}{(\log([\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007) + 1,45)} \quad (11.5)$$

Los objetos abajo de esta curva son regiones HII normales, mientras que la distinción entre Seyfert y LINER se hace a través del valor $[\text{OII}]/[\text{OIII}] = 0$, según la propia definición de LINER. Nuestro diagrama involucrando el cociente $[\text{NI}]\lambda 5200/H\beta$ presenta el mismo comportamiento para nuestra muestra. Dados los errores típicos involucrados, a partir de ambos diagramas confirmamos la naturaleza LINER para la mayoría de los objetos de nuestra muestra y la clasificación de Seyfert 2 para el núcleo de NGC 6951 ($\log([\text{OII}]/[\text{OIII}]) \sim -0.6$).

11.3. Luminosidades

Como hemos descripto, nuestro método de ajuste directo permite sustraer la contribución estelar y por tanto obtener los flujos de las líneas de emisión “puras”. A partir de éstas, podemos obtener las luminosidades de cada una de ellas. Aunque en principio podemos calcular las luminosidades de cuanta línea de emisión podamos medir en los espectros nucleares, en el estudio de los LINERs resulta de gran interés sólo algunas de ellas; por ejemplo, las usadas en los diagramas de diagnóstico. Por otro lado, a través de algunas relaciones empíricas obtenidas

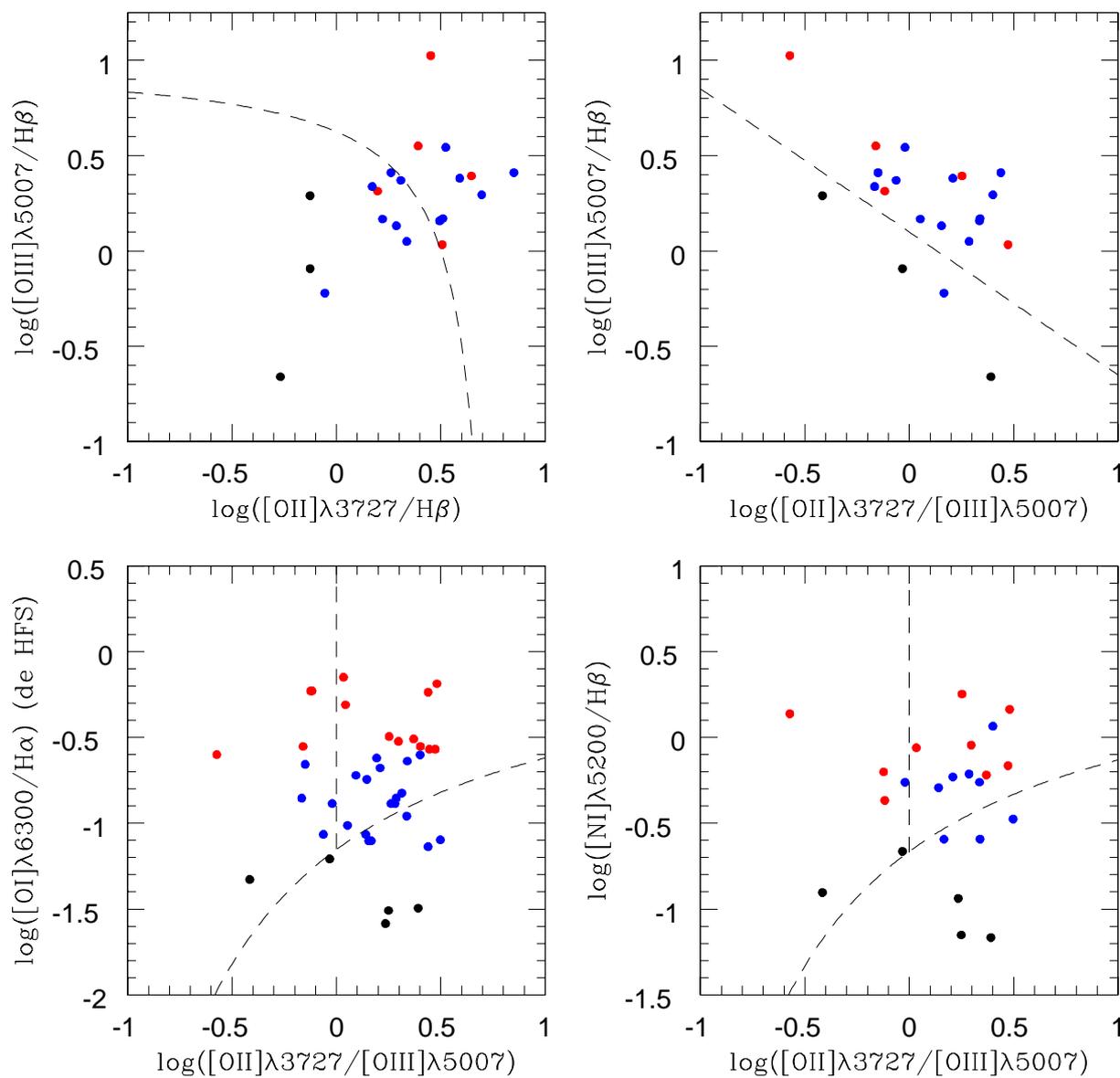


Fig. 11.7: Diagramas de Diagnóstico involucrando el cociente $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ para las regiones nucleares. Colores como en la Figura 10.6.

	LINERs			Objetos de Transición		
	N	Rango	Media \pm rms	N	Rango	Media \pm rms
$\log L_{[\text{OIII}]} [\text{L}_{\odot}]$	14	(4.3,6.6)	5.2 ± 0.6	22	(2.9,5.9)	4.3 ± 0.7
$\log L_{\text{X}[2-10\text{keV}]} [\text{L}_{\odot}]$	5	(5.4,8.2)	7.0 ± 1.1	8	(4.2,7.1)	5.6 ± 0.8

Tab. 11.1: Estadística de las distribuciones de Luminosidades en $[\text{OIII}]\lambda 5007$ y $\text{X}[2-10 \text{ keV}]$.

de las medidas de las luminosidades de líneas de emisión, podemos inferir las luminosidades bolométricas de los objetos de nuestra muestra.

Calculamos en particular las luminosidades de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ y de $\text{H}\beta$. Además contamos con las luminosidades de $\text{H}\alpha$ del trabajo de HFS y, para algunas galaxias, las luminosidades en X (2-10 keV) del trabajo de González-Martín (2009). Los flujos de las líneas de emisión fueron corregidas por extinción, por lo que las distribuciones obtenidas corresponden a luminosidades intrínsecas. Las luminosidades en X están corregidas por absorción y corresponden a flujos observados por los satélites *XMM-Newton* y *Chandra*. Más de la mitad de nuestra sub-muestra tomada de González-Martín (2009) corresponde a datos de *Chandra*, en donde las aberturas usadas incluyen los 3" centrales; el resto corresponde a datos de *XMM-Newton*, donde la abertura es de 25".

Las distribuciones se muestran en la Figura 11.8. Históricamente, se ha intentado encontrar alguna luminosidad (en alguna banda o línea) que resulte lo más indicativa de la actividad nuclear. Las luminosidades en $\text{H}\beta$ y $\text{H}\alpha$ sufren de posible contaminación debido a la contribución de regiones de formación estelar. Es por eso que, como trazadores de la actividad en AGN, se han usado preferentemente las luminosidades en $[\text{OIII}]$ (Heckman *et al.* 2004) y la emisión en X en la banda 2-10 keV (Ho, 2009). Los datos sobre las distribuciones de $L_{[\text{OIII}]}$ y L_{X} se muestran en la Tabla 11.1. En general las luminosidades son mayores en los LINERs “puros” que en los Objetos de Transición, notablemente en L_{X} , en donde la emisión es marcadamente no-estelar. Esto indica que para los LINERs “puros” la emisión es debida a acreción en un agujero negro, diferenciándose en ese sentido de la emisión (sustancialmente menor o inexistente) en X de Objetos de Transición o núcleos normales, donde la emisión se produce mayormente en el UV-Óptico-IR.

Aunque la determinación de las luminosidades en distintas bandas o líneas puede ser interesante, mucho más importante para el estudio de los LLAGN es poder determinar las luminosidades bolométricas L_{bol} . Estrictamente hablando, éstas deberían ser obtenidas a partir del conocimiento exhaustivo de las SED (Spectral Energy Distribution, o Distribución Espectral de Energía) de cada objeto. Sin embargo, se han determinado pocas SEDs en forma completa, por lo que generalmente se busca alguna cantidad que sea proporcional a la L_{bol} , a través de calibraciones de dicha(s) cantidad(es) con L_{bol} previamente bien determinadas. Tanto las magnitudes en el óptico como en el UV no pueden ser tenidas en cuenta para calcular L_{bol} debido a que estas bandas pueden mostrar varianzas relacionadas con la tasa de acreción. Es por eso usualmente se busca alguna Luminosidad debida a líneas de emisión. Heckman *et al.* (2004) realiza una calibración para Seyfert 1s y quasars, obteniendo $L_{bol} \sim 3500 \times L_{[\text{OIII}]}$, mientras que Green y Ho (2005, 2007) establecen que $L_{bol} \sim 220 \times L_{\text{H}\alpha}$. Sin embargo, en el caso de $[\text{OIII}]$, la calibración no está basada en LLAGNs, por lo que para nuestra muestra esa proporcionalidad marcaría un límite superior de la L_{bol} . Por otro lado, Ho (2009) advierte que lo más confiable es usar una calibración basada en L_{X} y no en $[\text{OIII}]$ (debido al amplio rango de ionizaciones presentes en los LINERs) o en $\text{H}\alpha$ (con posible contaminación nebular y por la tanto una sobreestimación de L_{bol}). Usando las calibraciones de Ho (2009) encontramos que para LLAGNs $L_{bol} \sim 16 \times L_{\text{X}}$. Usando las calibraciones basadas en $L_{[\text{OIII}]}$ y L_{X} , las luminosidades bolométricas dan valores

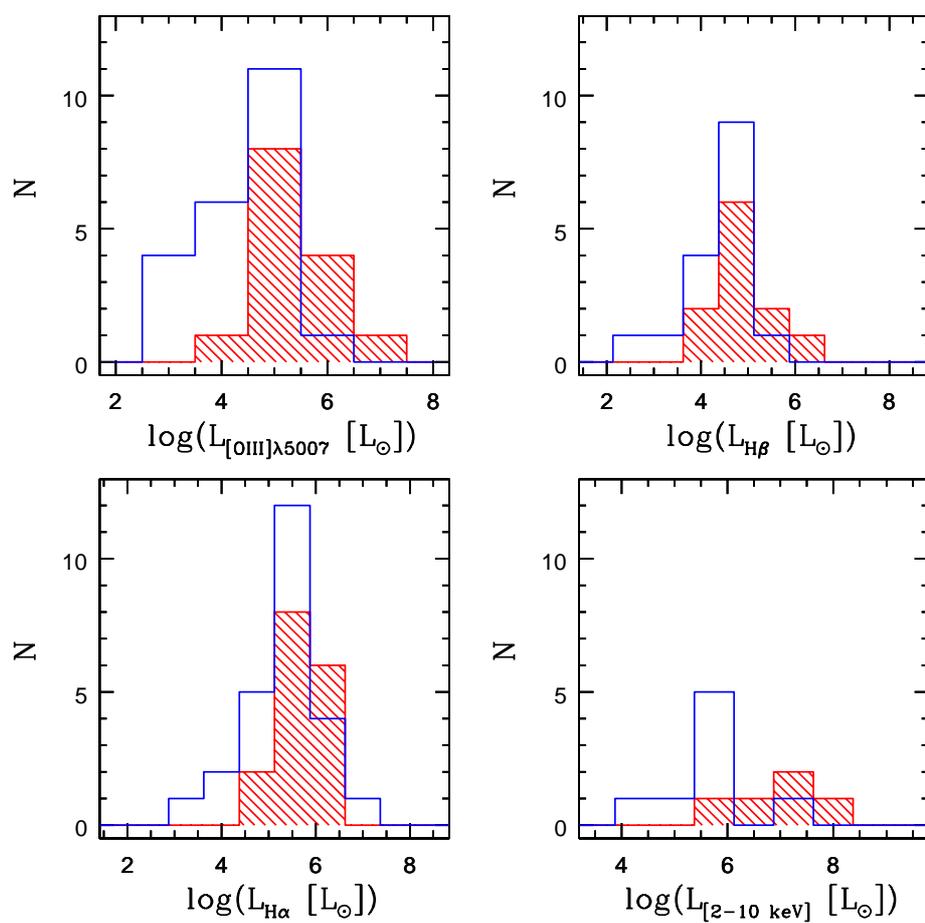


Fig. 11.8: Histogramas de Luminosidades de [OIII]λ5007, Hβ, Hα (de HFS) y de X[2-10keV] (de González-Martín). Colores como en la Fig 10.12.

de alrededor de $2,10^{40}$ y $5,10^{41}$ erg/s para Objetos de Transición y LINERs, respectivamente. Estos valores son consistentes con determinaciones previas (Kewley *et al.* 2006; Ho, 2009) y son sustancialmente menores que las L_{bol} determinadas para AGN de mayor actividad ($\sim 10^{42}$ para Seyferts).

Además de las determinaciones de luminosidades bolométricas, que resultan útiles a la hora de determinar las tasas de acreción en el agujero negro, es de gran interés la comparación de L_{bol} con L_{Edd} , la luminosidad de Eddington. Recordemos que, dado un objeto esférico simétrico, en el que tanto la gravedad como la presión de radiación están presentes, se mantiene en equilibrio si satisface la condición de Eddington (Osterbrock, 1989)

$$L \leq L_{Edd} = \frac{4\pi.c.G.m_H.M}{\sigma_T} = 1,26 \times 10^{38} \frac{M_{BH}}{M_{\odot}} \quad (11.6)$$

donde σ_T es la sección transversal de Thomson, m_H es la masa del H y M_{BH} denota la masa del agujero negro. En términos de L_{\odot} se debe satisfacer que

$$L/L_{\odot} \leq L_{Edd}/L_{\odot} = 3,22 \times 10^4 \frac{M_{BH}}{M_{\odot}} \quad (11.7)$$

Para calcular las L_{Edd} debemos conocer las masas. Éstas se obtienen a través de alguna relación $\sigma_{*} - M_{BH}$. Para ello, utilizamos la relación de Tremaine *et al.* (2002):

$$\log(M_{BH}/M_{\odot}) = \alpha + \beta.\log(\sigma_{*}/\sigma_o) \quad (11.8)$$

Podemos adoptar, como en Tremaine *et al.* (2002), $\alpha=8.13$ y $\beta=4.02$, para $\sigma_o=200$ km/s². Para las dispersiones de velocidades estelares tuvimos en cuenta las correcciones por ensanchamiento instrumental y por diferencia de resolución espectral de la base utilizada en la síntesis, a través de la ecuación (Cid Fernandes, 2007):

$$\sigma_{*}^2 = v_d^2 - \sigma_{inst}^2 + \sigma_{base}^2 \quad (11.9)$$

donde σ_{*} es la dispersión de velocidades “verdadera”, v_d es la que se obtiene de la síntesis, σ_{inst} es la resolución instrumental, en nuestro caso ~ 70 km/s (correspondiente a 2.5 \AA , calculada en la mitad del rango espectral $\lambda_c \sim 4550 \text{ \AA}$; ver sección 7.1), y σ_{base} es la resolución de la base, en nuestro caso ~ 84 km/s (correspondiente a MILES+Martins; ver 8.4). Como resultado, las dispersiones de velocidades verdaderas son levemente menores que las calculadas por la síntesis (típicamente menos que ~ 10 km/s).

Luego de estas consideraciones, calculamos L_{Edd} de la ecuación 11.7 y normalizamos las L_{bol} obtenidas previamente. Las distribuciones de L_{bol}/L_{Edd} se muestran en la Figura 11.9. En los paneles de arriba y de abajo a la izquierda L_{bol} está calculada a partir de $L_{[OIII]}$ ($L_{bol,[OIII]}$) mientras que en el último es obtenida a partir de la proporcionalidad con L_X ($L_{bol,X}$). En todos los casos L_{Edd} se obtuvo a través de la ecuación 11.8. En el primero y el último, utilizamos σ_{*} , mientras que en los otros utilizamos la dispersiones de velocidades del gas ([OIII] arriba a la izquierda y $H\beta$ abajo a la derecha) mediante la relación $FWHM = 2.355 \times \sigma$ (ver sección 5.1) corregidas por ensanchamiento instrumental.

Como explicamos, las distribuciones de $L_{bol,[OIII]}$ y L_X son más confiables que las de $H\alpha$ y $H\beta$. Realizamos el cómputo de las masas M_{BH} a través de σ_{*} , por lo que sólo analizaremos las distribuciones mostradas en el primer y en el último panel de la Figura 11.9. Los datos sobre $L_{bol,[OIII]}/L_{Edd,\sigma_{*}}$ y $L_{bol,X}/L_{Edd,\sigma_{*}}$ se muestran en la Tabla 11.2. Las distribuciones muestran una superposición entre un tipo y otro de objetos. Sin embargo, sistemáticamente los LINERs

² La adopción de $\alpha=8$ y $\beta=4$ conduce a la ecuación $M[M_{\odot}] = (\sigma_{*}[km/s]/2)^4$, que constituye una buena aproximación a la ecuación 11.8.

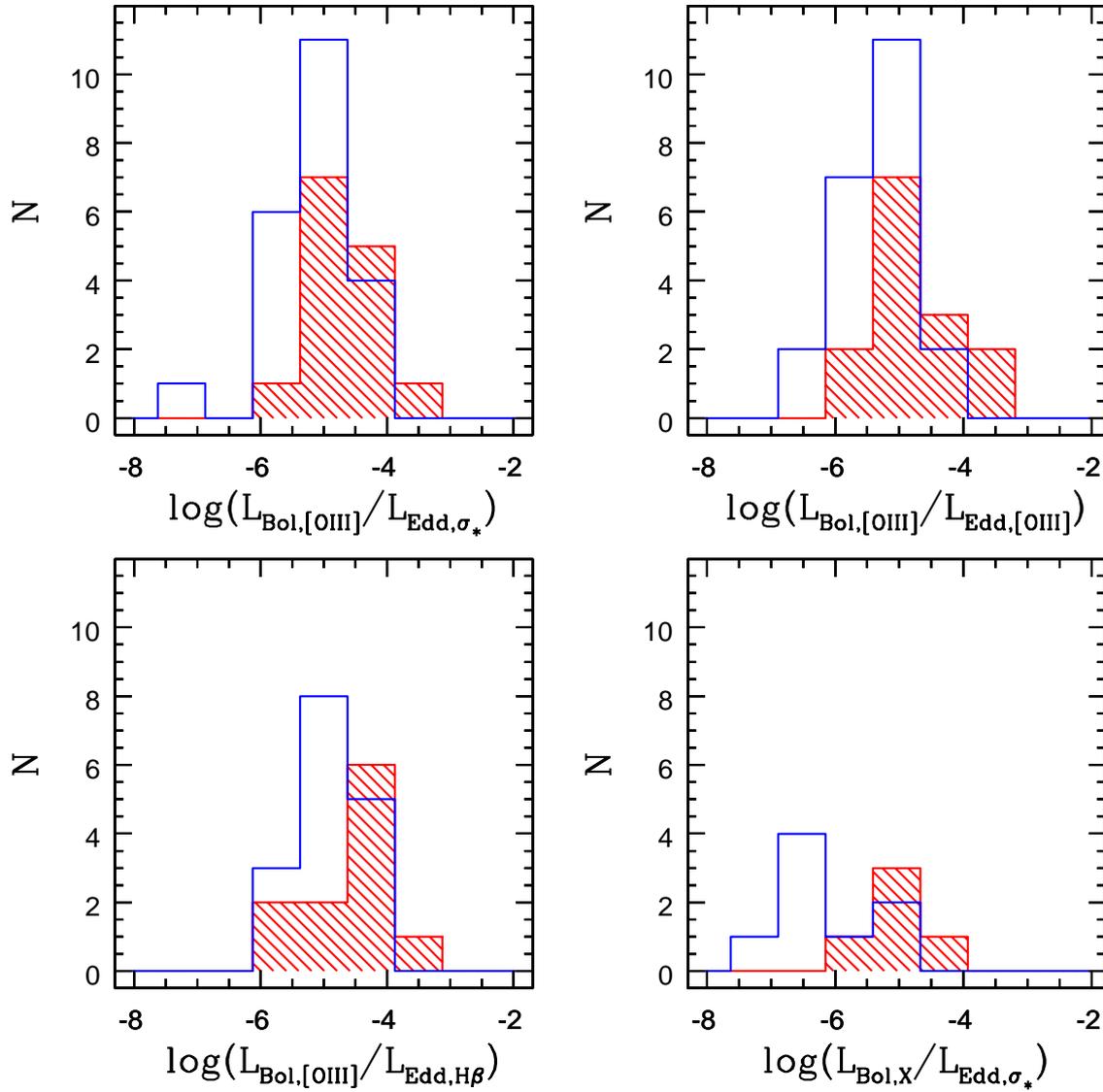


Fig. 11.9: Distribuciones de L_{bol}/L_{Edd} (ver texto por los detalles). Colores como en la Fig 10.12.

	LINERs			Objetos de Transición		
	N	Rango	Media \pm rms	N	Rango	Media \pm rms
$\log L_{[OIII]} [L_{\odot}]$	14	(-5.5,-3.3)	-4.6 ± 0.6	22	(-7.2,-4.0)	-5.2 ± 0.7
$\log L_{X[2-10keV]} [L_{\odot}]$	5	(-6.1,-4.6)	-5.0 ± 0.6	8	(-7.1,-5.2)	-6.3 ± 0.7

Tab. 11.2: Estadística de $L_{bol,[OIII]}/L_{Edd,\sigma_*}$ y de $L_{bol,X}/L_{Edd,\sigma_*}$.

