



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

POSGRADO EN ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

EVOLUCIÓN QUÍMICA ESPACIALMENTE RESUELTA EN EL UNIVERSO LOCAL

TESIS

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
DOCTOR EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:

PAOLA ALVAREZ HURTADO

TUTORES PRINCIPALES:

DR. JORGE KAROLT BARRERA BALLESTEROS, (IA-UNAM)
DR. SEBASTIÁN FRANCISCO SÁNCHEZ SÁNCHEZ, (IA-UNAM)

COMITÉ TUTOR:

DR. MARIA LETICIA CARIGI DELGADO (IA-UNAM)
DR. LAURENT RAYMOND LOINARD (IRyA-UNAM)
DR. ALDO ARMANDO RODRÍGUEZ PUEBLA (IA-UNAM)

CIUDAD DE MÉXICO, JULIO 2023



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Cem Anahuac Tenochcatlalpan.

Agradecimientos

En primer lugar, agradezco a la Universidad Nacional Autónoma de México y al Instituto de Astronomía por haberme formado académicamente. Agradezco también los apoyos otorgados por CONACYT CF19-39578, CB-285080, y FC-2016-01-1916 así como los apoyos DGAPA-PAPIIT IA-101522 e IN100519. De igual forma, quisiera agradecer a mis supervisores, Dr. Barrera-Ballesteros y Dr. Sebastián Sánchez, por su inmensurable paciencia, por la predisposición para realizar reuniones y aclarar mis dudas, por haberme guiado en este trabajo, y haber contribuido a que mis estudios de posgrado fueran muy amenos y agradables. Gracias Jorge y Sebastián.

A los miembros del sínodo, Leticia Carigi, Irene Cruz-González, Gustavo Bruzual, Miriam Peña y Laura Sánchez-Menguiano, por su buena disposición para leer este trabajo y aportar sus valiosos comentarios y sugerencias.

Agradezco el apoyo de los Drs. López-Sánchez, Carlos Espinosa-Ponce, Aquino-Ortíz y Dario Colombo durante la realización del artículo publicado.

Al Dr. Sánchez-Almeida por compartirme su investigación sobre predicciones teóricas de la Relación Fundamental de Metalicidad, la cual permitió complementar parte del Capítulo 5. Así como la sugerencia del Dr. Aldo Rodríguez para poder replicar el resultado de la Relación Fundamental de Metalicidad.

A nivel personal quiero agradecer profundamente a mi madre Paula, "mi Coco", por su infinito apoyo, su sacrificio y amor incondicional que me acompañaron de principio a fin desde que elegí aventurarme en la ciencia. Gracias a ti pude ser capaz de mirar más allá de las estrellas.

A los hermanos Warner: Héctor y Carlos por apoyarme en cada paso (especialmente en los días de escapadas turísticas y de ocio). A mi sobrino favorito Evan, por ayudarme a estudiar acompañada de un sinfín de risas y travesuras.

A Ar y a su familia por sus palabras de aliento, por su infatigable apoyo, y sus ánimos.

A mis *Qridos*, Tannis y Abelillo, por estar presentes y dispuestos a brindar una mano amiga y velar por mi salud física y mental. Por compartir mil aventuras y por mucho más. Aunque no compartimos sangre, los considero hermanos.

A mis amigos, colegas y compañeros, Carlos, Alejandra, Yeny, Milton, Eddi-Cosu, Alexia, Garma, Francisco, por la infinidad de consejos que me brindaron y por compartir momentos alegres y divertidos.

A Shiva, Adiyogi y Sg por las enseñanzas y consejos.

ॐ नमः शिवाय

Índice general

Agradecimientos	III
1. Introducción	1
1.1. Evolución y formación galáctica	3
1.1.1. Producción de elementos químicos	4
1.1.2. Evolución química de galaxias	5
1.2. Componentes del medio interestelar	6
1.2.1. Medio interestelar frío: hidrógeno molecular y atómico	6
1.2.1.1. Gas molecular (H_2)	6
1.2.1.2. Gas atómico (HI)	8
1.2.2. Gas ionizado	9
1.2.2.1. Abundancia de oxígeno	11
1.3. Estudios previos de la relación masa-metalicidad en la literatura	12
1.3.1. Dependencia con otros parámetros	15
1.4. Muestreos espectroscópicos de galaxias	16
1.4.1. Espectroscopía de campo integral	17
1.4.2. IFS: muestreos de galaxias	19
1.5. Motivación y objetivos	20
2. Muestra y Metodología	22
2.1. Muestreos espectroscópicos de galaxias cercanas	22
2.1.1. SDSS	22
2.1.2. eCALIFA	23
2.1.2.1. Reducción de datos	24
2.1.2.2. Análisis de datos: Pipe3D	26
2.2. Compilación de observaciones de gas frío	27
2.2.1. EDGE-APEX	27
2.2.2. Compilación de observaciones de HI	28
2.3. Parámetros integrados y característicos	28
2.3.1. Calibradores empleados de abundancia de oxígeno	29
2.3.2. Parámetros adicionales obtenidos de los datos IFS	33
2.3.3. Parámetros extraídos de las medidas del gas frío	45
2.4. Muestra de trabajo	47