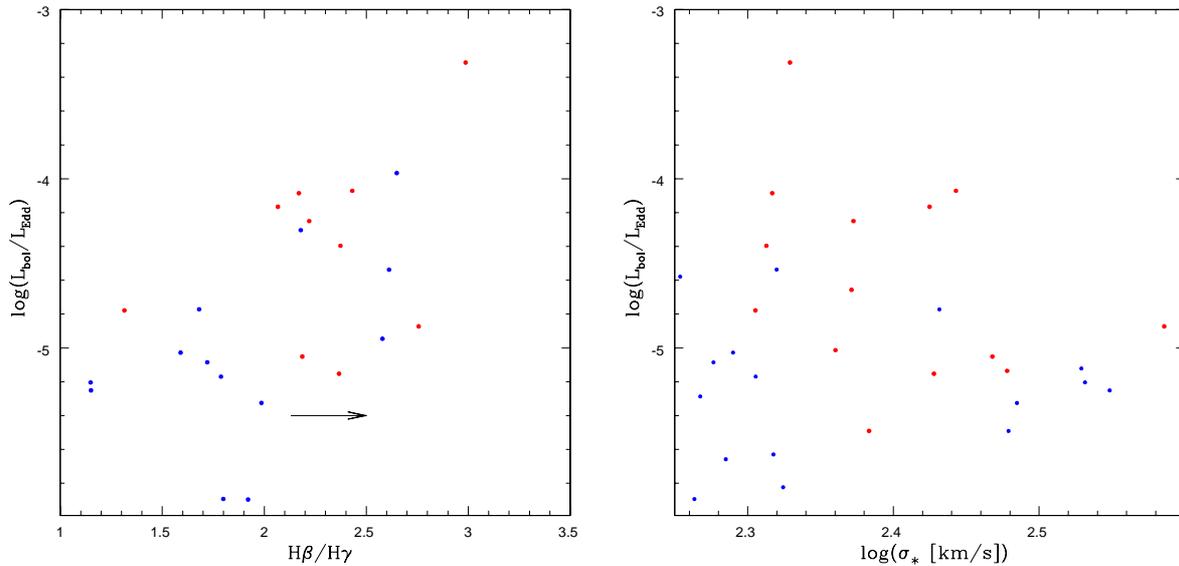


Fig. 11.10: $\log(L_{Bol}/L_{Edd})$ vs $H\beta/H\gamma$ (izquierda) y σ_* (derecha). La flecha denota el enrojecimiento interno inferido a partir de $H\beta/H\gamma \geq 2.13$ (ver texto). Colores como en la Figura 10.6.

puros se encuentran desplazados hacia valores más altos. Todas las distribuciones muestran un rango de L/L_{Edd} entre ~ -3 a -6 para LINERs y ~ 1 orden de magnitud menor para Objetos de Transición. Los núcleos de mayor actividad (Seyferts y cuántares) se encontrarían comprendidos en $\log(L/L_{Edd}) \sim -4$ a -1 (Kewley *et al.* 2006). Nuestros valores son cuantitativamente similares a los obtenidos por Ho (2008) para la muestra de HFS, quien obtiene $\log(L/L_{Edd}) \sim -5.9, -5.2$ y -3.9 , para Objetos de Transición, LINERs y Seyferts, respectivamente (~ -5 para la totalidad de las muestras).

Investigamos el valor de L/L_{Edd} en función de algunas de las propiedades de la galaxia. Mediante un análisis similar con galaxias del SDSS, Kewley *et al.* (2006) encuentran que, muy probablemente, todos los LINERs de su muestra sean AGN auténticos, en el sentido de que las distribuciones de L/L_{Edd} son casi idénticas para LINERs y para Seyferts para cada propiedad de la galaxia. Consideramos los parámetros relacionados con la edad media y la masa de las regiones nucleares para nuestra muestra de LINERs y Objetos de Transición. Para la gran mayoría de parámetros considerados, no encontramos correlación alguna con ninguno de ellos para los objetos de transición. Sólo se ve una cierta relación entre el cociente $H\beta/H\gamma$ y L/L_{Edd} para Objetos de Transición y LINERs, ilustrado en la Figura 11.10 (izquierda), y entre L/L_{Edd} y σ_* (misma Figura, derecha). No vemos valores bajos de $H\beta/H\gamma$ ni dispersiones de velocidades altas cuando la tasa de acreción es grande (L/L_{Edd}) (~ -3 a -4). Aunque la muestra es pequeña, el comportamiento de L/L_{Edd} en función de $H\beta/H\gamma$ y σ_* es análogo al encontrado por Kewley *et al.* (2006) para galaxias de SDSS. Es de tener en cuenta que valores inferiores del cociente $H\beta/H\gamma$ son generalmente debidos a un enrojecimiento interno bajo además de errores de medición de flujo. Por otro lado, valores de $H\beta/H\gamma$ mayores que 2.13 (valor teórico dado por la fotoionización estelar) son la consecuencia de una mayor extinción.

Tanto la luminosidad bolométrica L_{Bol} como el cociente L_{Bol}/L_{Edd} han sido utilizados recientemente para condicionar de alguna manera la posible existencia de la BLR. El modelo unificado (Antonucci, 1993) daría cuenta de la existencia de una BLR que, aunque no sea visible directamente, sí sería detectable mediante espectropolarimetría. Sin embargo, muchos de los LLAGN podrían no contar con una BLR, en el sentido de que realmente no existiría una BLR en ellos (ver Ho, 2009). Se especula que en estos objetos no existiría una región de ocultamiento

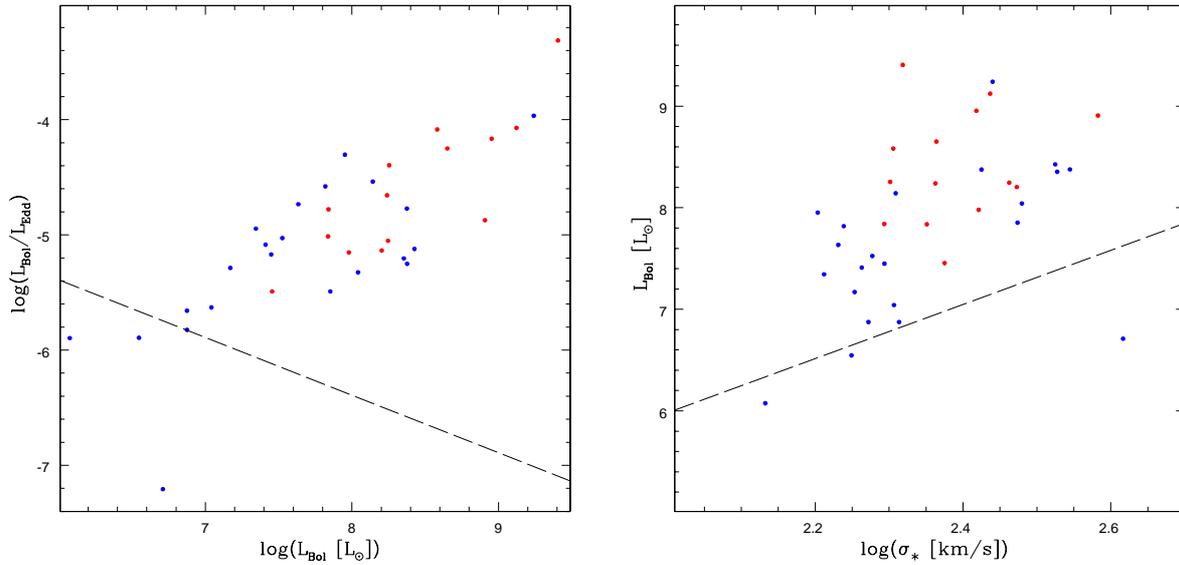


Fig. 11.11: $\log(L_{\text{Bol}}/L_{\text{Edd}})$ vs. L_{Bol} (izquierda) y L_{Bol} vs. σ_* (derecha). Las líneas de trazos denotan el límite de la presencia de una BLR (ver texto). Colores como en la Figura 10.6.

toroidal (“toroidal obscuration region”, o TOR, por sus siglas en inglés), dentro de la cual se encontraría la BLR³. Por consideraciones de conservación de masa, Elitzur & Ho (2009) notan que una consecuencia directa del escenario “TOR/BLR” es la desaparición de la BLR para L_{Bol} muy bajas (y por lo tanto, bajas tasas de acreción). Dentro de este escenario, las nubes de gas se moverían hacia el exterior del disco de acreción. Como consecuencia, se produciría una expansión de las mismas y una disminución en su columna de densidad. Este mecanismo no podría sostenerse abajo de un cierto límite, dado por:

$$L_{\text{Bol}} = 5,10^{39} (M_{\text{BH}}/10^7 M_{\odot})^{2/3} \text{ erg/s} \quad (11.10)$$

Teniendo en cuenta la ecuación 11.8, podemos convertir esta ecuación a una dependencia $L_{\text{Bol}}-\sigma_*$. Por otro lado, el límite dado en 11.10 puede convertirse también en un límite en el cociente $L_{\text{Bol}}/L_{\text{Edd}}$ en función de L_{Bol} . En la Figura 11.11 se grafican $L_{\text{Bol}}/L_{\text{Edd}}$ vs L_{Bol} y L_{Bol} vs σ_* para los LLAGN (LINERs y Objetos de Transición) de nuestra muestra. Las líneas de puntos reflejan la luminosidad mínima arriba de la cual puede existir una BLR dentro del escenario TOR/BLR. Dentro de este escenario, casi todos los objetos de nuestra muestra presentarían una BLR, aunque en muchos casos puede estar oculta. Puesto que el límite en la ecuación 11.10 depende de la constante obtenida en el modelo (en nuestro caso, $5,10^{39}$ erg/s; Elitzur & Ho, 2009), la línea de la Figura 11.11 puede ser algo conservadora: al menos 3 (posiblemente 6) Objetos de Transición no tienen la luminosidad mínima requerida para la existencia de una BLR, mientras que casi todos los LINERs de nuestra muestra sí presentarían una BLR. Cabe acotar que este análisis no es riguroso y se encuentra aún sujeto a resultados en muchos casos particulares, como puede ser la existencia de una BLR oculta, posiblemente revelada a través de espectropolarimetría. Además, en muchos casos no se necesitaría de un núcleo activo como mecanismo de ionización, como veremos en el capítulo 12, donde analizaremos en detalle un modelo de ionización estelar para explicar las líneas de emisión de los LLAGN.

³ La separación TOR/BLR no es un límite perfecto; está dada aproximadamente por la distancia a la fuente central a la cual se sublima el polvo ($T \sim 1700$ K)

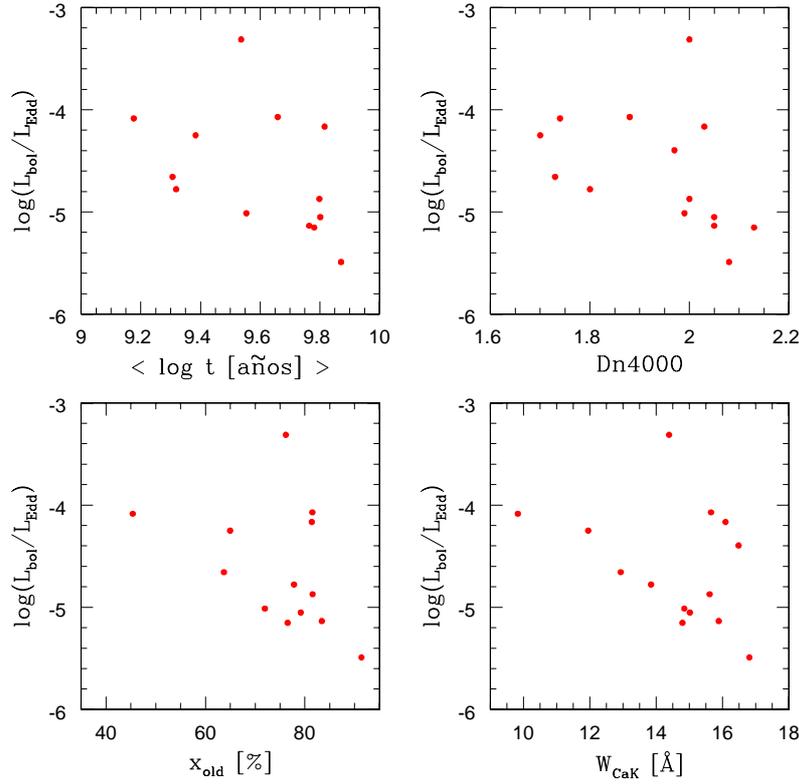


Fig. 11.12: L_{bol}/L_{Edd} en función de la edad media, $Dn4000$, x_{old} (porcentaje de la contribución de poblaciones estelares de edades mayores que 2×10^9 años) y W_{CaK} , sólo para LINERs.

Seguidamente, exploramos la dependencia de L/L_{Edd} con las propiedades relacionadas con la edad de las poblaciones estelares, sólo para LINERs. Según establecimos en 10.1, algunos índices espectrales son sensibles a las poblaciones más viejas. En la Figura 11.12 se grafica L/L_{Edd} en función de la edad media, $Dn4000$, x_{old} (porcentaje de la contribución de poblaciones estelares de edades mayores que 2×10^9 años) y el ancho equivalente de CaII K. Debido a la gran dispersión de los datos, no puede asegurarse exista una correlación entre L/L_{Edd} y la edad de las poblaciones estelares nucleares. Sin embargo, parece haber una tendencia de menores tasas de acreción hacia mayores contribuciones de las poblaciones más viejas.

11.4. Líneas de Emisión: Perfiles radiales

Además de estudiar las poblaciones nucleares, la gran ventaja de contar con espectros extra-nucleares es la posibilidad de analizar los espectros residuales de cada extracción, a fin de estudiar el estado del gas ionizado fuera del núcleo, en la orientación de la ranura utilizada en cada caso.

Obtuvimos perfiles radiales de $L_{H\beta}$, F_{4020} (brillo, obtenido del flujo de los espectros) y (en los casos donde teníamos significativa emisión de líneas) de los cocientes $[OII]\lambda 3727/H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007/H\beta$. Estos se muestran en las Figuras 11.13 a 11.16, 11.17 a 11.20 y 11.21 a 11.24, para LINERs, Objetos de Transición, y Núcleos HII + Normales, respectivamente. En todos los gráficos siguientes, los colores son los adoptados en la Figura 10.6.

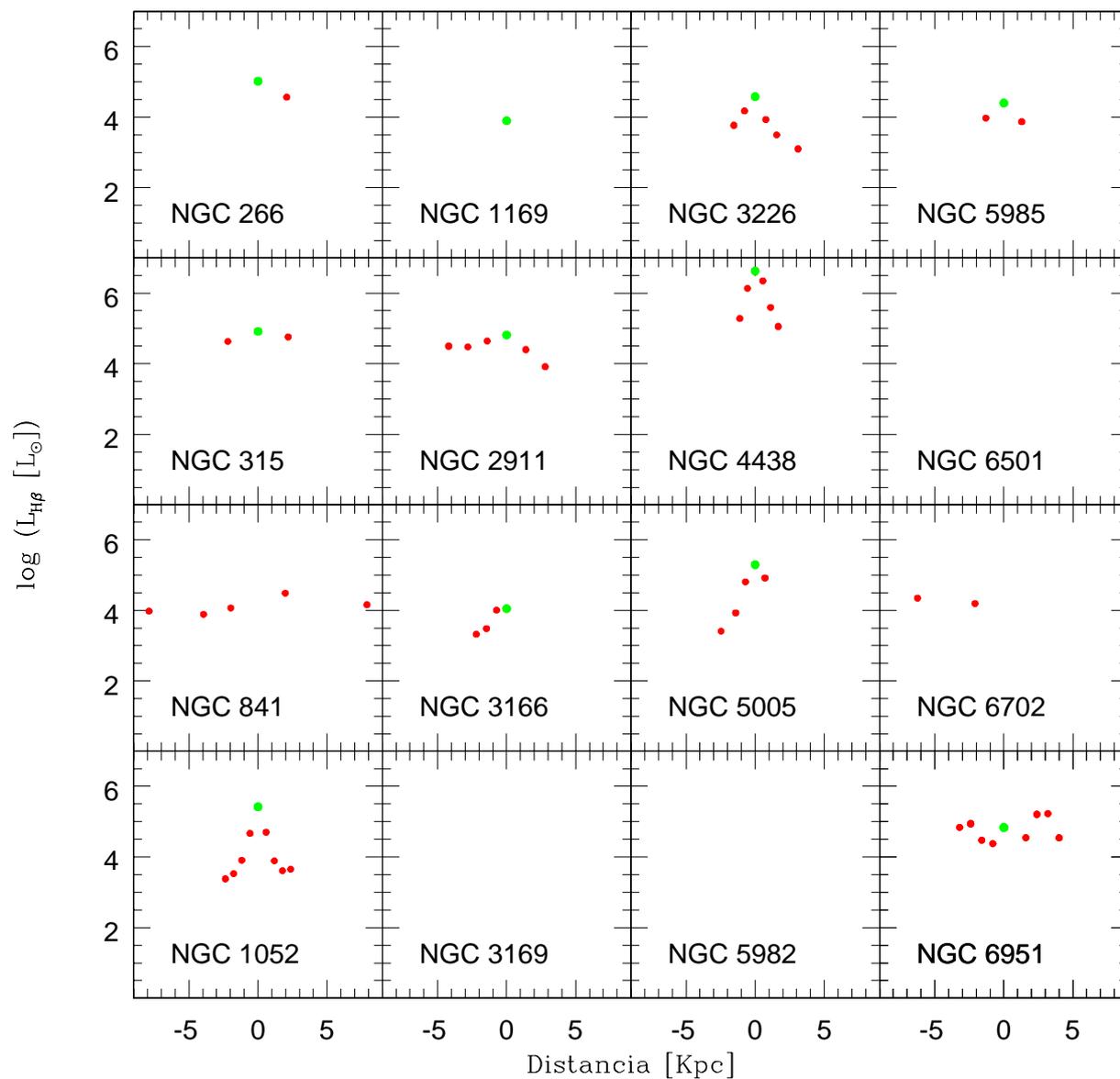


Fig. 11.13: Perfiles radiales de $L_{H\beta}$ para LINERs.

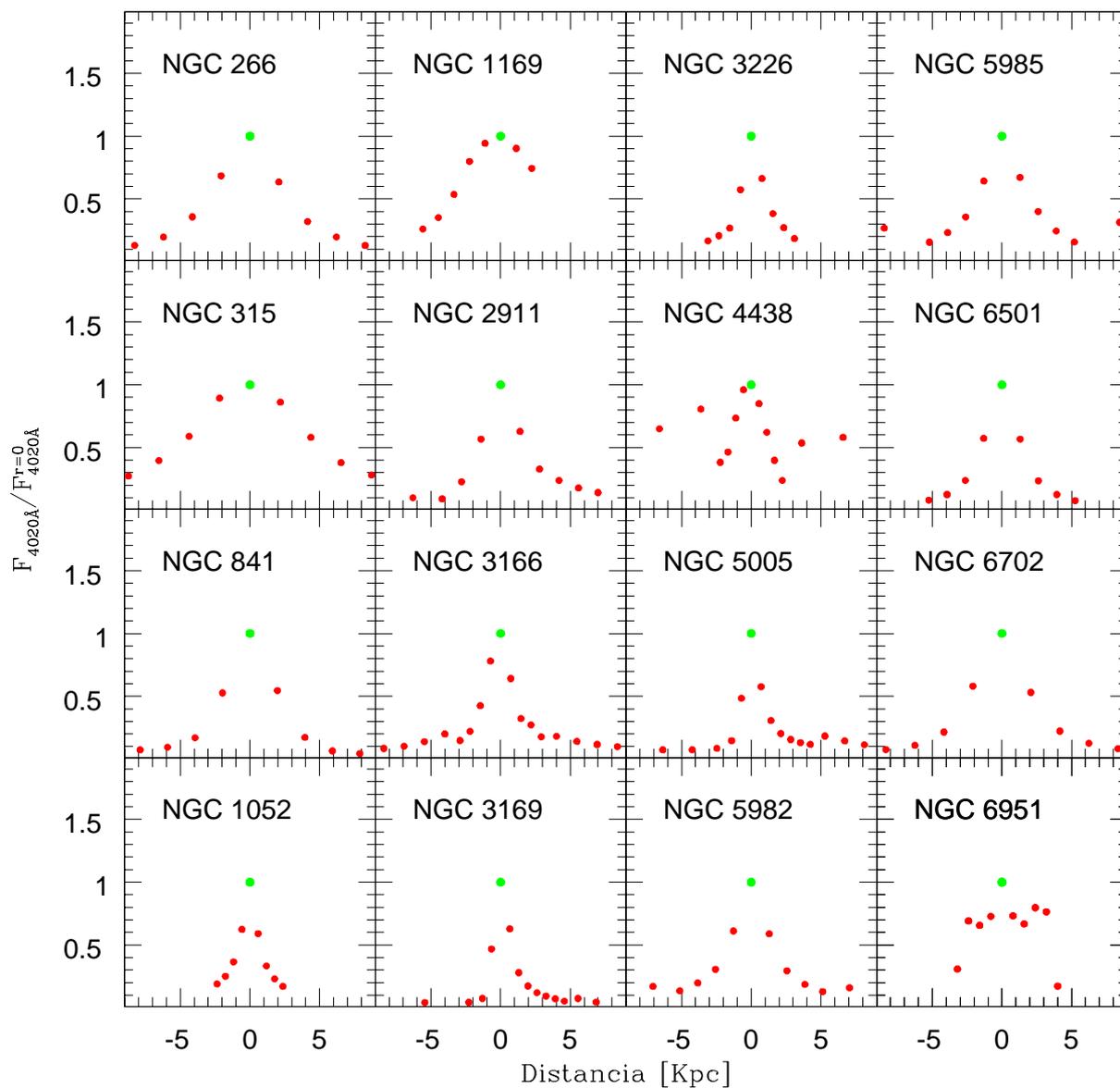


Fig. 11.14: Perfiles de Brillo para LINERs.

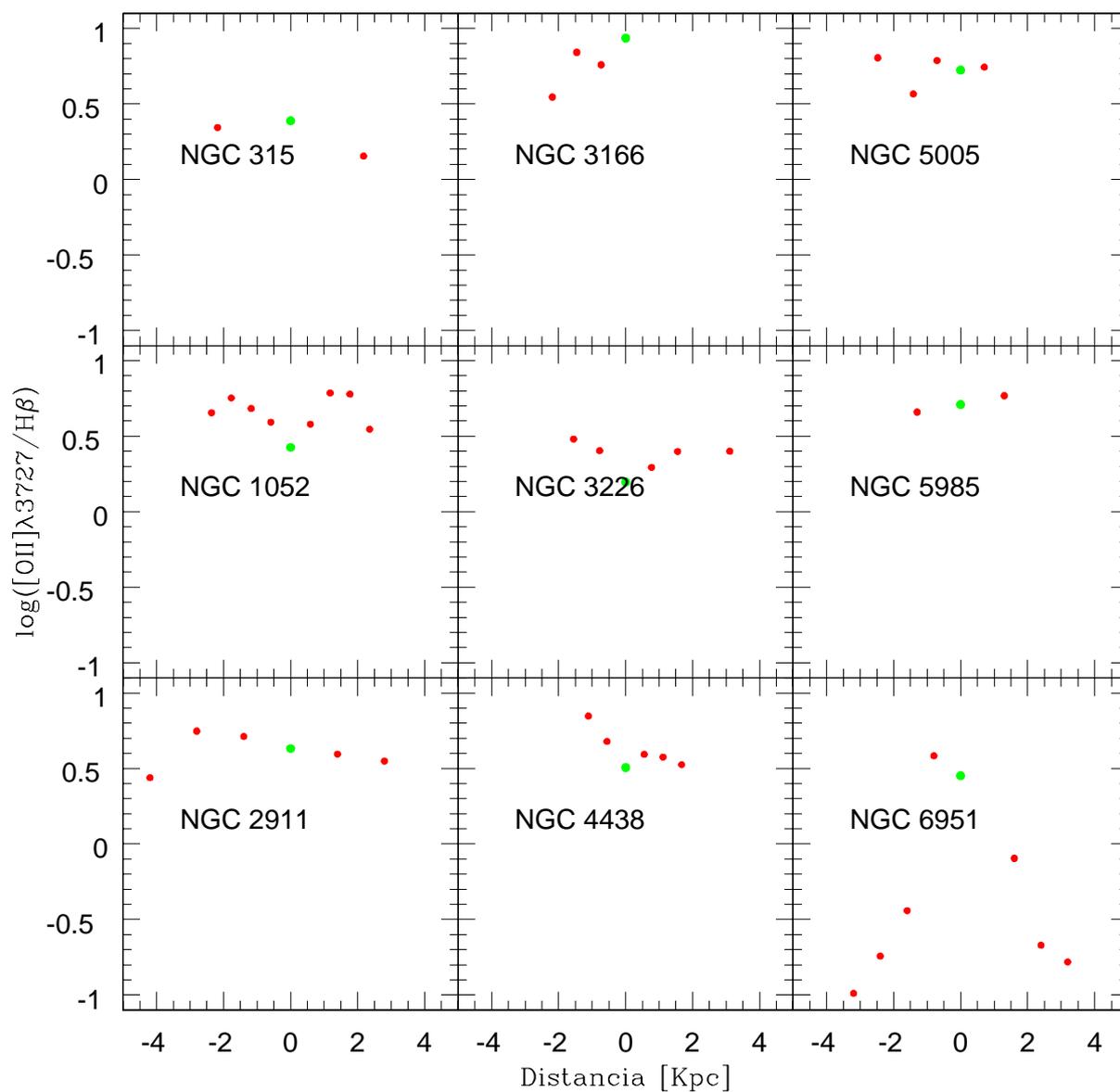


Fig. 11.15: Perfiles de $[OII]_{\lambda 3727}/H\beta$ para LINERs.

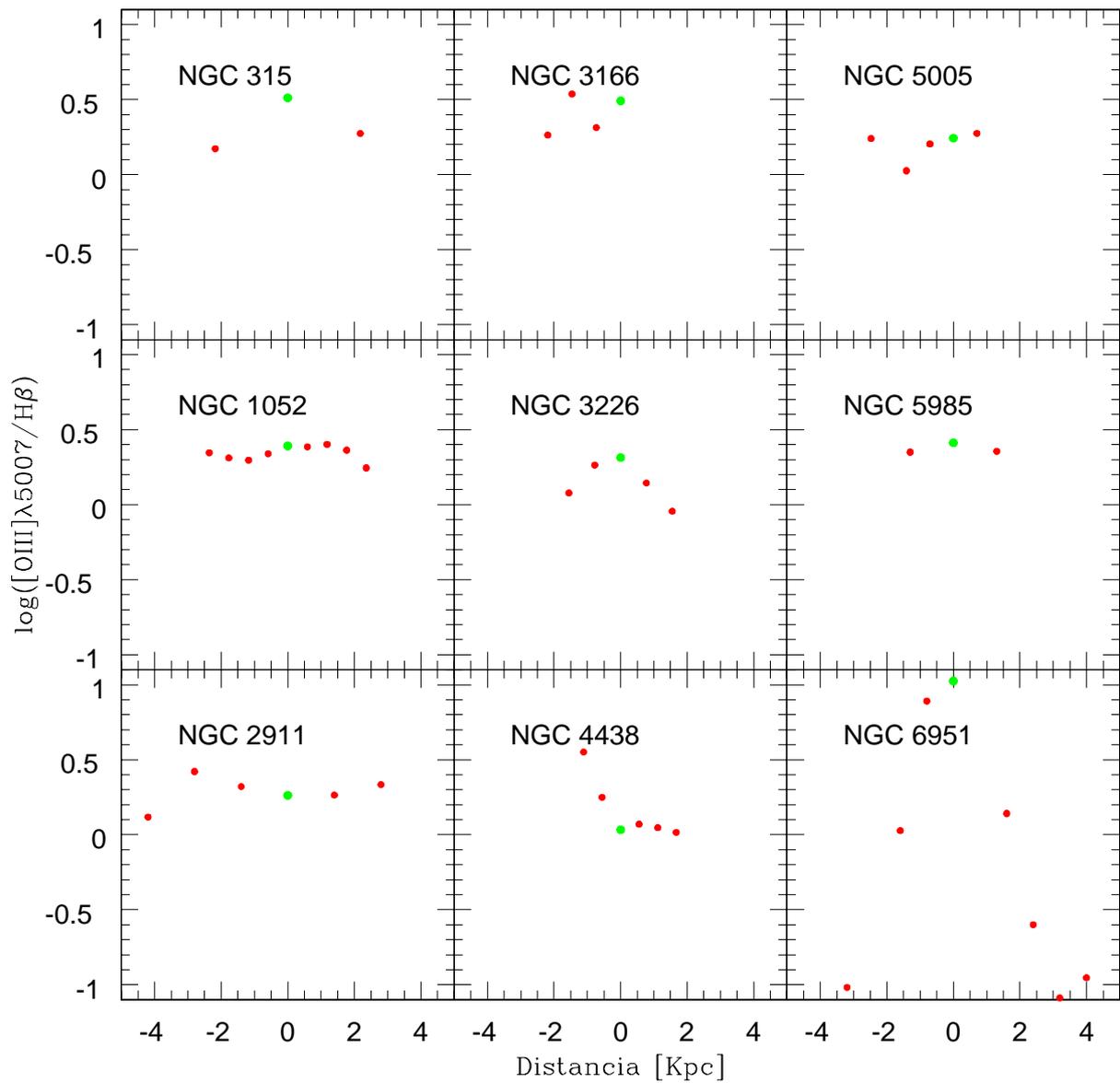


Fig. 11.16: Perfiles de $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ para LINERs.

La luminosidad en $H\beta$ se obtuvo a partir del flujo de $H\beta$ en las extracciones espectrales donde existía esta emisión, y se presenta en las figuras en términos de la luminosidad solar. Comúnmente, $L_{H\beta}$ aumenta hacia el núcleo de la galaxia. En algunos casos la variación no es tan “ordenada”; en otros, la emisión es alta fuera del núcleo, como es de esperarse en zonas de formación estelar como el anillo de NGC 6951.

El perfil de brillo se obtuvo a través del flujo espectral en 4020 \AA en cada extracción, y se normalizó al brillo en el pixel central, de tal manera que se muestra la variación de $F_{4020}/F_{4020}^{r=0}$. Esta cantidad nos da una idea de la concentración de luz. Como esperado, el brillo disminuye fuera del núcleo, con algunas variaciones en concordancia con los perfiles de $L_{H\beta}$.

Los cocientes de flujos de línea $[OII]\lambda 3727/H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ reflejan las variaciones internas del estado de ionización del gas en cada objeto. Estos muestran perfiles con cierta dependencia radial y, en algunos casos, diferencias significativas con respecto al valor central. Ejemplo de ello son NGC 1052 (en $[OII]/H\beta$), NGC 4826, NGC 6951 y llamativamente los Núcleos HII + Normales, en los cuales el perfil es generalmente con un “valle” (valores centrales más bajos que el entorno). Como ya vimos, $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ es una medida de la excitación del gas. En ese sentido, algunas galaxias presentan un alto grado de excitación nuclear (NGC 6951, quizás NGC 315 y NGC 4826) mientras que en otras ocurre lo contrario. En general, los LINERs presentan valores levemente mayores que los demás tipos, aún fuera del núcleo.

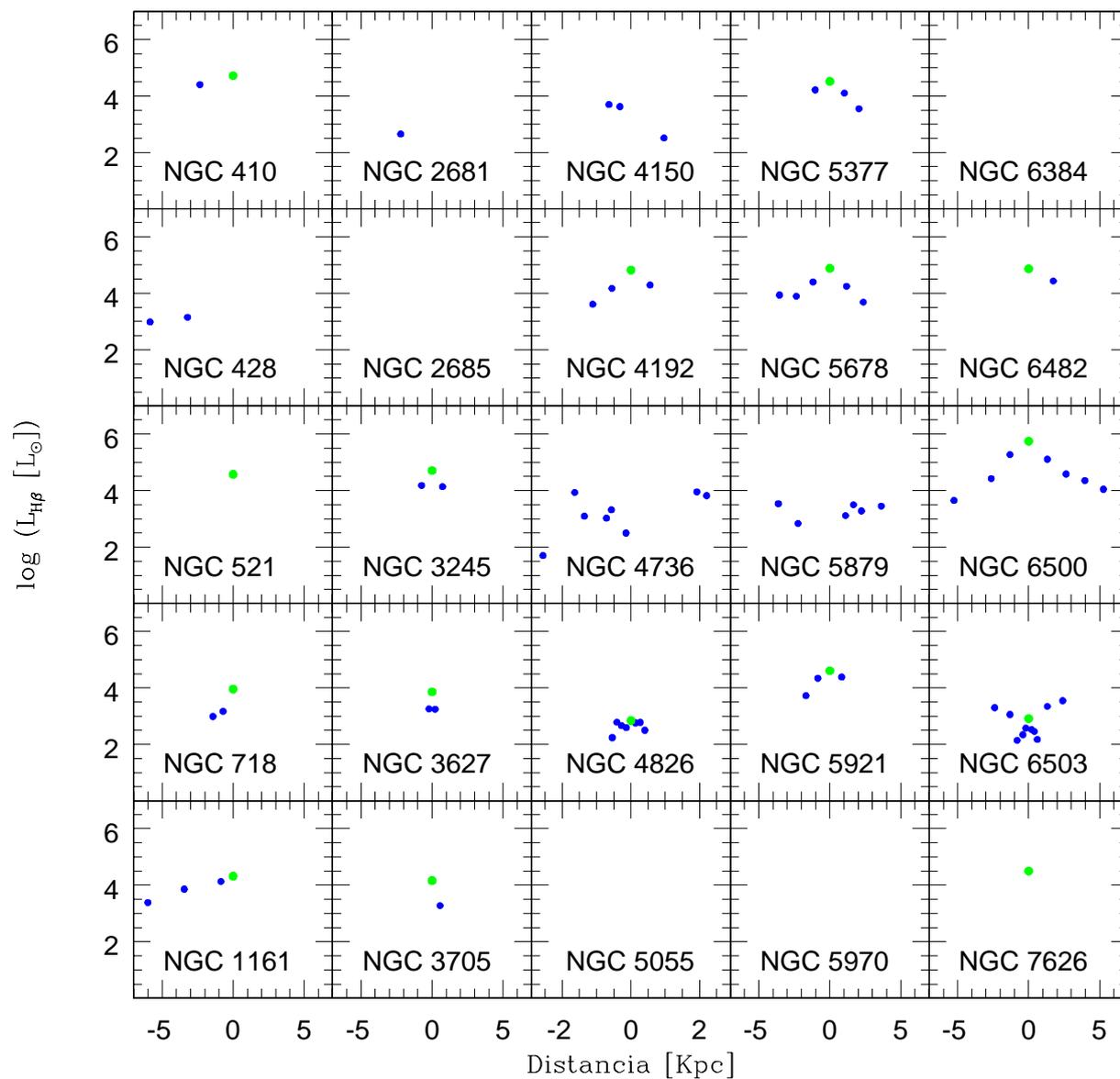


Fig. 11.17: Perfiles radiales de $L_{H\beta}$ para Objetos de Transición.

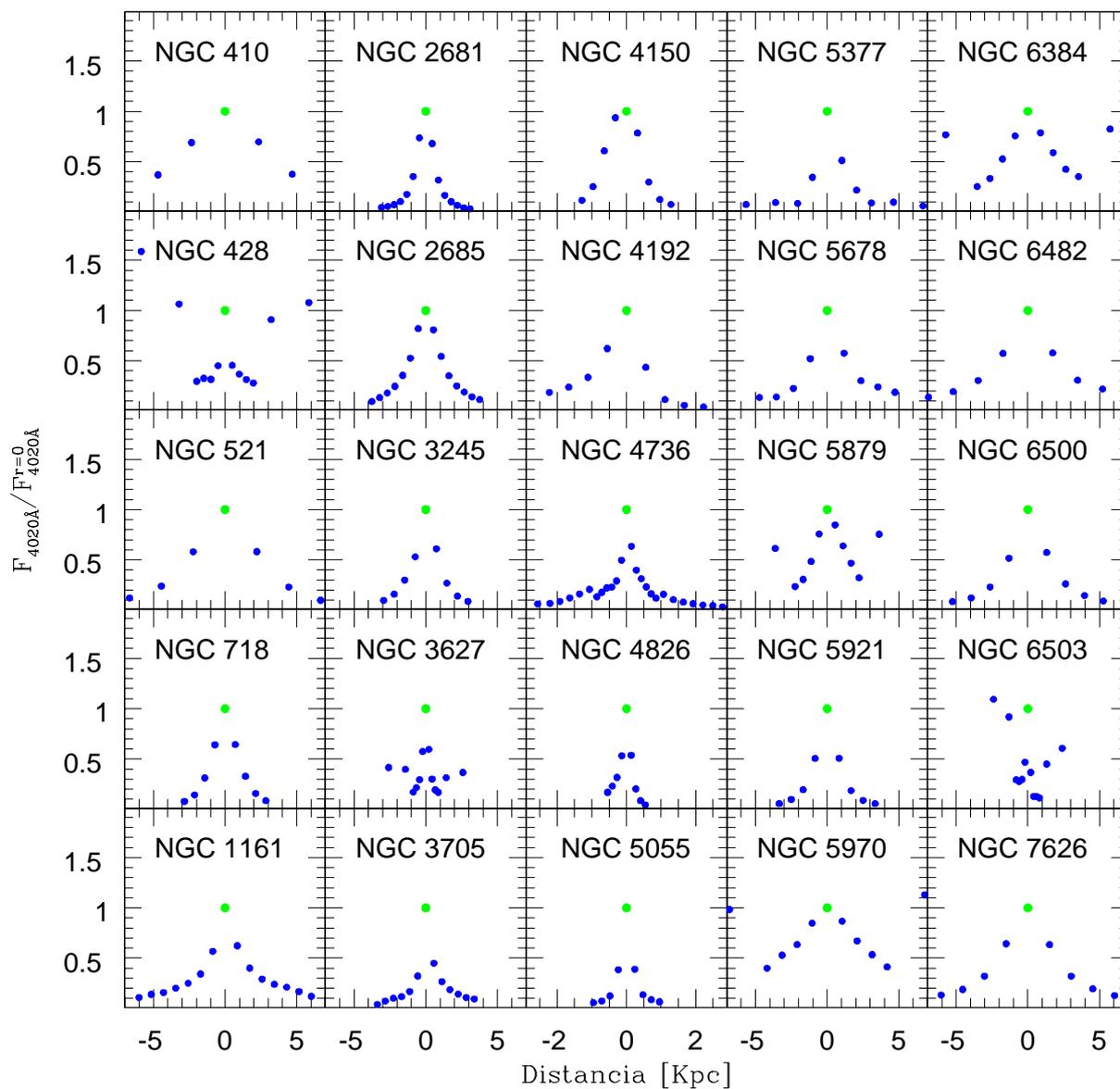


Fig. 11.18: Perfiles de Brillo para Objetos de Transición.

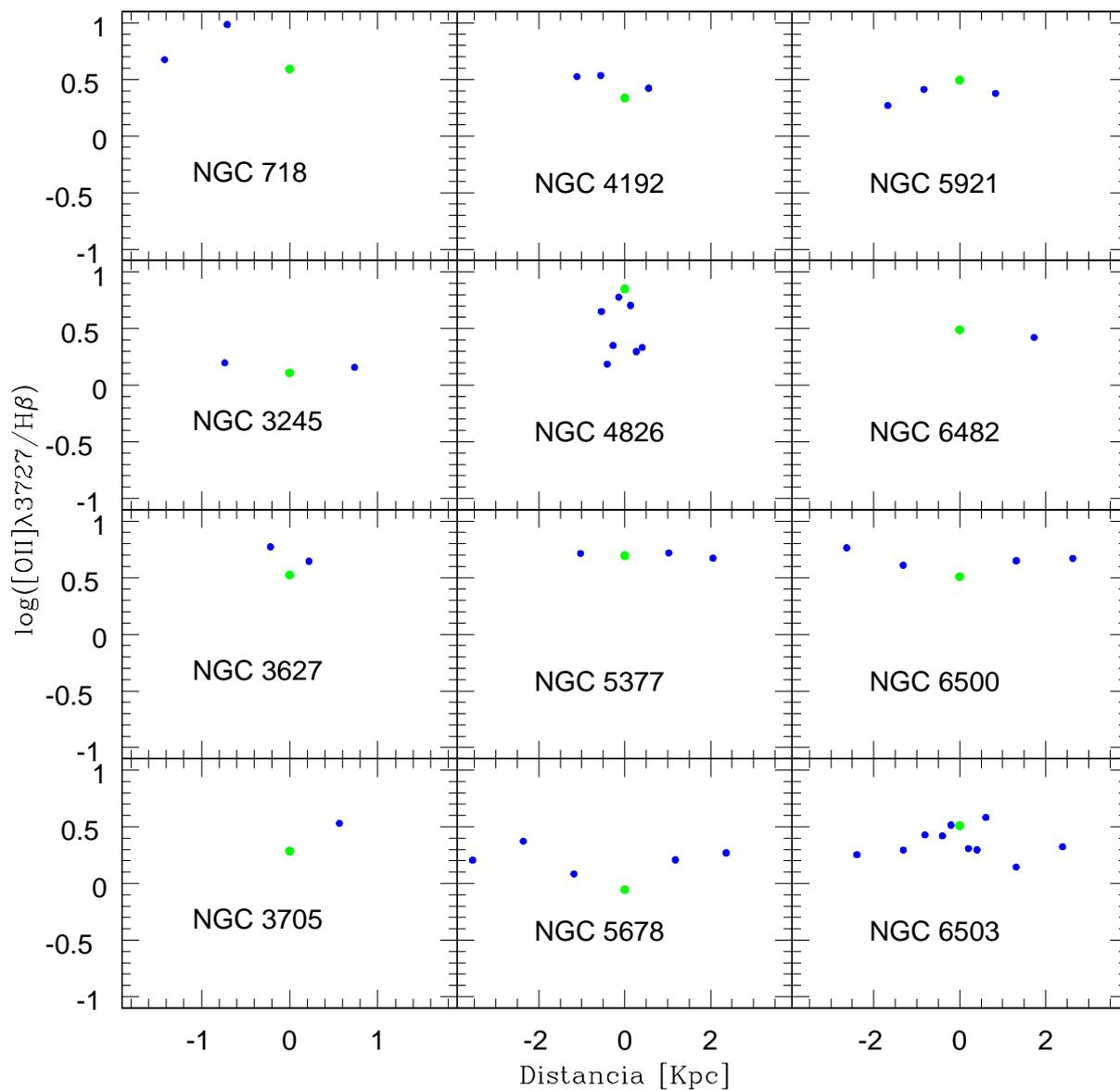


Fig. 11.19: Perfiles de $[OII]\lambda 3727/H\beta$ para Objetos de Transición.