3. Parametrización de la abundancia de oxígeno	50
3.1. ¿Qué observable describe mejor la abundancia química de las galaxias?	50
3.1.1. Búsqueda de correlaciones primarias	51
3.2. Abundancia de oxígeno como función de los observables explorados	62
4. MZR y residuos de la MZR	82
4.1. Aspectos explorados para caracterizar la MZR	82
4.1.1. Agrupación de datos	83
4.1.2. Tipos de ajustes	86
4.1.3. Formas funcionales	88
4.1.4. Tamaño de la muestra	90
4.2. Caracterización de la Relación Masa-Metalicidad	91
4.2.1. Consideraciones para caracterizar la MZR	91
4.2.2. Ajustes de la MZR	93
4.3. Comparación con la literatura	103
4.4. Estudio de las dependencias secundarias a través de los residuos	111
4.4.1. Correlación secundaria con z	125
5. FMR generalizada	128
5.1. Relación Fundamental de Metalicidad	128
5.2. Análisis de la Relación Fundamental de Metalicidad	130
5.3. Reproducción del análisis de Mannucci et al. 2010	133
5.3.1. Reproducción del análisis usando datos de eCALIFA	149
6. Conclusiones	161
7. Investigaciones a futuro	165
Apéndice A. Calibradores	168
Apéndice B. Análisis de las correlaciones entre la abundancia de oxígeno y parámetros de las galaxias	172
B.1. Reducción de la dispersión de la abundancia de oxígeno	172
Apéndice C. MZR obtenida para diferentes calibradores	190
Apéndice D. Dependencia del residuo de la MZR frente a diferentes parámetros de las galaxias	251
Apéndice E. Reducción de la dispersión de la FMR para diferentes agrupados de datos	267
Bibliografía	276

Capítulo 1

Introducción

Desde la antigüedad, la humanidad ha buscado explicar la naturaleza de todo lo que observaba en el cielo, especialmente nuestra galaxia, la Vía Láctea. Filósofos griegos como Demócrito ([Aristóteles 1996](#); [Plutarch 2006](#)) ya consideraban que esta banda tenue brillante que asemejaban a un chorro de leche que dividía el cielo nocturno, a la cual llamaron galactos (leche en griego antiguo), podría estar constituida por estrellas distantes. Esta concepción de nuestra galaxia fue confirmada años más tarde gracias a las primeras observaciones del cielo realizadas por Galileo Galilei ([Galilei 1610](#)). No obstante, hasta ese momento se desconocía la existencia de otras galaxias y se atribuía el término "nebuloso" a cualquier objeto difuso en el cielo. Sin embargo, fue hasta el siglo XVIII que surgieron los primeros modelos que intentaban explicar la Vía Láctea. Uno de estos modelos fue sugerido por el astrónomo inglés Thomas Wright en 1750 ([Wright 1750](#)), quien proponía que las estrellas que conforman a la Vía Láctea estaban dispuestas en un anillo grueso y que nuestro sistema solar estaba dentro de este anillo. Cinco años más tarde, el filósofo Immanuel Kant propuso la "Hipótesis nebular" ([Kant 1755](#)) donde teorizó que las nubes delgadas y tenues de polvo y gas que giran lentamente en el universo colapsarían gradualmente sobre sí mismas bajo la fuerza de gravedad. Posteriormente, en 1796 el matemático Pierre Simon Laplace [1796](#), desarrolló un modelo independiente y complementario en su obra "*Exposition du systeme du monde*". En este trabajo Laplace explica que cuando las nubes colapsan adquieren una forma esférica, posteriormente la velocidad de rotación de estas nubes aumenta a medida que continúan contrayéndose por conservación del momento angular. Con la contracción en curso, las nubes se aplanan en dirección perpendicular al plano de rotación formando un disco. A partir de este disco giratorio se formarían estrellas y planetas. Kant también teorizó que los objetos celestes nebulosos eran grandes acumulaciones de estrellas que se movían unas respecto de otras, similares a nuestra galaxia. Posteriormente, en 1785 las observaciones realizadas por el astrónomo cazador de cometas William Herschel ([Herschel 1785](#)) permitieron distinguir las nebulosas de los cúmulos globulares. Este descubrimiento lo llevó a argumentar que las nebulosas que aún no se podían resolver eran sistemas muy distantes y enormes de estrellas con regiones oscurecidas por materia compuesta de diversos elementos químicos. Con el enfoque de Herschel se postuló la existencia de sistemas que más tarde serían denominados "universos islas". De esta forma, los registros de objetos nebulosos de Herschel