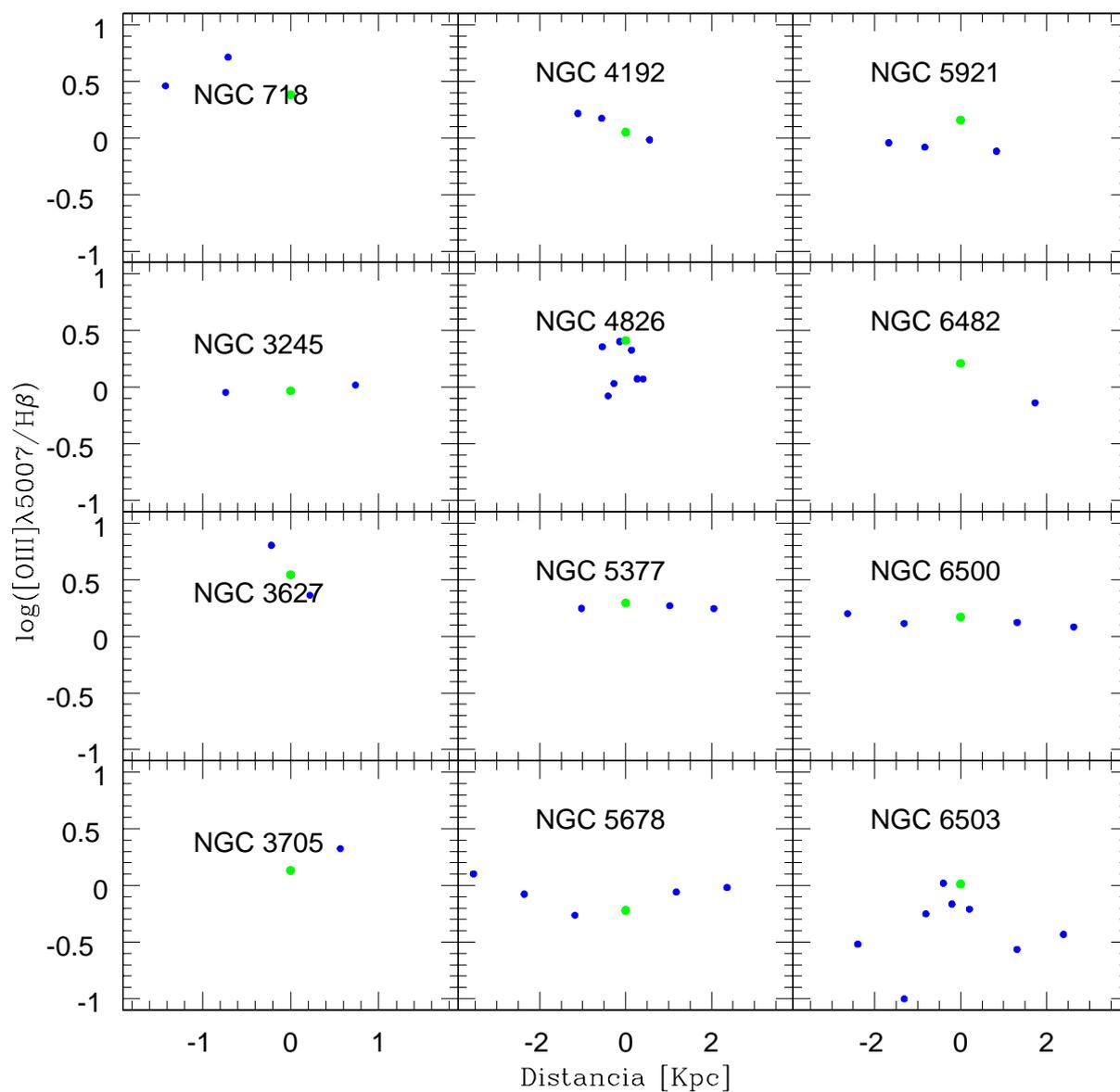


Fig. 11.20: Perfiles de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ para Objetos de Transición.

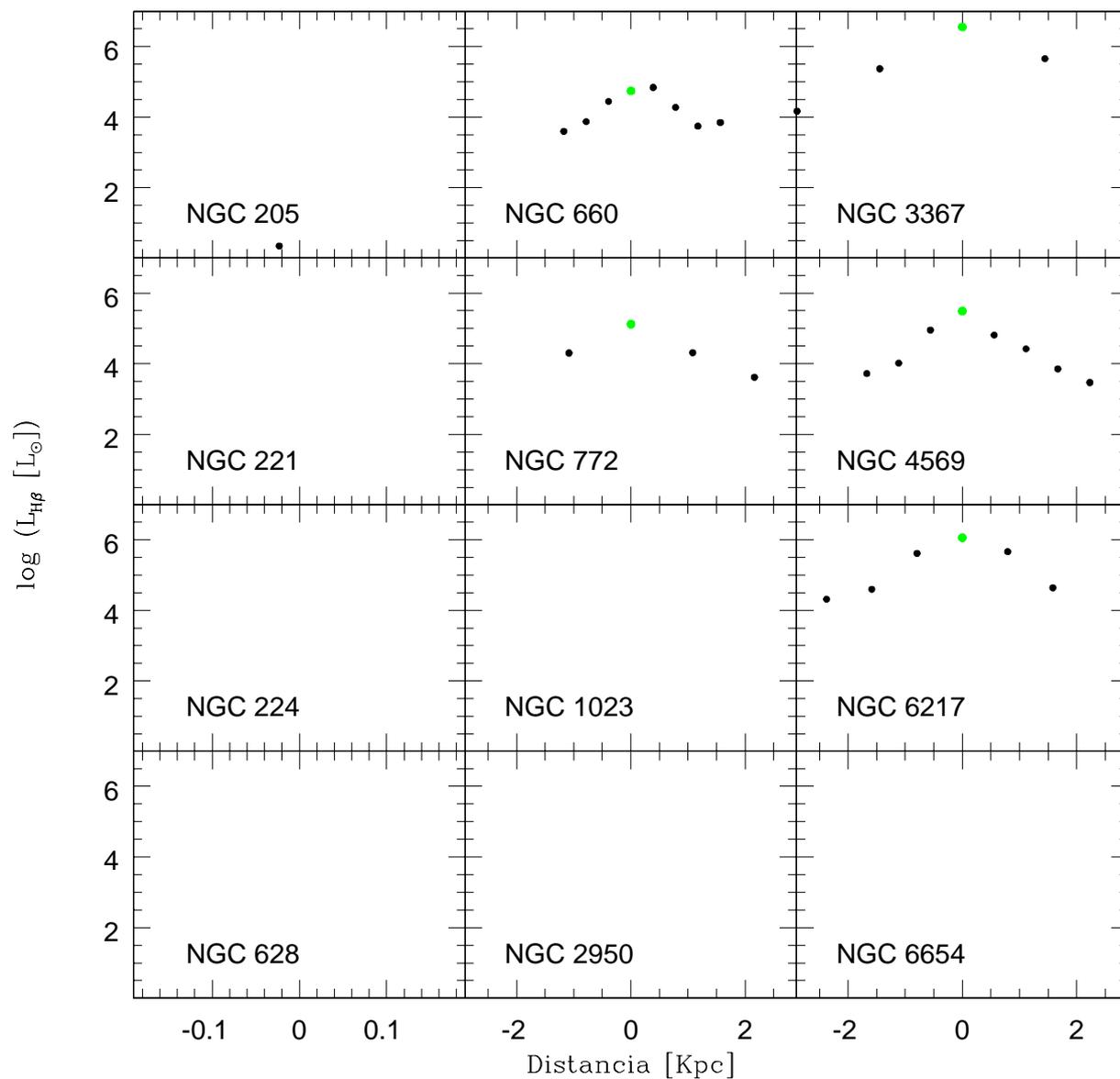


Fig. 11.21: Perfiles radiales de $L_{H\beta}$ para Núcleos HII + Normales.

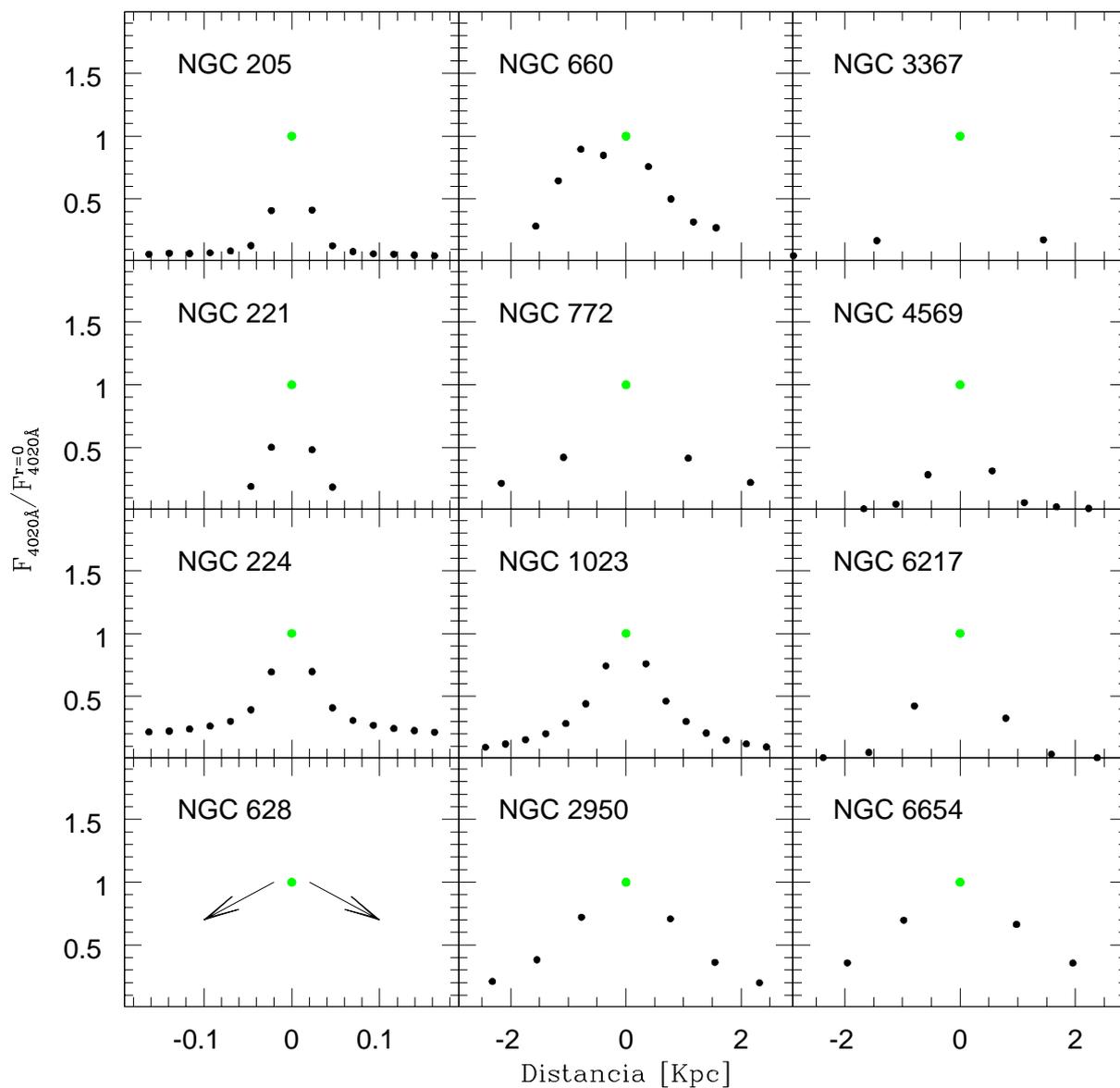


Fig. 11.22: Perfiles de Brillo para Núcleos HII + Normales.

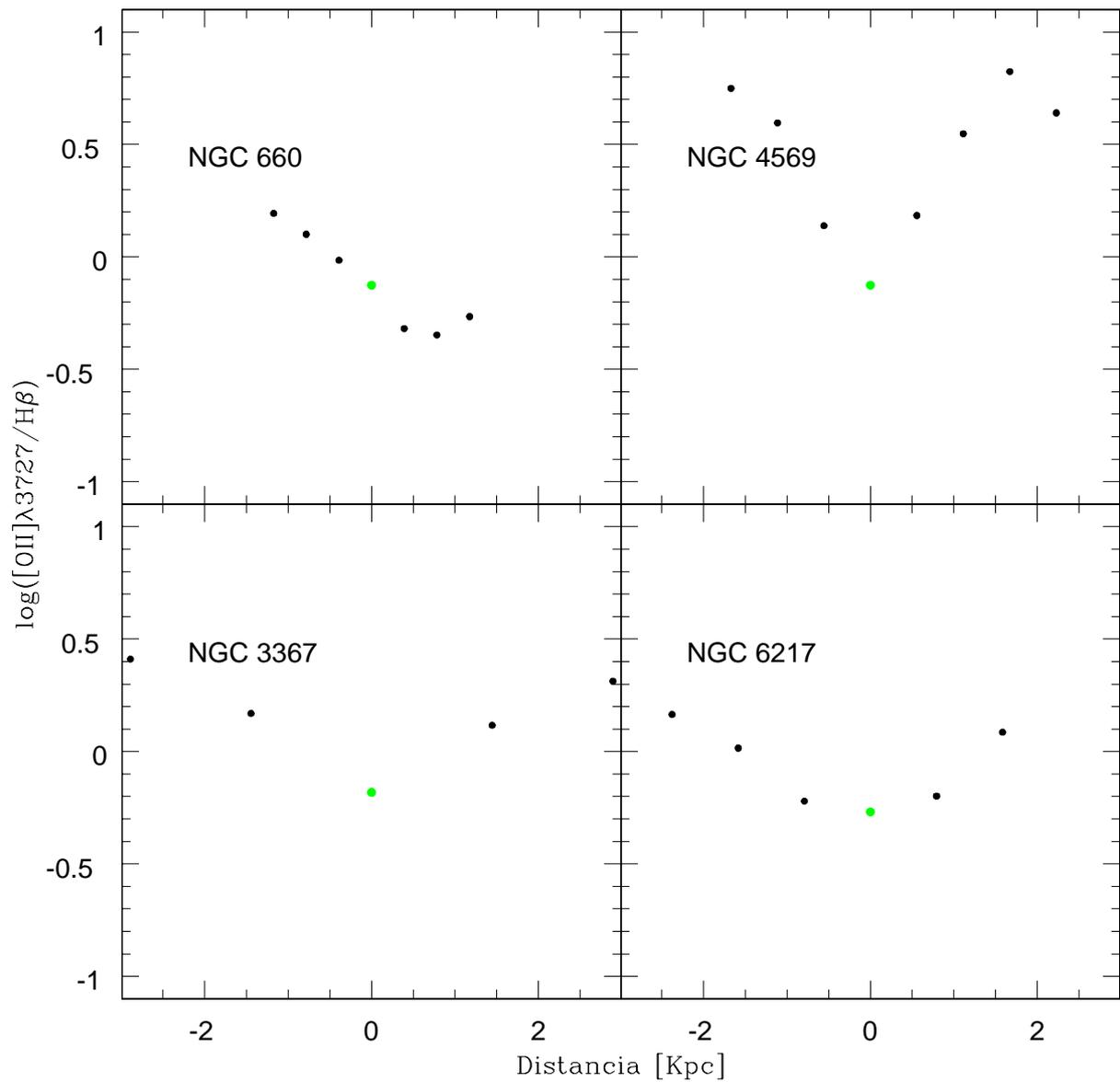


Fig. 11.23: Perfiles de $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ para Núcleos HII + Normales.

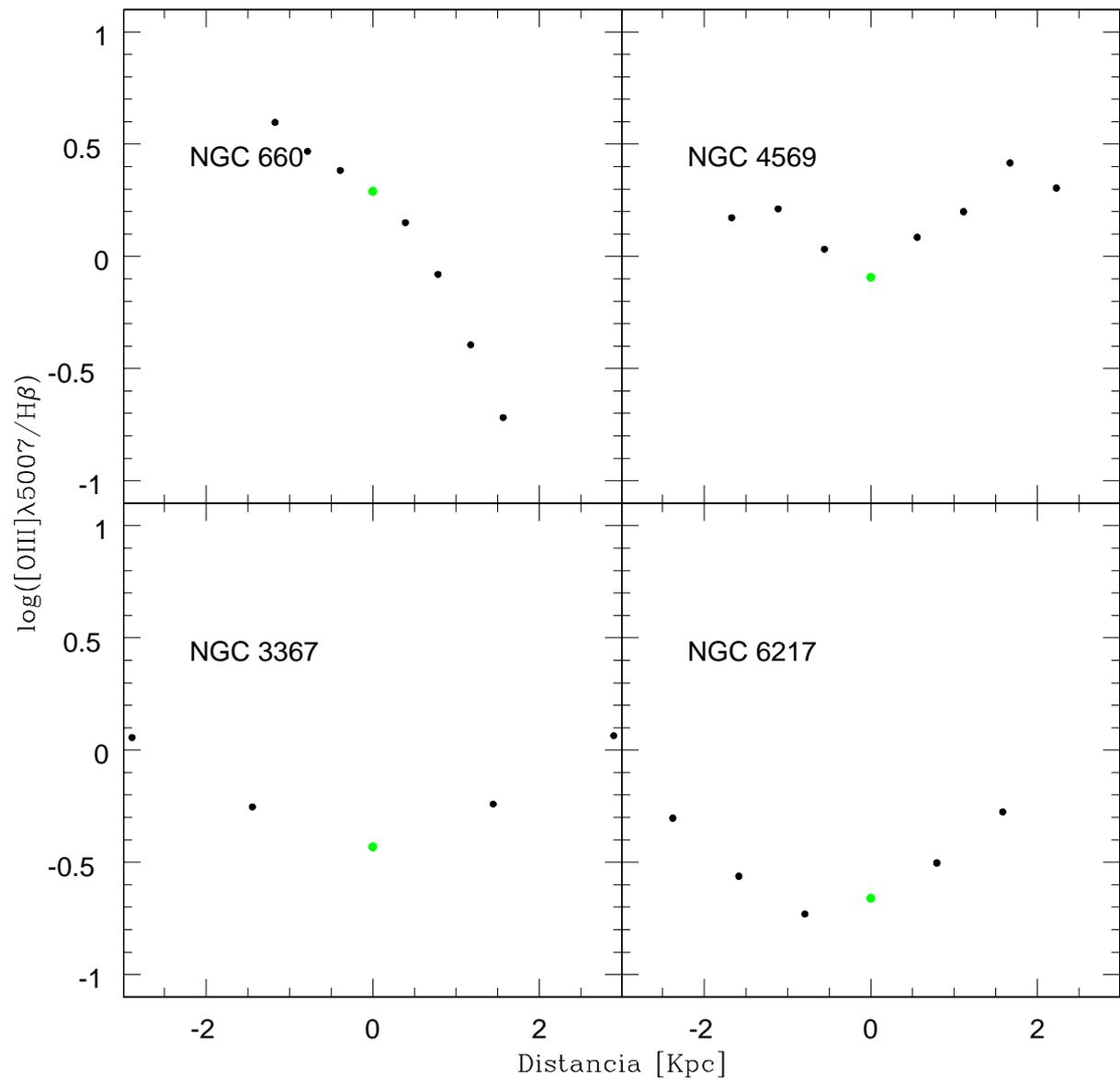


Fig. 11.24: Perfiles de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ para Núcleos HII + Normales.

11.5. Líneas de Emisión: Diagramas de Diagnósticos Extra-Nucleares

Vimos en la sección 11.2 la utilidad de los Diagramas de Diagnóstico en la clasificación de núcleos según la actividad. Un punto muy importante a tener en cuenta en este tipo de análisis es el hecho de que estamos incluyendo información de los flujos de las líneas de emisión en donde éstas se originan: si las mismas corresponden a extracciones nucleares de las galaxias, los diagramas así construídos representan la actividad en dichas regiones. Si podemos determinar los flujos de las líneas de emisión en las extracciones extra-nucleares, podremos confeccionar Diagramas de Diagnóstico para estas regiones y analizar variaciones espaciales, como mostramos en la sección anterior.

En las Figuras 11.26 a 11.28 se muestra el diagrama de $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ vs. $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ para LINERs, Objetos de Transición y Núcleos HII + Normales, respectivamente. En las Figuras 11.29 a 11.31 se muestra $[\text{NI}]\lambda 5200/\text{H}\beta$ vs. $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$, también para LINERs, Objetos de Transición y Núcleos HII + Normales.

Los puntos llenos indican los valores obtenidos a la “derecha” del núcleo (ver Figuras de la sección anterior) mientras que los puntos huecos se refieren a los valores a la “izquierda” del núcleo.

Como en los diagramas anteriores, la línea a trazos delimita las regiones fotoionizadas por estrellas tempranas de las activas. En la mayoría de los LINERs las extracciones extra-nucleares muestran cocientes que caen aproximadamente dentro del régimen de actividad LINER. Algunos casos límite pueden ser debidos a incerteza en la determinación de la línea de separación. Por otro lado, se destaca NGC 6951, en donde se percibe una clara diferencia de cocientes: la actividad está concentrada exclusivamente en los ~ 2 Kpc, con cocientes típicos de regiones HII en zonas vecinas.

En los Objetos de Transición y HII la diferencia de cocientes es mayor, como vimos en los perfiles radiales. En algunos casos, como NGC 4826 y NGC 6503 la diferencia es notable. En NGC 4569 llama la atención que, mientras el núcleo está clasificado como HII, las regiones extra-nucleares presentan cocientes atípicos para este tipo de núcleo.

En estos Diagramas, el punto verde indica el valor de la extracción central. La cruz verde en cada diagrama es el valor obtenido de espectros residuales que simulan una extracción del SDSS: como la abertura usada por SDSS es de $3'' \sim 7$ veces nuestras extracciones ($1'' \times 1.14''$), contruimos espectros mediante la suma de la extracción nuclear y la suma de las extracciones inmediatamente vecinas, de la forma “sdss”=”nuc”+ $2.7 \times$ (“m06”+”p06”)⁴.

Un ejemplo se muestra en la figura 11.25. En algunos casos los espectros simulados “sdss” presentan diferencias con respecto a las extracciones nucleares, reflejando naturalmente la contribución de las regiones circumnucleares. Debido a que los errores involucrados en la determinación de los flujos de las líneas de emisión son de $\sim 10\%$, en los diagramas tendremos un error en cada eje menor que ~ 0.1 dex, por lo que consideramos que los cocientes determinados para las extracciones nucleares y para “sdss” son distinguibles sólo si la diferencia es del orden de 0.1 dex o mayor. En ese sentido, se ve que en aproximadamente la mitad de las galaxias se aprecia una diferencia. Generalmente la diferencia es hacia las zonas delimitadas por regiones HII en los diagramas. Sin embargo, en algunos casos ocurre lo contrario: las extracciones circumnucleares revelan cocientes típicos de una mayor actividad, por lo que el espectro “sdss” se encuentra viciado hacia esas regiones. Ejemplo de ello son NGC 6500 y NGC 4569. En los Núcleos HII + Normales las líneas $[\text{OII}]\lambda 3727$, $[\text{OIII}]\lambda 5200$ y $[\text{NI}]\lambda 5200$ son más intensas en las regiones circumnucleares, como evidenciaron sus perfiles radiales. En NGC 4569,

⁴ El factor 2.7 surge como resultado de darle diferentes pesos a las extracciones extra-nucleares.

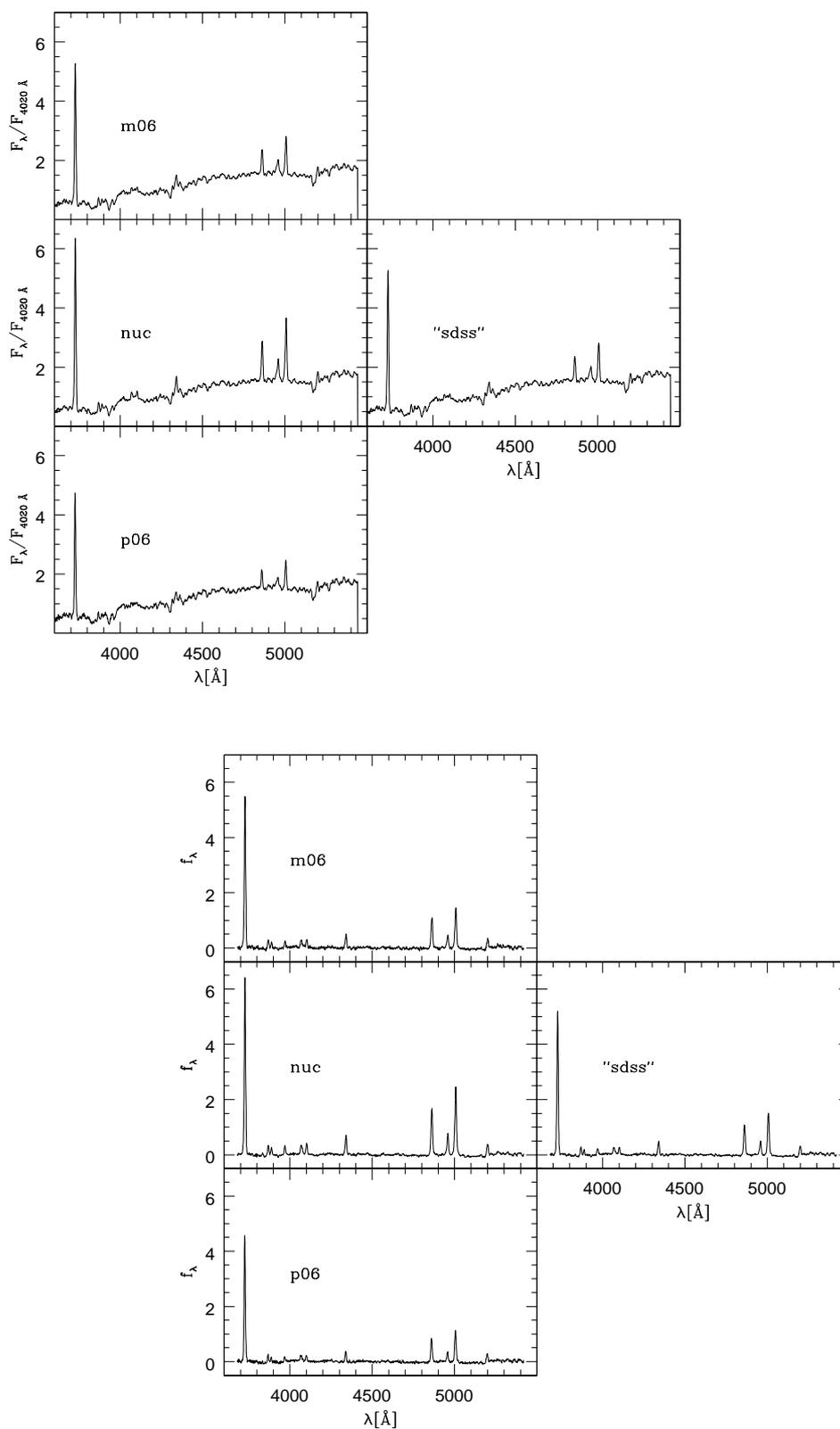


Fig. 11.25: Ejemplos de espectros simulados de una abertura del tipo SDSS. Arriba: espectros observados correspondientes a las extracciones nuclear (panel central izquierdo), extra-nucleares (paneles superior e inferior izquierdos), y espectro “sdss” (panel central derecho) como explicado en el texto. Abajo (centro): ídem pero para los residuos resultantes luego de aplicar la síntesis espectral a los espectros de la Izquierda.

llamativamente algunos cocientes caen en la región LINER.

Este simple test pretende mostrar que para algunas de estas galaxias, si formaran parte de SDSS, posiblemente se verían afectadas en la clasificación espectral y en la determinación de algunos parámetros extraídos de esos hipotéticos espectros.

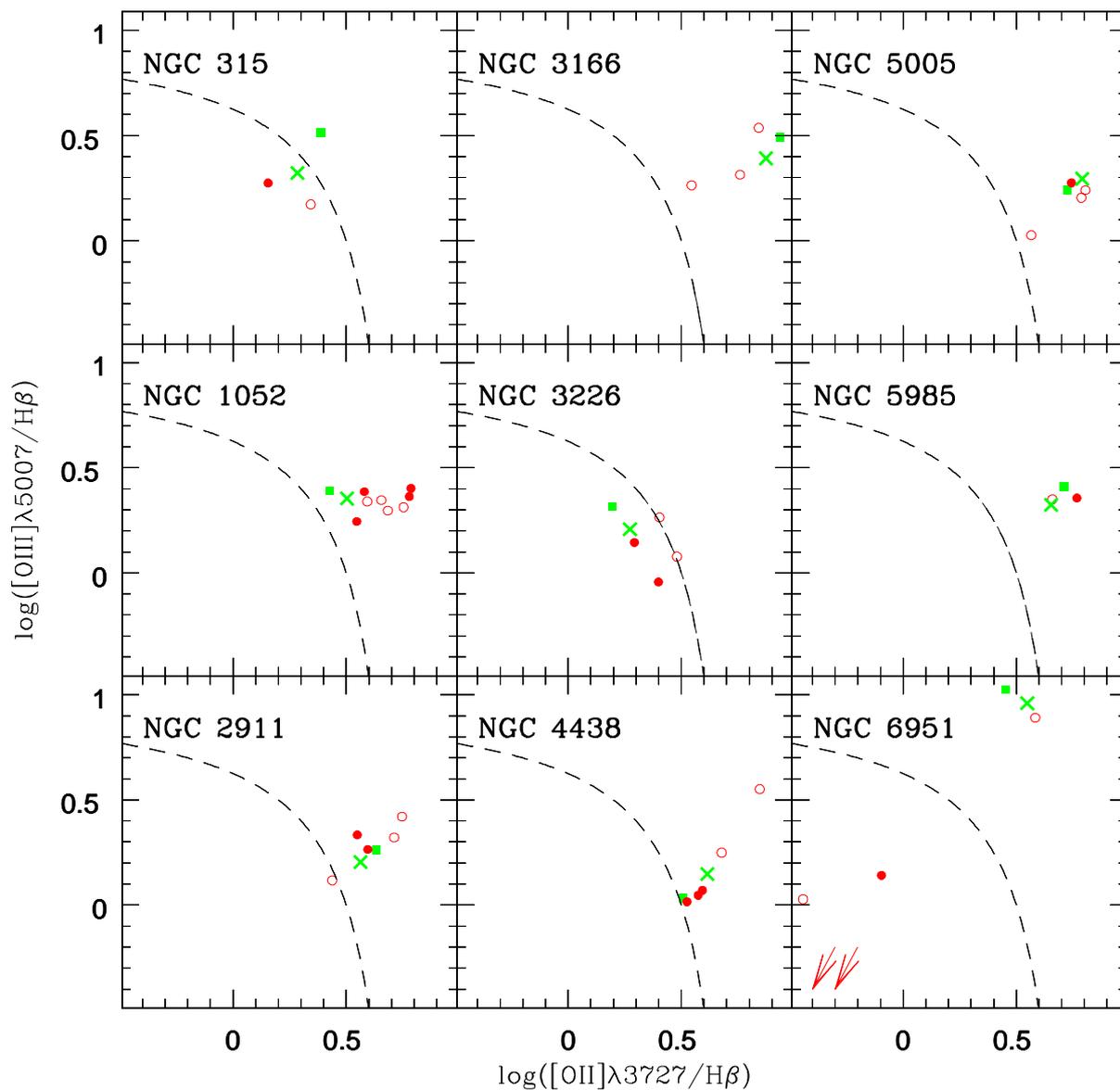


Fig. 11.26: $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ vs $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ para LINERs.

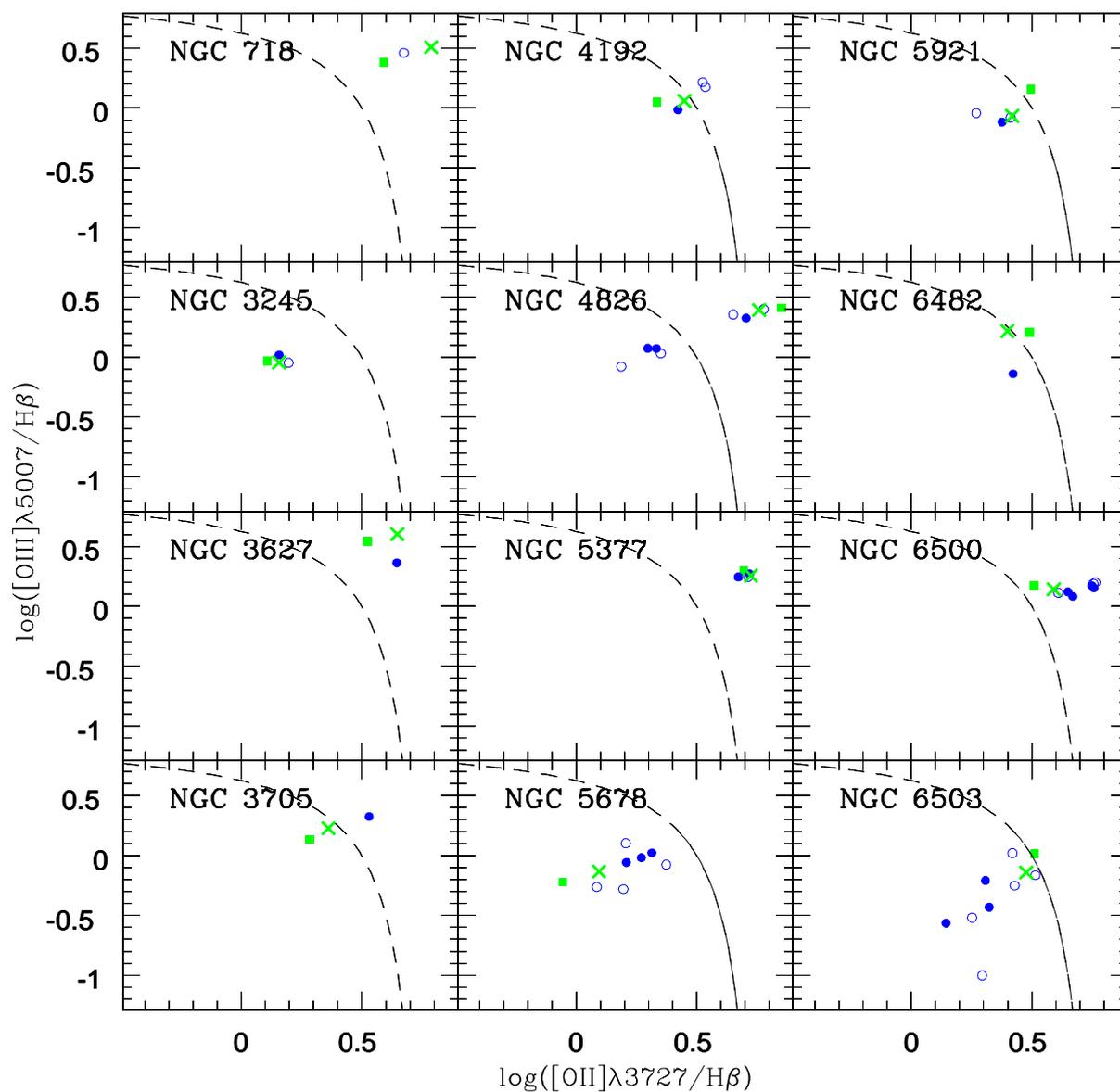


Fig. 11.27: $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ vs $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ para Objetos de Transición.

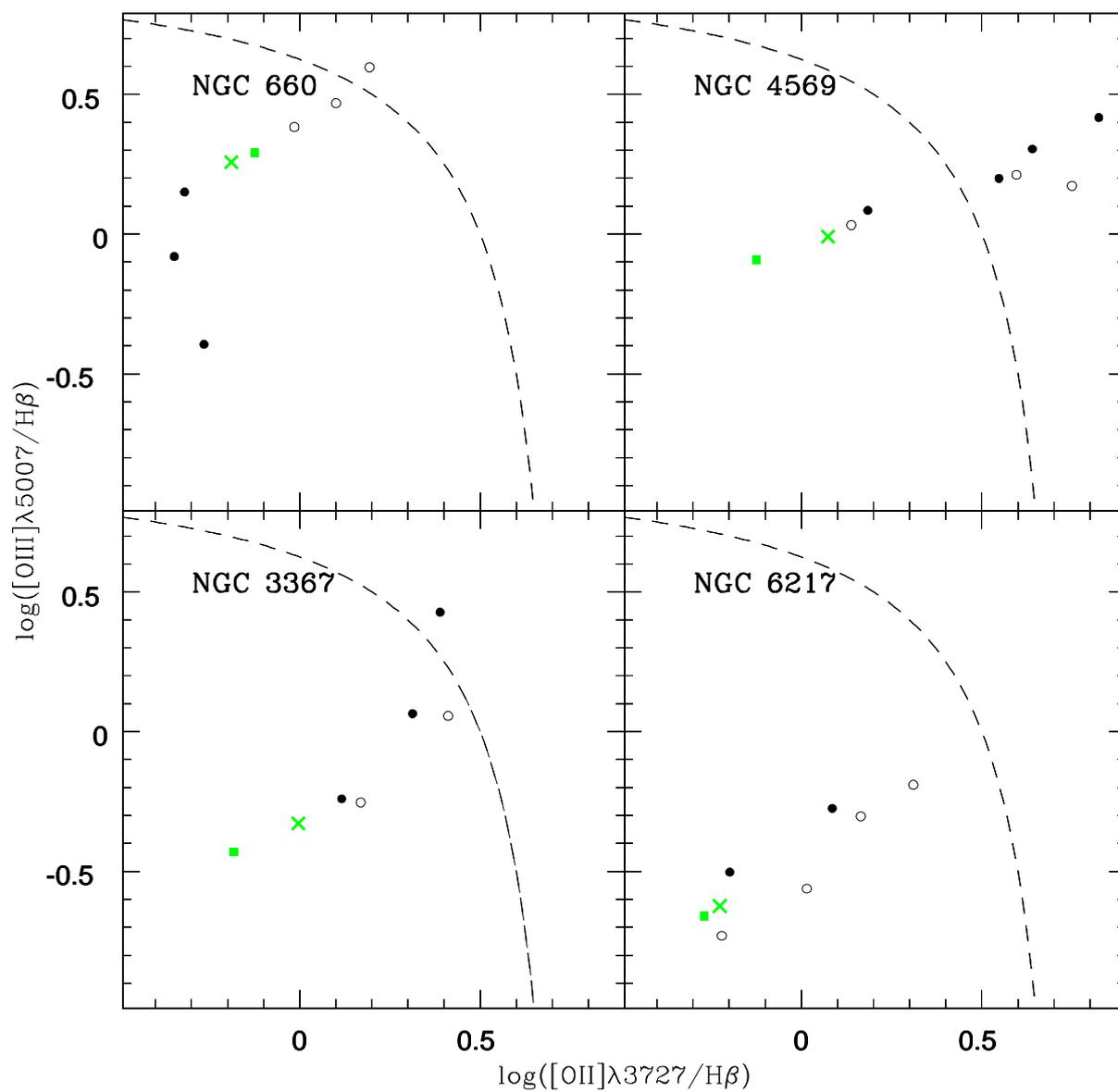


Fig. 11.28: $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ vs $[\text{OII}]\lambda 3727/\text{H}\beta$ para Núcleos HII + Normales.

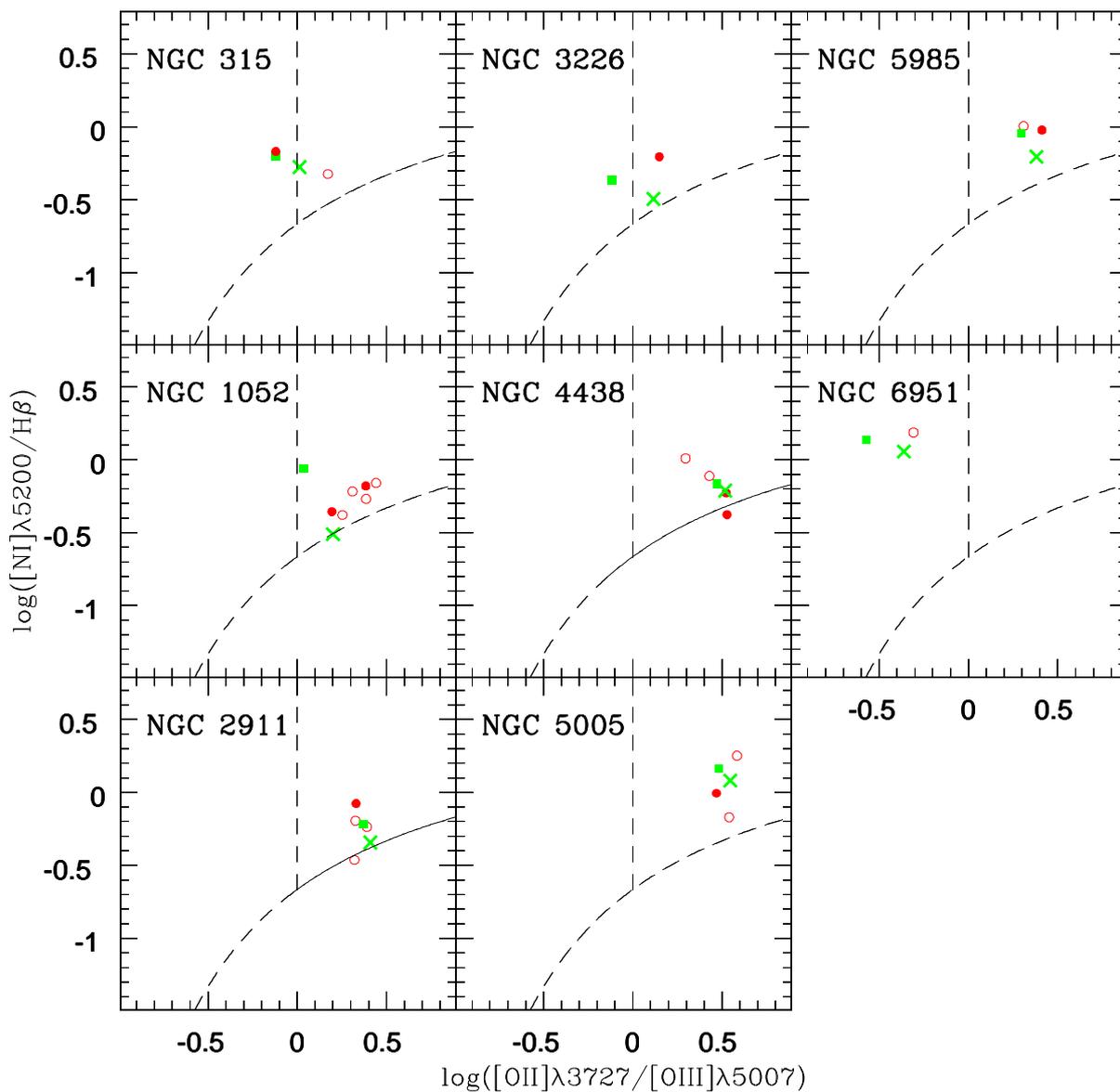


Fig. 11.29: $[\text{NI}]\lambda 5200/\text{H}\beta$ vs $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ para LINERs.