permitieron constatar que el modelo de Kant-Laplace era la versión más realista de la época. Más tarde en el siglo XX, diferentes argumentos sobre el tamaño y la naturaleza de la Vía Láctea dieron lugar al llamado "Gran Debate" (Shapley & Curtis 1921), en donde los astrónomos Heber D. Curtis y Harlow Shapley discutían teorías sobre la naturaleza de los objetos borrosos en el cielo. En esta discusión científica, Curtis afirmaba que los universos islas eran colecciones de estrellas, gas y polvo fuera de la Vía Láctea. Mientras que Shapley argumentaba que las nebulosas con formas espirales estaban dentro de la Vía Láctea, y que ésta era la totalidad del Universo. Afortunadamente para 1924, el astrónomo Edwin Hubble descubrió que las distancias a los objetos nebulosos eran mucho mayores que el tamaño de la Galaxia (Hubble 1925), lo que permitió cerrar el Gran Debate demostrando que Curtis tenía razón y que el Universo está compuesto de muchas galaxias como la nuestra.

Otra gran aportación que nos permitió comprender la naturaleza de las galaxias fueron las observaciones espectroscópicas de Huggins & Miller (1864), quien comparó el espectro de algunos objetos nebulosos¹ con espectros de átomos comunes como el oxígeno, hidrógeno y nitrógeno, logrando identificar dichas líneas en regiones aparentemente "vacías" de las galaxias. Años más tarde, las contribuciones de Trumpler (1930) permitieron identificar a través de la observación de cúmulos de estrellas la presencia de polvo que causaban el oscurecimiento de la luz proveniente del campo estelar de fondo. En conjunto con estas aportaciones, la detección e identificación de líneas espectroscópicas debidas a moléculas como CN (cianuro), OH (radical hidroxilo), H₂O (agua), NH₃ (amoníaco) y CO (monóxido de carbono) sucedidas en el siglo XX (p.ej. Weinreb et al. 1963; Cheung et al. 1968; Smith 1988; Latter et al. 1993; Maciel 2013) permitieron constatar las ideas de Herschel: las regiones oscuras dentro de las galaxias eran de hecho regiones constituídas por nubes de polvo y gas, dos de las componentes principales del medio interestelar (ISM por sus siglas en inglés).

Gracias a las diversas contribuciones observacionales a lo largo de los años, a la fecha sabemos que una galaxia es un sistema auto-gravitante de estrellas, nebulosas planetarias, remanentes estelares (como enanas blancas y estrellas de neutrones), gas (neutro, molecular y ionizado), polvo, rayos cósmicos, campos magnéticos, agujeros negros y materia oscura. Además, las galaxias se caracterizan por mostrar diversas formas y tamaños, lo que ha dado paso a proponer diferentes clasificaciones. La clasificación más aceptada, propuesta por Hubble (Hubble 1936) considera a grandes rasgos cuatro clases de galaxias: elípticas (E), lenticulares (S0), espirales (S) y espirales barradas (SB). Aunque se han sugerido modificaciones y adiciones al esquema original de Hubble (p.ej., Morgan & Mayall 1957; de Vaucouleurs 1959; Morgan 1958; Sandage 1961; de Vaucouleurs et al. 1991; van den Bergh 1998; Sandage 2005). Por ejemplo, entre las categorías incluidas al diagrama de Hubble destacan las galaxias irregulares (I) las cuales no muestran una simetría obvia y no entran en ninguna de las anteriores clasificaciones (p.ej., de Vaucouleurs 1959; Sandage 1961), a la fecha sigue siendo la principal referencia para clasificar las galaxias de acuerdo a su morfología.