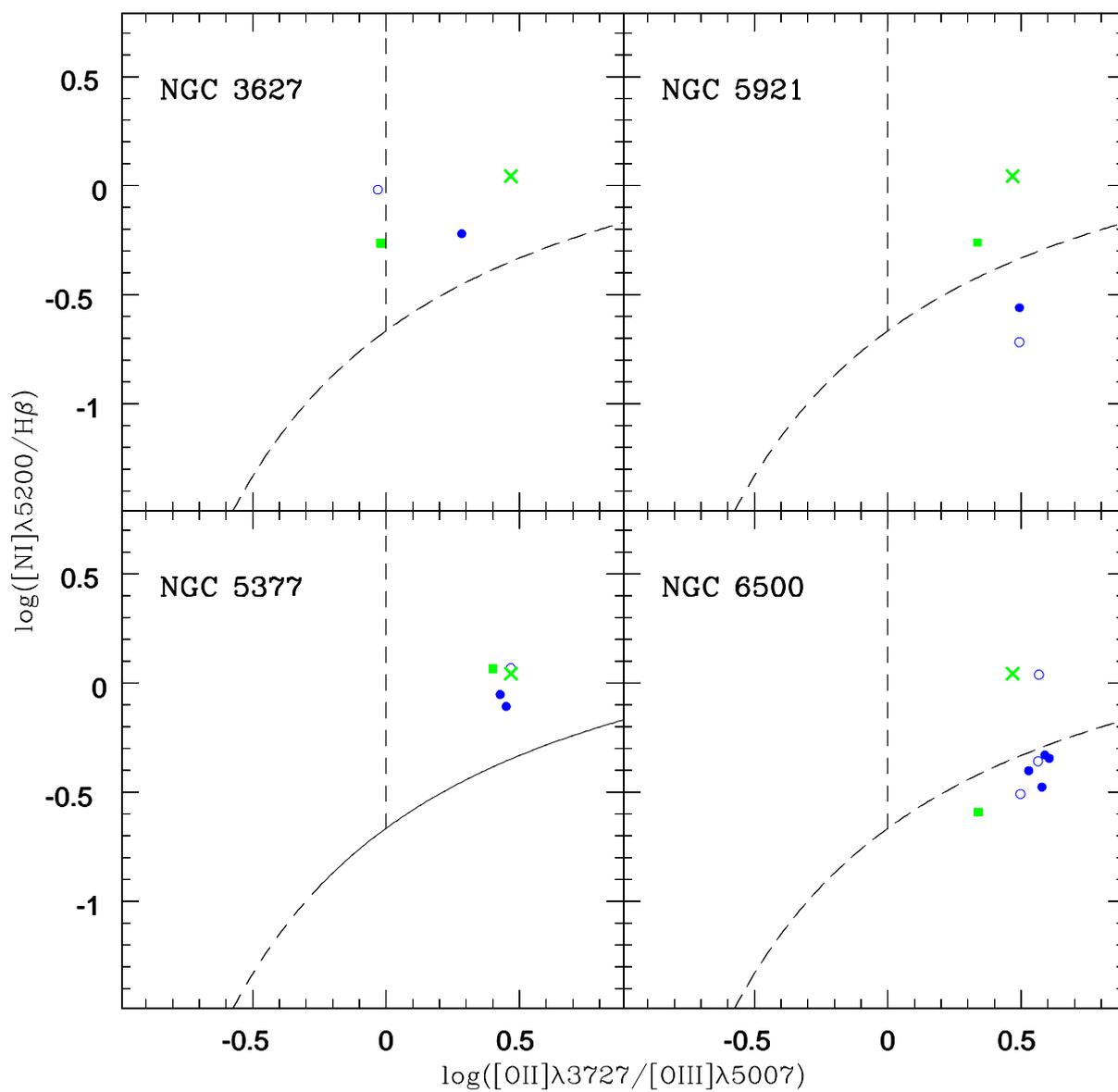


Fig. 11.30: $[\text{NI}]\lambda 5200 / \text{H}\beta$ vs $[\text{OII}]\lambda 3727 / [\text{OIII}]\lambda 5007$ para Objetos de Transición.

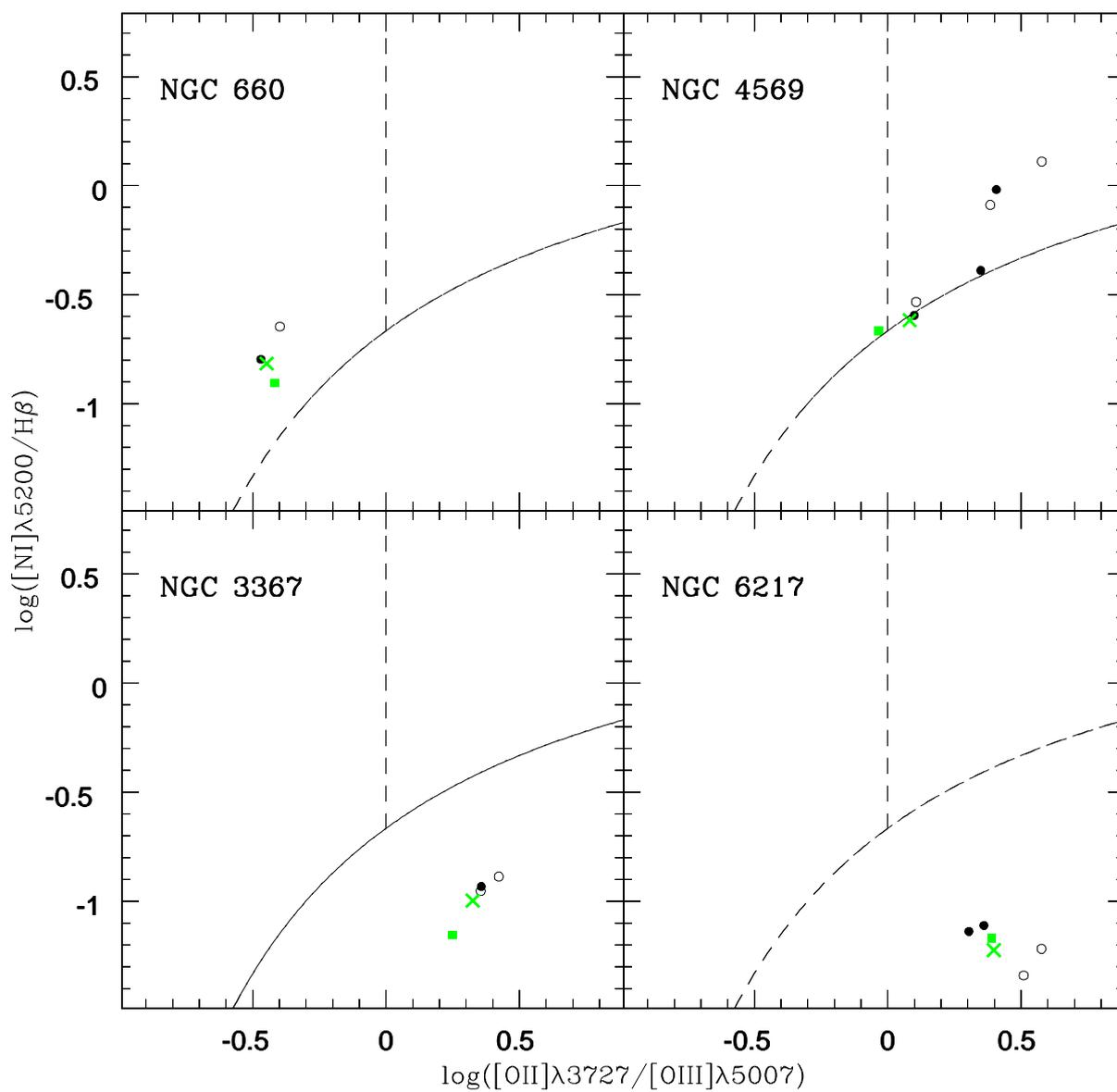


Fig. 11.31: $[\text{NI}]\lambda 5200 / \text{H}\beta$ vs $[\text{OII}]\lambda 3727 / [\text{OIII}]\lambda 5007$ para Núcleos HII + Normales.

Capítulo 12

Ionización Estelar en LLAGN

Exploramos en este capítulo la contribución de estrellas muy evolucionadas al continuo de ionización de LLAGN.

12.1. Mecanismos de Ionización en LLAGN

Es ampliamente aceptado, a través de las observaciones y análisis de los últimos 20 años, que existe una clara conexión entre formación estelar y el fenómeno AGN. Ambos escenarios son posibles, en el sentido de coexistir tanto la presencia de un agujero negro acretaando material circundante como la formación estelar reciente en sus inmediaciones. Un ejemplo de ello se mostró en la Figura 11.12, donde el eje vertical (L_{bol}/L_{Edd}) es proporcional a la tasa de acreción \dot{M}_{BH}/M_{BH} y el horizontal está relacionado con la edad media (o cantidades proporcionales a ésta). Estos trazadores son completamente independientes, por lo que efectivamente existe esa conexión, aunque sus causas todavía no se expliquen en su totalidad.

En secciones anteriores mostramos que los LINERs se diferencian, entre otras propiedades, en el cociente $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ (Figura 11.5, derecha) y edad media (paneles superiores de la Figura 10.12). Aunque la diferencia no es muy marcada, estadísticamente se nota que los valores medios de cada distribución son distinguibles. Por otro lado, está establecido que el flujo de $H\beta$ será mayor en sistemas donde la formación estelar es intensa, mientras que no es significativa en donde la población estelar predominante no sea muy joven. Esto indica que, dependiendo de la intensidad de $[OIII]\lambda 5007$ (ver los dos paneles superior izquierdo de la Figura 11.3), el cociente $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ puede estar relacionado con la edad de la población estelar dominante en cada caso. En la Figura 12.1 se muestra que los comportamientos de $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ y edad media se encuentran relacionados; tanto en ésta como en las Figuras 11.5 y 10.12 demuestran que las poblaciones dominantes no son de estrellas jóvenes en LINERs y quizás tampoco lo sean en los Objetos de Transición.

Surge así la necesidad de explicar el espectro de líneas de emisión de los LLAGN: ¿son el resultado de la fotoionización del gas debido a la acreción de materia en el agujero negro?, ¿hasta qué punto la formación estelar puede ser reponsable de la emisión del gas?

Para examinar esta cuestión, analizaremos la contribución de las estrellas tardías como mecanismo de ionización en LLAGN. La idea, propuesta primeramente Trinchieri y di Serego Alighieri (1991) y Binette *et al.* (1994), se basa en el hecho de que en galaxias tempranas las estrellas post-AGB¹ proveen al medio interestelar suficientes fotones ionizantes como para explicar los anchos equivalentes observados de $H\alpha$. En estas galaxias, para las cuales la contri-

¹ Al respecto, recordar lo explicado en la sección 8.3.2.

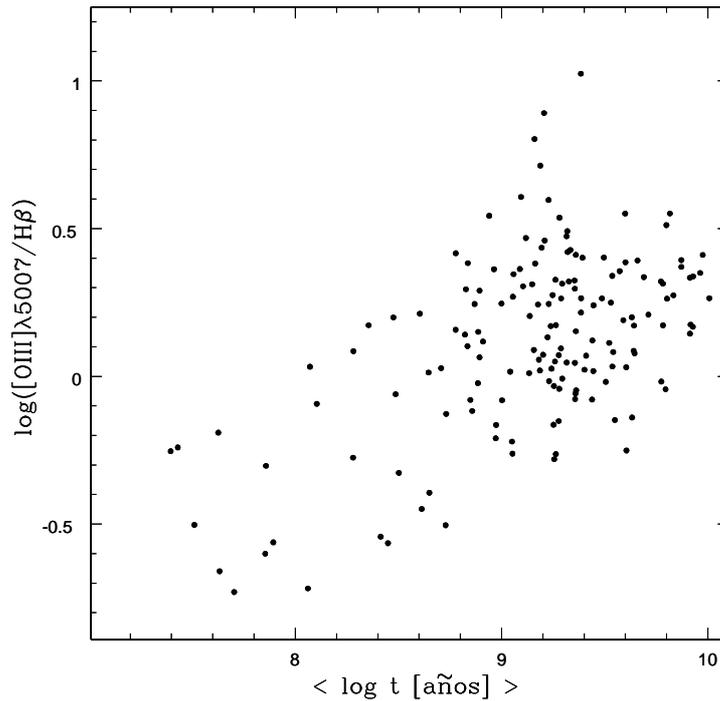


Fig. 12.1: Relación de $\log([\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$ con la edad media de las poblaciones estelares, teniendo en cuenta todas las extracciones espectrales.

bución de estrellas jóvenes es mínima, las poblaciones intermedias ($\sim 5 \times 10^8$ años; Taniguchi, 2000) pueden dar cuenta de la ionización requerida para explicar las líneas observadas.

Las galaxias denominadas “rojas” o “pasivas”, sin líneas de emisión evidentes, no presentan formación estelar reciente: en realidad, la formación estelar se ha detenido hace varios cientos de millones de años). Por otro lado, existen galaxias con formación estelar “actual”. Como nota Stasińska *et al.* (2009), debe haber una categoría de galaxias con formación estelar *detenida recientemente*, conteniendo de esa manera una no despreciable cantidad de estrellas del tipo enana blanca o post-AGB. Estas estrellas producen un campo de radiación aún más intenso que el de las estrellas masivas, por lo que en los Diagramas de Diagnóstico estos objetos se encontrarían arriba de las regiones delimitadas por regiones HII. Stasińska llama a estos objetos “retired galaxies”: galaxias “retiradas” o “jubiladas”².

12.2. Cómputo de Fotones Ionizantes en LLAGN

La posibilidad de la contribución de estrellas muy evolucionadas al continuo de los LINERs ha sido explorada recientemente por Stasińska *et al.* (2009), Vale Asari *et al.* (2009) y Cid Fernandes (2009). Siguiendo esa línea de trabajo, nos preguntamos si estas poblaciones estelares evolucionadas pueden explicar las luminosidades observadas en nuestros objetos.

Realizamos este ejercicio haciendo uso del código STARLIGHT y teniendo en cuenta nuestros datos de $\text{H}\beta$ y los de $\text{H}\alpha$ extraídos del trabajo de HFS. Necesitamos calcular para cada galaxia la luminosidad prevista en $\text{H}\beta$ por las poblaciones de estrellas muy evolucionadas, del tipo

² El término es opuesto a “activa” en lo que se refiere a la formación estelar; se evitó usar el término “pasivo”, debido a que éste sugiere la ausencia de líneas de emisión.

enana blanca o post-AGB. Para ello, no tenemos en cuenta las contribuciones de poblaciones estelares jóvenes, de la forma

$$L_{H\beta}^{prev,>8} = Q_H^{>8} \times hv_{H\alpha} / (3 \times 2,226) \quad (12.1)$$

donde el supraíndice > 8 se refiere a las poblaciones estelares con edades mayores que 10^8 años, $Q_H^{>8}$ es el número de fotones ionizantes del H que provienen por segundo de estas estrellas más evolucionadas, $hv_{H\alpha}$ es la energía del fotón $H\alpha$, y el factor $3 \times 2,226$ en el denominador se refiere a que sólo ~ 1 de cada 3 fotones ionizantes responsables de la emisión de $H\alpha$ lo será de $H\beta$ y al hecho de que 1 de cada ~ 2.226 fotones ionizantes del H producirá un fotón de $H\alpha$ en la cascada de recombinación, asumiendo que no existe escape de fotones ionizantes en el gas de la galaxia. El número $Q_H^{>8}$ se computó de

$$Q_H^{>8} = M_{Tot} \times \sum_j \mu_j \cdot q_{H,j} \quad (12.2)$$

donde M_{Tot} es la cantidad de masa, en unidades solares, que ha sido convertida en estrellas a lo largo de toda la vida de la galaxia (ver sección 10.3.2). El índice j en la sumatoria representa una población de edad t_j y metalicidad Z_j (SSP), por lo que $q_{H,j}$ son los números de fotones por segundo y por masa solar con energías >13.6 eV producidos por una población simple (obtenidos de los modelos de BC03), y están sumados con proporciones μ_j (fracciones de por unidad de masa).

Las luminosidades observadas en $H\beta$ han sido obtenidas y corregidas por extinción para cada galaxia como hicimos en secciones anteriores. Por tanto, estamos en condiciones de obtener el cociente de la luminosidad prevista de $H\beta$ que proviene de las poblaciones con edades mayores que 10^8 años con respecto a la luminosidad observada en $H\beta$.

Un histograma de $L_{H\beta}^{prev,>8} / L_{H\beta}^{obs}$ se muestra en la Figura 12.2 (arriba a la izquierda). A pesar de que la muestra es pequeña, está claro que la mayoría de los objetos se encuentran entre ± 0.5 dex: 8 de los 11 LINERs y 10 de los 16 Objetos de Transición con $H\beta$ detectada están dentro de estos límites. Es decir, este resultado demuestra que, dentro de un factor 3, los LLAGN son consistentes con el modelo de galaxia “retirada”.

Repetimos el cómputo de la luminosidad prevista por poblaciones viejas, esta vez para la línea $H\alpha$. El cálculo para la luminosidad prevista es similar al de la ecuación 12.1 pero sin el factor 3 en el denominador; los datos observacionales son de HFS. El resultado se muestra en la misma Figura (12.2; arriba a la derecha). Al igual que con $H\beta$, para más de la mitad de los datos en cada tipo, las luminosidades se explican como resultado de la ionización debida a estrellas tardías. Además de las luminosidades, podemos realizar una comparación de los anchos equivalentes de $H\beta$ previstos y observados. El resultado (la misma Figura, abajo) es esencialmente el mismo que en el primer gráfico: explicamos los anchos equivalentes de $H\beta$ de la mayor parte de los datos (cocientes mayores que ~ 0.5) como consecuencia de la contribución de estrellas tardías.

Por último, exploramos la dependencia de $L_{H\beta}^{prev,>8} / L_{H\beta}^{obs}$ con varios parámetros, como mostrado en la Figura 12.3. Algunos núcleos (con cocientes ~ -1) son los que presentan un mayor rango en metalicidad y masa estelar. Sin embargo, para la mayoría de los Objetos de Transición, los gráficos relacionados con la edad media muestran que las poblaciones estelares dominantes son viejas, sin necesidad de estrellas jóvenes para explicar su naturaleza. Para estos objetos, la previsión de estrellas muy evolucionadas como mecanismo de ionización es la más consistente con lo observado. Esto resulta quizás más evidente en la Figura 12.4, donde se realizó el

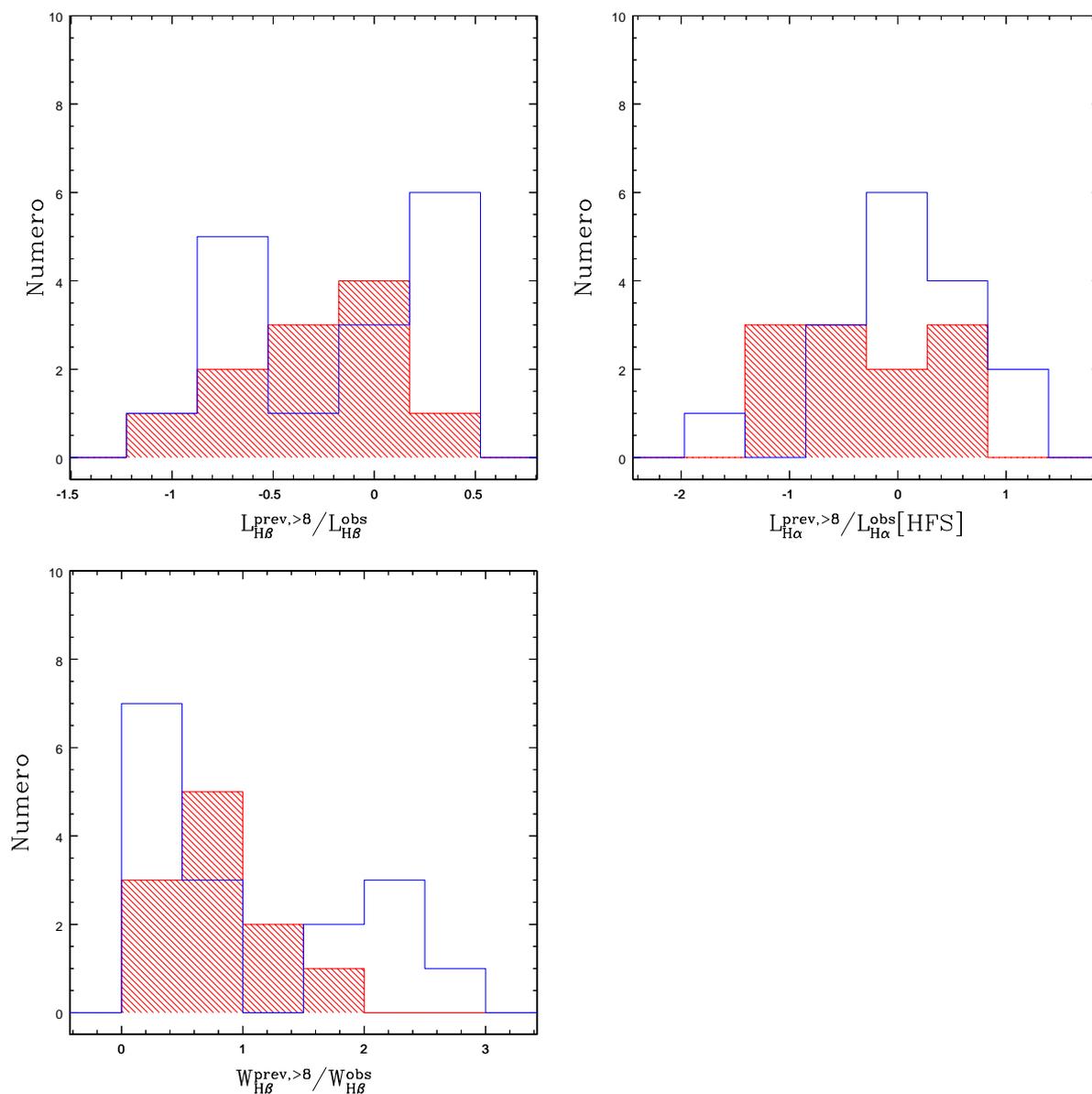


Fig. 12.2: Arriba: (Izquierda) Distribución de cocientes de la luminosidad en $H\beta$ prevista por la síntesis para poblaciones estelares con edades mayores que 10^8 años y luminosidad en $H\beta$ observada; (Derecha) Distribución para el cociente de luminosidades en $H\alpha$, usando los datos observados de HFS. Abajo: Distribución de cocientes de anchos equivalentes de $H\beta$ prevista por la síntesis para poblaciones estelares con edades mayores que 10^8 años y medido de nuestros espectros. Colores como en la Figura 10.12.

cómputo de la contribución al ancho equivalente de las poblaciones con edades mayores que 10^8 años comparada con los anchos equivalentes observados de $H\beta$. Este gráfico merece un análisis similar al anterior, teniendo en cuenta si $W_{H\beta}^{prev, >8} / W_{H\beta}^{obs}$ es mayor o menor que la unidad. Por último, en la Figura 12.5 se realiza el mismo cálculo que en 12.2 y usamos los datos observacionales de HFS, aunque la dispersión resultante es mayor que 12.3.

Para los LINERs de nuestra muestra el comportamiento de $L_{H\beta}^{prev, >8} / L_{H\beta}^{obs}$ en la Figura 12.3 es compatible con lo establecido en secciones anteriores: los LINERs tienden a existir como tales en núcleos galácticos masivos, de alta metalicidad, con poblaciones dominantes de edades mayores que 10^9 años, y pueden ser explicados en su gran mayoría dentro del escenario de galaxia “retirada”.

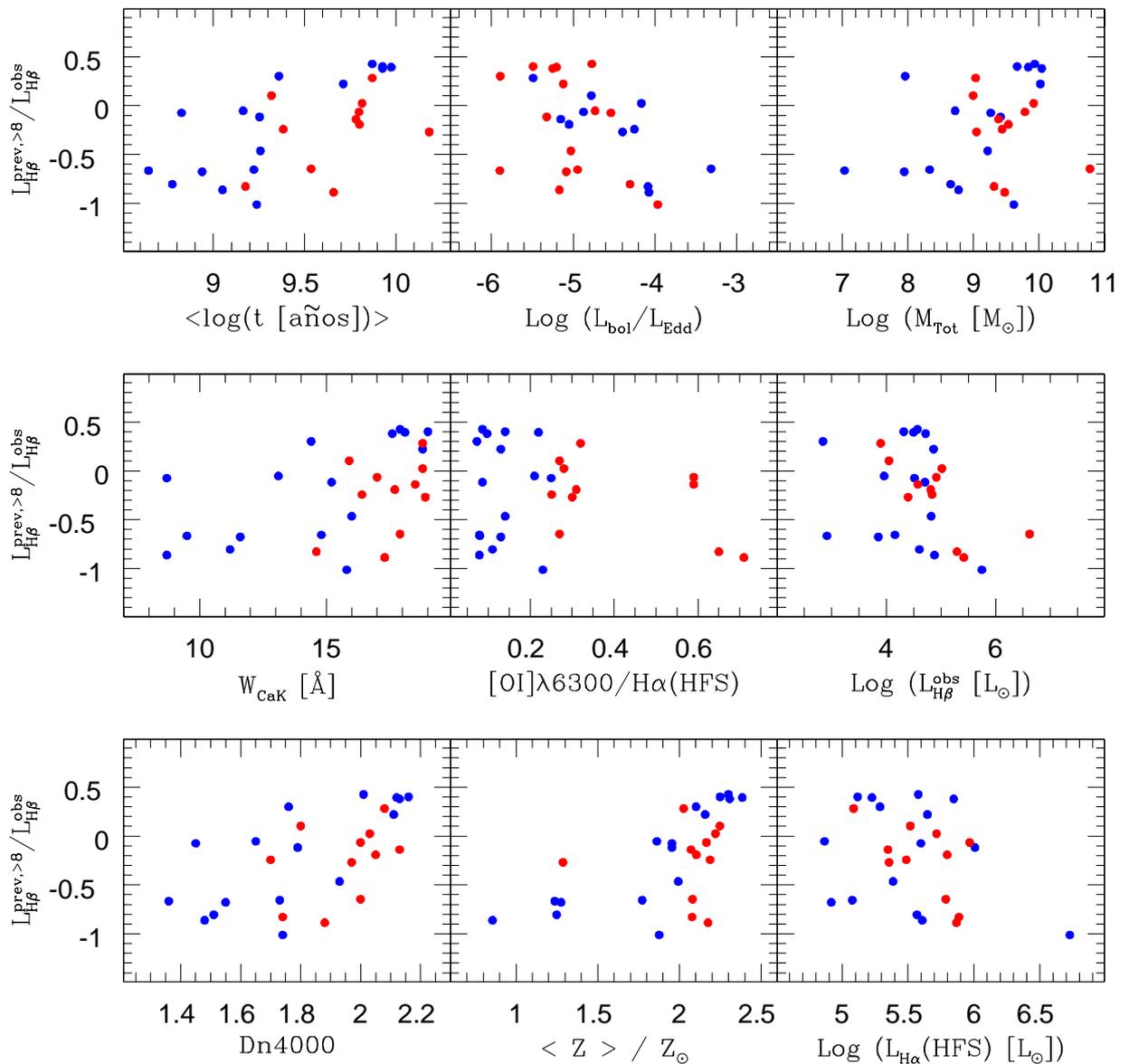


Fig. 12.3: Dependencia de $L_{H\beta}^{prev,>8} / L_{H\beta}^{obs}$ con varios parámetros, como explicado en el texto. Colores como en la Figura 10.6.

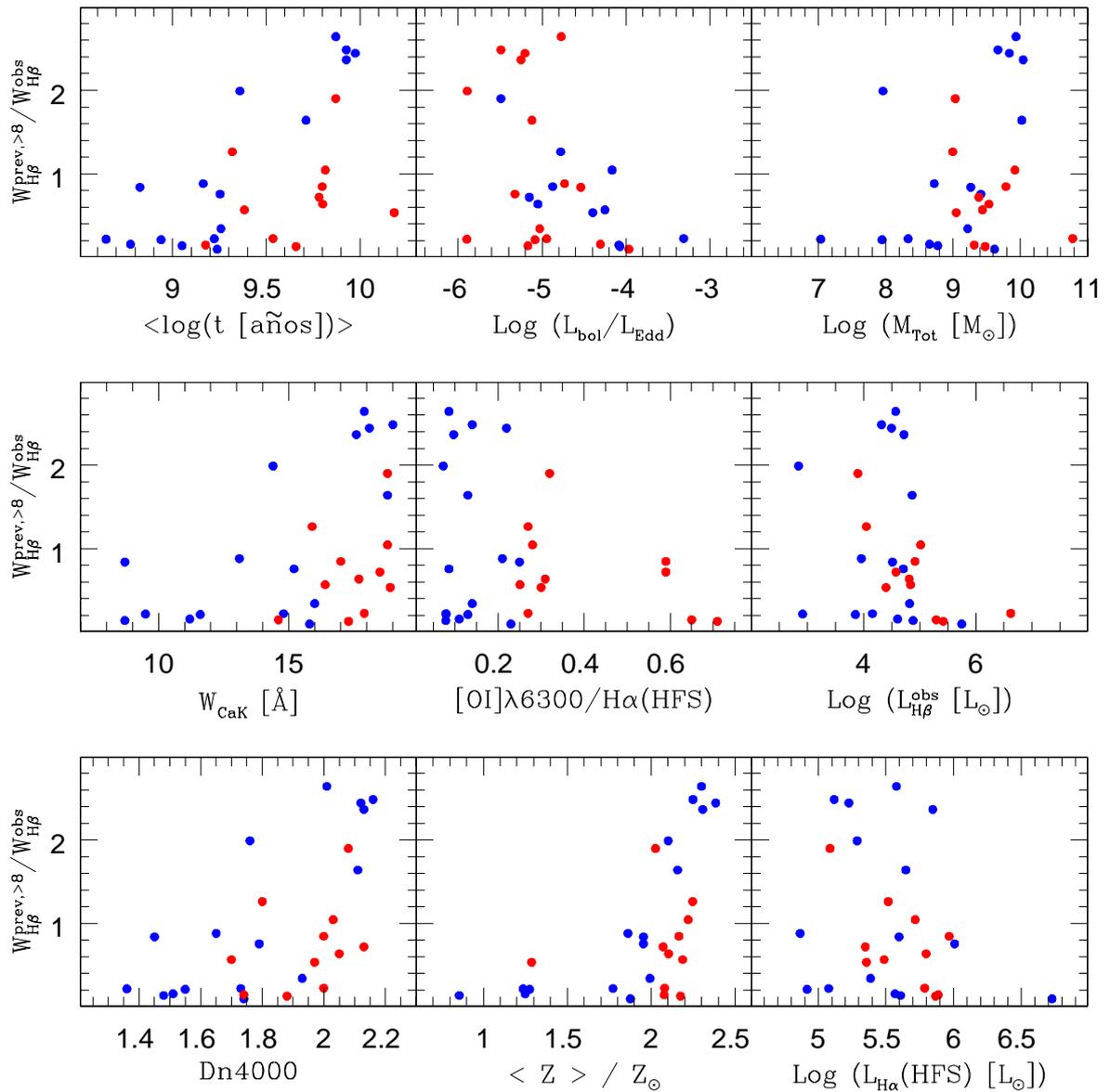


Fig. 12.4: Similar a 12.3, ahora para $W_{H\beta}^{prev,>8} / W_{H\beta}^{obs}$.

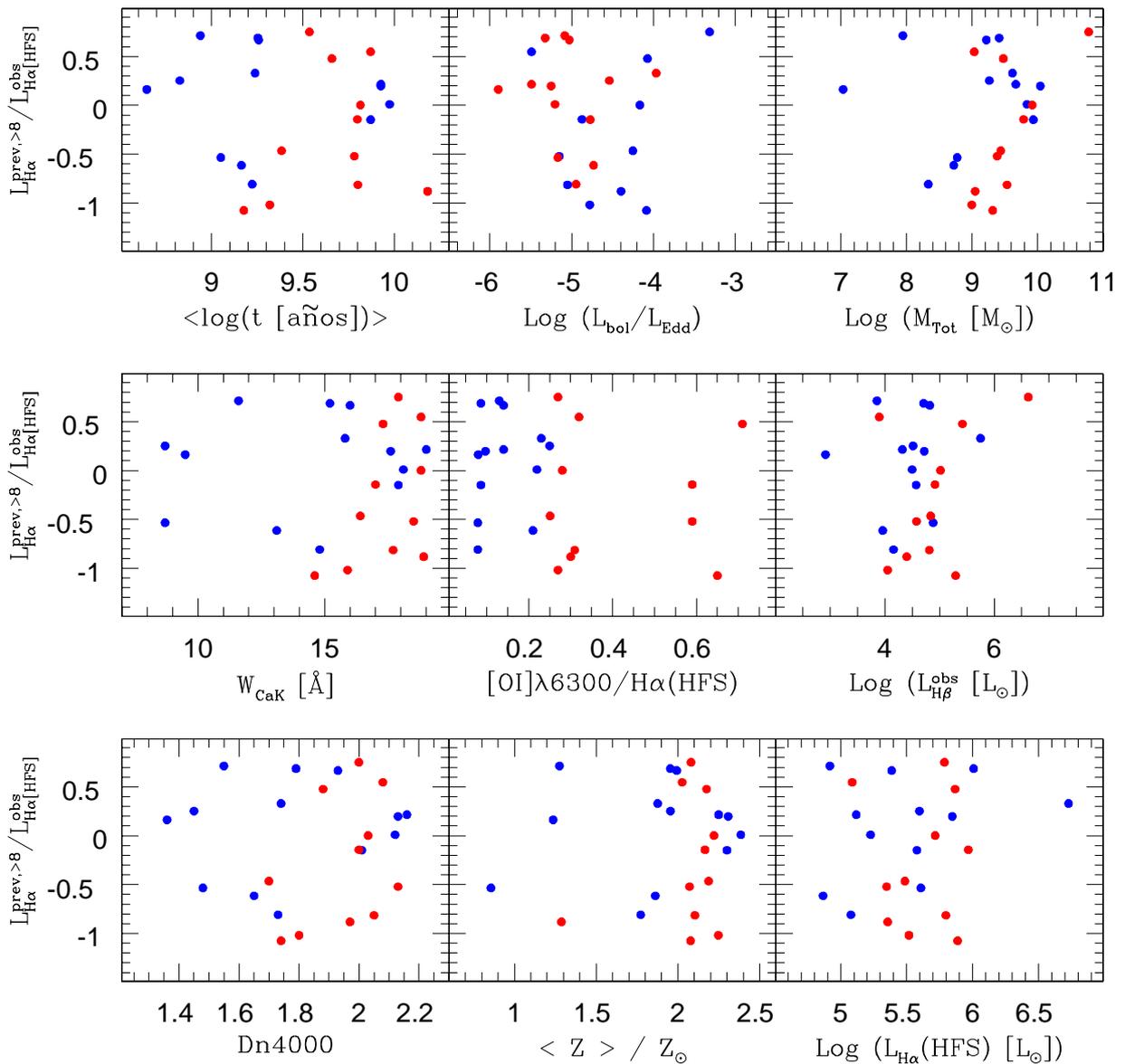


Fig. 12.5: Similar a 12.3, ahora para $L_{H\alpha}^{prev,>8} / L_{H\alpha}^{obs}$.

Capítulo 13

Conclusiones

La presente Tesis estuvo dedicada al estudio del fenómeno de núcleo galáctico activo mediante la observación y modelización espectroscópica. Las observaciones comprenden dos conjuntos de datos: una muestra estuvo enfocada principalmente a núcleos del tipo Seyfert y la otra a los llamados núcleos activos de baja luminosidad.

En una primera Parte analizamos los espectros de núcleos Seyfert además de algunas galaxias Starburst y Normales. Las observaciones estuvieron centradas en el rango espectral del Triplete del Calcio en 8498.02, 8542.09 y 8662.14 Å (CaT) y de la línea nebular [SIII] λ 9068.9.

En la segunda Parte la muestra espectroscópica abarcó mayormente núcleos del tipo LINER y Objetos de Transición, además de algunos Núcleos HII y Normales. El análisis estuvo centrado en el rango espectral óptico, en 3400–5400 Å.

13.1. Seyfert 2

Elaboramos un atlas espectroscópico de 78 galaxias en la región del CaT + [SIII] λ 9068.9. Mediante el método de ajuste directo, y tomando como referencia un conjunto de estrellas estándares observadas, determinamos los anchos equivalentes del CaT y [SIII] λ 9068.9 y las dispersiones de velocidades estelar y gaseosa a través de los ensanchamientos de estas líneas. Además de estas medidas, utilizamos de la literatura los datos del ancho equivalente de la línea Ca II 3933 Å (CaK).

Las conclusiones sobre el estudio de los núcleos Seyfert se listan a continuación:

1. Los anchos equivalentes del CaT y de [SIII] λ 9068.9 están diluidos en los Seyfert 1 debido a la presencia de una componente no-estelar, mientras que en los Seyfert 2 no hay signos de dilución.

Este resultado es consistente con el escenario del modelo unificado para Seyferts. En este esquema, el continuo no-estelar nuclear es visto directamente en los Seyfert 1, por lo que los anchos equivalentes de las líneas de absorción y emisión se verán afectados por la presencia de este continuo. Obtenemos también un rango de intensidades del CaT similar para Seyfert 2 y núcleos normales, lo cual es indicativo de que el continuo no-estelar dispersado en Seyfert 2, si es que el mismo se encuentra presente, es demasiado débil como para producir un efecto detectable en el óptico-IR.

Mostramos además que la dilución nuclear de las líneas del CaT en los Seyfert 1 y la no-dilución en los Seyfert 2 se mantiene espacialmente, aproximadamente dentro del kpc central. A esta distancia los efectos desaparecen, lo que implica que las líneas estelares

son diluídas debido al continuo no-estelar directamente visto del núcleo de los Seyfert 1, confirmando una vez más la compatibilidad con el modelo unificado.

2. La intensidad del CaT no es una buena trazadora de las edades y metalicidades medias de poblaciones estelares ricas en metales. De todas maneras, su combinación con la línea CaK da un condicionamiento a la naturaleza de la emisión del continuo desde longitudes de onda ópticas hasta cercano IR.
3. Realizamos modelos de síntesis en el plano CaT-CaK, considerando (a) combinaciones de poblaciones estelares y leyes de potencia (estas últimas representativas de un continuo ionizante no-estelar, proveniente del núcleo activo) de diferentes índices espectrales, (b) combinaciones de poblaciones estelares simples de varias metalicidades, computadas de los modelos de Bruzual y Charlot (2003), (c) combinaciones de poblaciones estelares viejas con poblaciones estelares jóvenes extinguidas con diferentes magnitudes, ambas de diferentes edades y metalicidades, y (d) formación estelar continua, de metalicidad solar y diferentes edades.

La hipótesis de que los Seyfert 2 estén compuestas de una población vieja y una fuente central del tipo ley de potencias no puede explicar la mayoría de los datos, por lo que descartamos definitivamente ese esquema.

Mostramos que la localización de los Seyfert 2 en el plano CaT-CaK puede ser explicada satisfactoriamente por medio de los modelos de síntesis que involucran combinaciones de una población estelar de 10^{10} años y una joven de 10^6 años extinguida sólo 1 o 2 magnitudes, con metalicidad sobresolar.

4. Encontramos una leve *correlación* entre el ancho equivalente del CaT y la dispersión de velocidades estelares para una submuestra de núcleos Seyfert con mayor proporción de población estelar joven. Esto contrasta con la correlación obtenida para núcleos de galaxias elípticas normales. Este tema merece ser explorado en mayor detalle, y establecer hasta qué punto las historias de formación estelar pueden llegar a explicar estos comportamientos.
5. Exploramos la cinemática estelar y gaseosa de los núcleos Seyfert, y encontramos que existe una correlación entre los valores nucleares de σ_* y $\sigma_{[\text{SIII}]}$, como así también una anticorrelación entre $\sigma_{[\text{SIII}]}/\sigma_*$ y σ_* , ambas con sustancial dispersión. Esto significa que se debe tener especial cuidado cuando se usa $\sigma_{[\text{SIII}]}$ como un sustituto de σ_* .

13.2. LLAGN

Analizamos en detalle los espectros de 53 núcleos activos de baja luminosidad. Esta muestra comprende núcleos LINER, Objetos de Transición, HII y normales, y fue extraída del catálogo de HFS. Los espectros corresponden a extracciones espectrales nucleares y extra-nucleares, contabilizando en total más de 600 espectros individuales. Aplicamos el código de síntesis

espectral STARLIGHT a estas extracciones. Este código ha resultado una excelente herramienta de síntesis de poblaciones estelares, y ha sido de fundamental importancia en este trabajo a la hora de determinar tanto parámetros estelares como del gas ionizado en esta muestra de LLAGN.

Las conclusiones sobre este estudio son las siguientes:

1. Realizamos la síntesis espectral con STARLIGHT a las regiones nucleares y extra-nucleares de núcleos activos de baja luminosidad. Algunos trabajos anteriores han utilizado esta muestra para el estudio de los LINERs; sin embargo, con dicho código la técnica resulta más refinada y por tanto obtenemos una mayor cantidad de parámetros que en anteriores trabajos.
2. A partir de los índices relacionados con la edad, obtenemos que las poblaciones estelares de los LINERs son de mayor edad media que en los Objetos de Transición: mientras que en estos últimos la edad media presenta un rango de valores de $\sim 5 \times 10^8$ a 10^{10} años, los LINERs son preferentemente “viejos”, acotados a edades medias entre $\sim 10^9$ y $\sim 5 \times 10^9$ años. Similar comportamiento derivamos para la metalicidad media, de $\sim 1-2.5 Z_{\odot}$ y $\sim 2-2.5 Z_{\odot}$ para Objetos de Transición y LINERs, respectivamente.

Encontramos una leve relación directa entre la masa (a través de las dispersiones de velocidades estelares) con la edad y metalicidad media nuclear.

3. Hallamos que el cociente $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ es alto en sistemas donde la edad y la metalicidad media son altas. A la vez, en los sistemas donde derivamos edades o metalicidades medias elevadas, este cociente adopta valores bajos (Objetos de Transición) o altos (LINERs).

El hecho de que los objetos débiles en $[\text{OI}]\lambda 6300$ sean más jóvenes que los de emisión intensa en $[\text{OI}]\lambda 6300$ es compatible con un escenario en el cual el brote de formación estelar nuclear decrece temporalmente, con lo que la contribución estelar a la intensidad en $\text{H}\alpha$ disminuye consecuentemente, haciendo que el cociente $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ sea mayor con el tiempo. Parece ser así que los núcleos con $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ bajos (Objetos de Transición) evolucionan hacia núcleos con $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ altos (LINERs). En el caso de los núcleos Seyfert 2 existe un escenario similar, propuesto por Cid Fernandes *et al.* (2001) y Storchi-Bergmann *et al.* (2001), en el cual los Seyfert 2 compuestos (Starburst circumnuclear + núcleo Seyfert 2) evolucionan hacia núcleos Seyfert 2 “puros” a medida que el Starburst se debilita.