¹que hoy identificamos como nebulosas planetarias, es decir, gas ionizado expulsado en las etapas finales de la evolución de estrellas poco masivas $1M_{\odot} \lesssim M_{*} \lesssim 8 M_{\odot}$.

De acuerdo con la clasificación morfológica de galaxias, las elípticas se caracterizan por presentar forma elipsoidal sin estructuras definidas más allá de una zona central esférica o elíptica muy brillante conocida como bulbo, el cual alberga prioritariamente estrellas viejas. También presentan muy poca o nula formación estelar y contienen muy poco o nada de gas y polvo. Las galaxias lenticulares exhiben una forma similar a una lente constituida por un bulbo achatado central, una estructura aplanada delgada llamada disco conformado por estrellas. Algunas galaxias lenticulares pueden presentar una estructura alargada central de estrellas en forma de barra. Ambos tipos de galaxias (E y S0) están compuestas principalmente por poblaciones estelares viejas y no muestran evidencia de gas ni formación estelar. Por otro lado, las galaxias espirales presentan disco central el cual se caracteriza por presentar un patrón de brazos semi enrollados que yacen sobre él. Este disco también se distingue por la presencia de abundante gas, polvo y formación estelar en curso y un bulbo central de estrellas viejas. Las galaxias espirales también pueden presentar una barra central de la cual emergen los brazos espirales. Mientras que, las galaxias irregulares no tienen forma ni estructura definida y están compuestas por poblaciones estelares de todas las edades, poseen polvo, gas y formación estelar (véase [Buta 2011](#)). Cada una de estas clasificaciones morfológicas está ligada con diversos fenómenos físicos responsables de cambiar la estructura de las galaxias a lo largo del tiempo cósmico. Por tanto, fenómenos como el proceso de formación estelar y la producción de elementos químicos resultantes de la muerte de estrellas masivas son pieza clave para comprender el ciclo evolutivo de las galaxias.

1.1. Evolución y formación galáctica

De acuerdo con la teoría más general, el proceso de formación y evolución de las galaxias comenzó poco después de una gran expansión conocida como *Big Bang* (ver [Peebles et al. 1994](#); [Ling 2015](#); [Das 2017](#)). Antes de ese suceso, toda la materia con densidad infinita estaba compactada en un punto muy caliente, esto es, una singularidad que comenzó a expandirse y enfriarse rápidamente. Después de la rápida expansión, la formación y evolución de las galaxias sucedió a través de una compleja combinación de tres posibles escenarios: (i) colapso monolítico o primordial. En este escenario, las galaxias primordiales se formaron a través de un colapso de una nube de gas primordial de gran tamaño ([Eggen et al. 1962](#)); (ii) evolución secular. En este escenario la evolución de las galaxias sucedió como consecuencia de procesos internos por efecto de barras, brazos espirales, vientos galácticos, agujeros negros y halos de materia oscura ([Kormendy 1979, 2013](#)); y (iii) agrupamiento jerárquico. En este tercer escenario las fusiones de galaxias pequeñas dieron lugar a la formación de galaxias más grandes ([White & Rees 1978](#)). Una vez formadas las primeras galaxias, el gas primigenio denso y frío, compuesto por hidrógeno y helio, contenido en ellas colapsaría por su propia gravedad desencadenando un proceso cíclico de formación estelar, durante este colapso la densidad y la temperatura del gas aumentan y las nubes de hidrógeno continúan colapsando en fragmentos más pequeños de alta densidad que dan lugar al nacimiento de estrellas ([Schmidt 1968](#)).

1.1.1. Producción de elementos químicos

Dentro de las galaxias, la producción de la gran mayoría de elementos químicos son resultado de diversas fusiones nucleares (procesos exotérmicos) que ocurren en los interiores estelares dependiendo de la masa estelar inicial y la temperatura interna de la estrella (Woodsley et al. 2002, p.ej.). Por ende, no todas las estrellas pueden producir los mismos elementos durante su vida (Burbidge et al. 1957). Por ejemplo:

(i) La producción de helio en los interiores estelares sucede a través de la cadena protón-protón cuando la estrella posee una masa $0.8 M_{\odot} \leq M_{*} \leq 1.2 M_{\odot}$ (y $T_i \gtrsim 1 \times 10^7$ K)(LeBlanc 2011).