4. Calculamos los índices relacionados con la edad media en función de la distancia al núcleo. Los liners presentan edades mayores en cercanías al núcleo con gradientes hacia edades menores fuera de estos. En los Objetos de Transición obtenemos, al contrario, una tendencia hacia edades medias algo menores hacia el núcleo, mientras que en Núcleos HII y Normales los perfiles son generalmente más “planos”.

Los aumentos de edades medias en las zonas centrales de los liners se corresponden con aumentos en las metalicidades medias, al igual que las masas estelares derivadas directamente de la síntesis espectral. De ella también obtenemos directamente los valores de

extinción, asociada a la presencia de polvo, a su vez relacionada con la edad de la población estelar. Los perfiles radiales muestran comportamientos variados en el caso de sistemas con poblaciones estelares jóvenes, mientras que en objetos de mayor edad media los perfiles de extinción son más planos y de valores más altos.

5. Investigamos el gas ionizado en los núcleos y regiones extra-nucleares. Aunque el objetivo primordial de la aplicación de la síntesis con STARLIGHT fue el estudio de los parámetros estelares, la directa obtención de los espectros residuales (diferencia de los espectros observados y sintéticos) nos permitió investigar el estado del gas ionizado a través del ajuste de gaussianas a las principales líneas de emisión.

Construimos Diagramas de Diagnóstico para los núcleos y delimitamos en ellos la zona que ocupa cada tipo de objeto. Sin embargo, estas regiones pueden variar de acuerdo a las regiones espectrales consideradas. Aunque esta variación no es muy fuerte, denota perfiles radiales de cocientes de líneas muy dependientes de la región extra-nuclear considerada.

6. Dentro del concepto de galaxia “retirada”, examinamos la posibilidad de la contribución de estrellas post-AGB y enanas blancas al continuo de los LLAGN. A partir de los resultados de la síntesis, computamos las luminosidades en $H\beta$ y $H\alpha$ provenientes de las poblaciones de estrellas muy evolucionadas. Mediante la comparación de éstas con las luminosidades observadas encontramos que las poblaciones estelares con edades mayores que 10^8 años pueden explicar gran parte de los datos.

Estos resultados muestran que las estrellas muy evolucionadas, del tipo post-AGB y enanas blancas, contribuyen significativamente al continuo ionizante de los LLAGN, por lo que en la mayoría de los Objetos de Transición no se necesita de las estrellas tempranas como mecanismo de excitación. Aún así, cabe la posibilidad de que las estrellas post-AGB se encuentren a muy poca distancia de un posible núcleo activo, e incluso puedan coexistir estrellas tempranas en sus inmediaciones en algunos casos. Sólo observaciones de alta resolución angular pueden llegar a discernir definitivamente si efectivamente el mecanismo de ionización es debido a un núcleo activo o si es la consecuencia de la fotoionización debido a estrellas muy evolucionadas, como mostramos para la mayoría de las galaxias de nuestra muestra.

BIBLIOGRAFÍA

- [1] Antonucci, R., 1993, *ARA&A*, 31, 473
- [2] Armandroff, T. E.; Zinn, R., 1988, *AJ*, 96, 92
- [3] Asari, N.V., 2006, Dissertação de Mestrado, Universidade Federal de Santa Catarina, Brazil.
- [4] Baade, W., 1942, *ApJ*, 100, 137
- [5] Baade W., 1944, *ApJ*, 100, 147
- [6] Bagnulo, S.; Jehin, E.; Ledoux, C.; Cabanac, R.; Melo, C.; Gilmozzi, R. and the ESO Paranal Science Operations Team 2003, *The Messenger*, 114, 10
- [7] Barbosa, F. K. B.; Storchi-Bergmann, T.; Cid Fernandes, R.; Winge, C.; Schmitt, H., 2006, *MNRAS*, 371, 170
- [8] Barth, A. J.; Ho, L. C.; Sargent, W. L., 2002, *AJ*, 124, 2607
- [9] Bassani, L.; Dadina, M.; Maiolino, R.; Salvati, M.; Risaliti, G.; della Ceca, R.; Matt, G.; Zamorani, G., 1999, *ApJS*, 121, 473
- [10] Benjamin, R. A.; Skillman, E. D.; Smits, D. P., 1999, *ApJ*, 514, 307
- [11] Bertone, E.; Buzzoni, A.; Rodríguez-Merino, L. H.; Chávez, M., 2004, *MmSAI*, 75, 158
- [12] Bica, E.; Alloin, D., 1987, *A&A*, 186, 49
- [13] Bica, E. 1988, *A&A*, 195, 76
- [14] Binette, L.; Magris, C. G.; Stasińska, G.; Bruzual, A. G., 1994, *A&A*, 292, 13
- [15] Blanford, R. D.; Rees, M. J., 1992 *AIPC*, 254, 3
- [16] Botte, V.; Ciroi, S.; Rafanelli, P.; Di Mille, F., 2004, *AJ*, 127, 3168
- [17] Bruzual, G., 1983, *ApJ*, 273, 105
- [18] Bruzual, G.; Charlot, S., 1993, *ApJ* 405, 538
- [19] Bruzual, G.; Charlot, S., 2003, *MNRAS*, 344, 1000 (BC03)
- [20] Cardelli, J. A.; Clayton, G. C.; Mathis, J. S., 1989, *ApJ*, 345, 245
- [21] Cenarro, A. J.; Cardiel, N.; Gorgas, J.; Peletier, R. F.; Vazdekis, A.; Prada, F., 2001a, *MNRAS*, 326, 959

- [22] Cenarro, A. J.; Gorgas, J.; Cardiel, N.; Pedraz, S.; Peletier, R. F.; Vazdekis, A., 2001b, MNRAS, 326, 981
- [23] Cenarro, A. J.; Gorgas, J.; Cardiel, N.; Vazdekis, A.; Peletier, R. F., 2002, MNRAS 329, 863
- [24] Cenarro, A. J.; Gorgas, J.; Vazdekis, A.; Cardiel, N.; Peletier, R. F., 2003, MNRAS, 339, L12
- [25] Cenarro, A. J.; Sánchez-Blázquez, P.; Cardiel, N.; Gorgas, J., 2004, ApJ, 614, L101
- [26] Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763
- [27] Charlot, S.; Bruzual, G., 1991, ApJ, 367, 126
- [28] Cid Fernandes, R., Terlevich, R., 1995, MNRAS, 272, 423
- [29] Cid Fernandes, R.; Storchi-Bergmann, T.; Schmitt, H., 1998, MNRAS, 297, 579
- [30] Cid Fernandes, R.; Heckman, T.; Schmitt, H.; González Delgado, R. M.; Storchi-Bergmann, T., 2001, ApJ, 558, 81
- [31] Cid Fernandes, R.; Gu, Q.; Melnick, J.; Terlevich, E.; Terlevich, R.; Kunth, D.; Rodrigues Lacerda, R.; Joguet, B., 2004, MNRAS, 355, 273
- [32] Cid Fernandes, R.; Mateus, A.; Sodré, L.; Stasińska, G.; Gomes, J.-M., 2005, MNRAS, 358, 363
- [33] Coelho, P.; Barbuy, B.; Melendez, J.; Schiavon, R.; Castilho, B., 2005. A&A 443, 735
- [34] Crampin, J.F.; Hoyle, F., 1961, MNRAS 122, 28
- [35] Díaz, A. I.; Terlevich, E. ; Terlevich, R., 1989, MNRAS, 239, 325
- [36] Díaz, A.; Terlevich, E.; Terlevich, R., 1989 MNRAS, 239, 325
- [37] Dressler, A., 1984, ApJ, 286,97
- [38] Elitzur, M.; Ho, L., 2009, astro-ph 0907.3752
- [39] Emsellem, E.; Greusard, D.; Combes, F.; Friedli, D.; Leon, S.; Pécontal, E.; Wozniak, H., 2001, A&A, 368, 52
- [40] Fath, E. A., 1909, PASP, 21, 138
- [41] Fagotto, F.; Bressan, A.; Bertelli, G.; Chiosi, C., 1994, A&AS, 105, 29
- [42] Falcón-Barroso, J.; Peletier, R. F.; Vazdekis, A.; Balcells, M., 2003, ApJ, 588, L17
- [43] Ferrarese, L.; Merrit, D., 2000 ApJ, 539, L9
- [44] García-Lorenzo B., Mediavilla E., Arribas S., 1999, ApJ, 518, 190
- [45] Garcia-Rissmann, A.; Vega, L. R.; Asari, N. V.; Cid Fernandes, R.; Schmitt, H.; González Delgado, R. M.; Storchi-Bergmann, T., 2005, MNRAS, 359, 765 (Paper I)
- [46] García-Vargas, M. L.; Molla, M.; Bressan, A., 1998, A&AS, 130, 513

- [47] Gomes, J.-M; Dissertação de Mestrado, 2005, Universidade Federal de Santa Catarina
- [48] Gomes, J.-M; Exame de Qualificação de Doutorado, 2007, Universidade Federal de Santa Catarina
- [49] González Delgado, R. M.; Perez, E.; Diaz, A. I.; García-Vargas, M. L.; Terlevich, E.; Vilchez, J. M., 1995, *ApJ*, 439, 604
- [50] González Delgado, R. M.; Leitherer, C.; Heckman, T.; Cerviño, M., 1997, *ApJ*, 483, 705
- [51] González Delgado, R. M.; Heckman, T.; Leitherer, C., 2001, *ApJ*, 546, 845
- [52] González Delgado, R. M.; Cerviño, M.; Martins, L. P.; Leitherer, C.; Hauschildt, P. H., 2005, *MNRAS*, 357, 945
- [53] Greene, J. E.; Ho, L. C., 2005a, *ApJ*, 627, 721 (GH)
- [54] Greene, J. E.; Ho, L. C., 2005b, *ApJ*, 630, 122
- [55] Greene, J. E.; Ho, L. C., 2007, *ApJ*, 667, 131
- [56] Grupe, D.; Mathur, S., 2004, *ApJ*, 606, L41
- [57] Gunn, J. E., Stryker, L. L., Tinsley, B. M., 1981, *ApJ*, 249, 48
- [58] Hamuy, M.; Suntzeff, N.; Heathcote, S.; Walker, A.; Gigoux, P.; Phillips, M., 1994 *PASP*, 106, 566
- [59] Harms, R.; Ford, H.; Tsvetanov, Z.; Hartig, G.; Dressel, L.; Kriss, G.; Bohlin, R.; Davidson, A.; Margon, B.; Kochhar, A., 1994, *ApJ*, 435, L35
- [60] Heap, S. R.; Lanz, T., 2003, "Workshop on Multi-wavelength Mapping of Galaxy Formation and Evolution", eds. R. Bender and A. Renzini
- [61] Heckman, T. M., 1980, *ApJ*, 87, 152
- [62] Heckman, T. M.; Krolik, J.; Meurer, G.; Calzetti, D.; Kinney, A.; Koratkar, A.; Leitherer, C.; Robert, C.; Wilson, A., 1995, *ApJ*, 452, 549
- [63] Heckman, T.; González Delgado, R.; Leitherer, C.; Meurer, G.; Krolik, J.; Wilson, A.; Koratkar, A.; Kinney, A., 1997, *ApJ*, 482, 114
- [64] Heckman, T. M.; Kauffmann, G.; Brinchmann, J.; Charlot, S.; Tremonti, C.; White, S.D.M., 2004, *ApJ*, 613, 109
- [65] Ho, L. C.; Filippenko, A.; Sargent, W., 2003, *ApJ*, 583, 159
- [66] Ho, L. C., 2009, en preparación
- [67] Idiart, T. P.; Thevenin, F.; de Freitas Pacheco, J. A., 1997, *AJ*, 113, 1066
- [68] Isobe, T.; Feigelson, E. D.; Akritas, M. G.; Babu, G. J., 1990, *ApJ*, 364, 104
- [69] Jiménez-Benito, L.; Díaz, A. I.; Terlevich, R.; Terlevich, E., 2000, *MNRAS*, 317, 907
- [70] Jones, J. E.; Alloin, D.; Jones, B., 1984, *ApJ*, 283, 457

- [71] Khachikian, E. Y.; Weedman, D. W., 1971, *Astrofizika*, 7, 389
- [72] Kewley, L. J.; Dopita, M. A.; Sutherland, R. S.; Heisler, C. A.; Trevena, J., 2001, *ApJ*, 556, 121
- [73] Kewley, L. J.; Groves, B.; Kauffmann, G.; Heckman, T., 2006, *MNRAS*, 372, 961
- [74] Komossa, S.; Xu, D., 2007, *ApJ*, 667, 33
- [75] Koski, A. T., 1978, *ApJ*, 223, 56
- [76] Kotilainen, J. K.; Ward, M. J., 1997, *A&AS*, 121, 77
- [77] Le Borgne J.-F. et al., 2003, *A&A*, 402, 433
- [78] Maeder, A.; Meynet, G, 1989, *A&A*, 210, 155
- [79] Magorrian, J.; Tremaine, S.; Richstone, D.; Bender, R.; Bower, G.; Dressler, A.; Faber, S.; Gebhardt, K.; Green, R.; Grillmair, C.; Kormendy, J.; Lauer, T, 1998, *AJ*, 115, 2285
- [80] Márquez, I., Masegosa, J., Durret, F., González Delgado, R., Moles, M., Maza, J., Pérez, E., Roth, M., 2003, *A&A*, 409, 459
- [81] Marigo, P.; Girardi, L., 2007 *A&A*, 469, 239
- [82] Massey, P.; Strobel, K.; Barnes, J. B.; Anderson, E., 1988, *ApJ*, 328, 315
- [83] Massey, P.; Gronwall, C., 1990, *ApJ*, 358, 344
- [84] Mateo, Mario L., 1998, *ARA&A*, 36 435
- [85] Mateus, A.; Sodré, L.; Cid Fernandes, R.; Stasińska, G.; Schoenell, W.; Gomes, J., 2006, *MNRAS*, 370, 721
- [86] Mayya, Y. D., 1997, *ApJ*, 482 L149
- [87] Michielsen, D.; De Rijcke, S.; Dejonghe, H.; Zeilinger, W. W.; Hau, G. K. T., 2003, *ApJ*, 597, L21
- [88] Michielsen, D.; Koleva, M.; Prugniel, P.; Zeilinger, W. W.; De Rijcke, S.; Dejonghe, H.; Pasquali, A.; Ferreras, I.; Debattista, V., 2007, *ApJ*, 670, L101
- [89] Muñoz Marín, V. M., González Delgado, R., Schmitt, H., Cid Fernandes, R., Pérez, E., Storchi-Bergmann, T., Heckman, T., Leitherer, C., 2007, *AJ*, 134, 648
- [90] Nelson, C. H., 2000, *ApJ*, 544, L91
- [91] Nelson, C. H.; Whittle, M., 1995, *ApJS*, 99, 67 (NW)
- [92] Nelson, C. H.; Whittle, M., 1996, *ApJ*, 465, 96 (NW)
- [93] Oke, J. B., 1990, *AJ*, 99, 1621
- [94] Oliva, E.; Origlia, L.; Maiolino, R.; Moorwood, A.F., 1995, *A&A*, 350, 9
- [95] Osterbrock, D, 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*

- [96] Pastoriza, M.; Donzelli, C.; Bonatto, C., 1999, *A&A* 347, 55
- [97] Plait, P.; Bohlin, R., 1997, *The 1997 HST Calibration Workshop with a new generation of instruments*. Edited by Stefano Casertano, Robert Jedrzejewski, Charles Keyes and Mark Stevens - Baltimore, MD.; Space Telescope Science Institute, p 150
- [98] Pelat, D., 1997, *MNRAS*, 284, 365
- [99] Pelat, D., 1998, *MNRAS*, 299, 877
- [100] Pogge, R. W.; De Robertis, M. M., 1993, *ApJ*, 404, 563
- [101] Prichet, C., 1978, *ApJ*, 221, 507
- [102] Prugniel, P.; Soubiran, C., 2001, *A&A*, 369, 1048
- [103] Renzini, A., 1981, *Ann.Phys.*, 6, 87
- [104] Rola, C.; Terlevich, E.; Terlevich, R., 1997, *MNRAS*, 289, 419
- [105] Saglia, R. P.; Maraston, C.; Thomas, D.; Bender, R.; Colless, M., 2002, *ApJ*, 579, L13
- [106] Sánchez-Blázquez, P.; Peletier, R.; Jiménez-Vicente, J.; Cardiel, N.; Falcón-Barroso, J.; Gorgas, J.; Selam, S.; Vazdekis, A., 2006, *MNRAS*, 371, 703
- [107] Sargent, W. L. W.; Young, P. J.; Lynds, C. R.; Boksenberg, A.; Shortridge, K.; Hartwick, F. D., 1978, *ApJ*, 221, 731
- [108] Schmitt, H. R.; Kinney, A. L.; Storchi-Bergmann, T.; Antonucci, R. R. J., 1997, *ApJ*, 447, 623
- [109] Schmitt, H. R.; Donley, J. L.; Antonucci, R. R. J.; Hutchings, J. B.; Kinney, A. L., 2003, *ApJS*, 148, 327
- [110] Seyfert, C. K., 1943, *ApJ*, 97, 28
- [111] Spinrad, H.; Taylor, B. J.; 1971, *ApJS*, 22, 445
- [112] Storchi-Bergmann, T.; Kinney, A. L.; Challis, P., 1995 *ApJS*, 98, 103
- [113] Storchi-Bergmann, T.; Cid Fernandes, R.; Schmitt, H. R., 1998, *ApJ*, 501, 94
- [114] Storchi-Bergmann, T.; Raimann, D.; Bica, L.; Fraquelli, H.; 2000, *ApJ*, 544, 747
- [115] Terlevich, R.; Davies, R. L.; Faber, S. M.; Burstein, D., 1981, *MNRAS*, 196, 381
- [116] Terlevich, E., Díaz, A., Terlevich, R., 1990, *MNRAS*, 242, 271 (TDT)
- [117] Terlevich, R. J., 1992, *ASP Conference Series*, 31: Relationships Between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies, 133
- [118] Terlevich, R. J.; Tenorio-Tagle, G.; Rozyczka, M.; Franco, J.; Melnick, J, 1995, *MNRAS* 272, 198
- [119] Tinsley, B. M., 1968, *ApJ*, 151, 574
- [120] Tinsley, B. M., 1972, *A&AJ*, 20, 383

- [121] Tinsley, B. M., 1973, *ApJ*, 186, 35
- [122] Tonry, J.; Davis, M., 1979, *AJ*, 84, 1511
- [123] Thomas, D., Maraston, C., Bender, R., 2002, *ApJSS*, 281, 371
- [124] Thomas, D., Maraston, C., Bender, R., *MNRAS*, 343, 279
- [125] Tran, H. D., 1995, *ApJ*, 440, 597
- [126] Tremaine, S.; Gebhardt, K.; Bender, R.; Bower, G.; Dressler, A.; Faber, S. M.; Filippenko, A. V.; Green, R.; Grillmair, C.; Ho, L. C.; Kormendy, J.; Lauer, T. R.; Magorrian, J.; Pinkney, J.; Richstone, D., 2002, *ApJ*, 574, 740
- [127] Trinchero, G.; di Serego Alighieri, S., 1991, *AJ*, 101, 1647
- [128] Vega, L. R.; Dissertação de Mestrado, 2004, Universidade Federal de Santa Catarina
- [129] Vega, L. R.; Asari, N.; Cid Fernandes, R.; Garcia-Rissmann, A.; Storchi-Bergamini, T.; González Delgado, R.; Schmitt, H., 2009, *MNRAS*, 393, 846 (Paper II)
- [130] Vega, L. R.; Gomes, J.-M.; Cid Fernandes, R., 2008, *Anales de las Primeras Jornadas de Astrofísica Estelar, Asociación Argentina de Astronomía*.
- [131] Vega, L. R.; Cid Fernandes, R., 2008, Poster en el Workshop on Chemical Evolution of Galaxies, IAFE
- [132] Véron-Cetty, M.-P.; Véron, P., 2001, *A&A* 374, 92
- [133] Valdes, F.; Gupta, R.; Rose, J.; Singh, H.; Bell, D., 2004, *ApJS*, 152, 251
- [134] Vazdekis, A.; Cenarro, A. J.; Gorgas, J.; Cardiel, N.; Peletier, R. F., 2003, *MNRAS*, 340, 1317
- [135] Whittle, M., 1992a *ApJ*, 387, 121
- [136] Whittle, M., 1992b *ApJS*, 79, 49
- [137] Wild, V.; Kauffmann, G.; Heckman, T.; Charlot, S.; Lemson, G.; Brinchmann, J.; Reichard, T.; Pasquali, A., 2007, *MNRAS*, 381, 543
- [138] Zhang, Y.; Liu, X.-W.; Luo, S.-G.; Péquignot, D.; Barlow, M. J., 2005, *A&A*, 442, 249
- [139] Zeldovich, Ya. B.; Novikov, I., 1964, *SPhD*, 9, 246

Artículos Publicados:

An atlas of calcium triplet spectra of active galaxies

Garcia-Rissmann, A.; Vega, L. R.; Asari, N. V.; Cid Fernandes, R.; Schmitt, H.; González Delgado, R. M.; Storchi-Bergmann, T., 2005, MNRAS, 359, 765

The CaT strength in Seyfert nuclei revisited: analysing young stars and non-stellar light contributions to the spectra

Vega, L. R.; Asari, N.; Cid Fernandes, R.; Garcia-Rissmann, A.; Storchi-Bergmann, T.; González Delgado, R.; Schmitt, H., 2009, MNRAS, 393, 846