(ii) La producción de átomos de carbono (^{12}C) ocurre por medio de la fusión de helio a través de la reacción triple alfa cuando la estrella posee una masa $M_{*} \gtrsim 1.5 M_{\odot}$ (si $T_i \gtrsim 1 \times 10^8$ K)(LeBlanc 2011).

(iii) La producción de oxígeno (^{16}O) se lleva a cabo a través de reacciones alfa en estrellas de masa $0.8 M_{\odot} \leq M_{*} \leq 5 M_{\odot}$ (si $5 \times 10^8 \text{ K} \leq T_i \leq 2 \times 10^9 \text{ K}$), mediante la captura de un núcleo de helio por parte de un átomo de carbono o por medio de la fusión de dos átomos de carbono(Böhm-Vitense 1989; Pols 2011).

(iv) El nitrógeno (^{14}N) es el segundo producto más importante del ciclo CNO (Ciclo Carbono-Nitrógeno-Oxígeno) después del helio en estrellas masivas $M_{*} \gtrsim 1.5 M_{\odot}$ (si $T_i \gtrsim 2 \times 10^7 \text{ K}$ Bethe 1939; Böhm-Vitense 1989; Pols 2011).

(v) La síntesis de elementos menos pesados que el níquel y el hierro como el neón (^{20}Ne), magnesio (^{24}Mg), azufre (^{32}S), silicio (^{28}Si), entre otros, continuará a través de fusiones nucleares en los interiores estelares si se alcanzan las condiciones necesarias de masa estelar y temperatura interna (si $8 M_{\odot} \leq M_{*} \leq 25 M_{\odot}$ y $T_i \gtrsim 2 \times 10^9 \text{ K}$ Heger et al. 2003; LeBlanc 2011).

(v) La producción de núcleos más pesados que el hierro ocurre a través de capturas de neutrones (proceso s^2 y r^3) o a través de la fotodesintegración de isótopos pesados(Clayton 1968; auth.).

La expulsión de estos núcleos atómicos hacia el ISM sucede a través de diferentes fenómenos que dependen de la masa inicial de la estrella. Por ejemplo, (a) las estrellas de baja masa e intermedia ($0.8 M_{\odot} \lesssim M_{*} \lesssim 8 M_{\odot}$) terminarán como enanas blancas, expulsando helio, oxígeno y nitrógeno (y en menor medida, elementos pesados del proceso s Matteucci 2016) durante la fase de nebulosas planetarias. Si estas estrellas pertenecen a sistemas binarios, morirán como supernovas Tipo Ia(Woodsley & Weaver 1995; Matteucci 2016; Maiolino & Mannucci 2019a) produciendo elementos más pesados (desde el silicio al zinc). Estas estrellas pueden manifestar episodios de pérdida de masa consecuencia de vientos estelares, aunque estas pérdidas pueden no ser tan significativas como en estrellas

²A través de una secuencia de capturas y desintegraciones lentas de neutrones, este proceso produce elementos entre el hierro y el bismuto (Reifarth 2010), y sucede principalmente en estrellas de masa baja o intermedia, donde las capturas de neutrones se repitan cada 10 a 100 años(Cowan & Thielemann 2004).

³Proceso que produce elementos como selenio, bromo, oro, platino, plata, entre otros, a través de capturas rápidas de neutrones (~ 100 capturas por segundo, Cowan & Thielemann 2004). El proceso r ocurre en lugares donde existe una alta densidad de neutrones libres; por ejemplo, en fusiones de estrellas de neutrones(Drout et al. 2017; Kasen et al. 2017).

más masivas. (b) Las estrellas masivas ($M_* \gtrsim 8M_\odot$) son responsables de liberar, en gran medida, elementos como helio, carbono, neón, oxígeno, nitrógeno, magnesio y silicio, a través de vientos estelares (con una pérdida de más del 50 % de su masa [Prantzos & Ekström 2011](#)). Y eyectarán, en menor medida, otros elementos más pesados (desde el titanio hasta el zinc [Andrews et al. 2017](#)) cuando terminan sus vidas explotando como supernovas tipo II ([Heckman et al. 1990](#); [Shapley et al. 2003](#); [Weiner et al. 2009](#); [LeBlanc 2011](#)).

Todos estos fenómenos enriquecen el ISM, aumentando la abundancia química de elementos más pesados que el helio⁴ (p.ej. [Tinsley 1980](#); [Greggio & Renzini 1983](#); [Matteucci & Greggio 1986](#)), y permiten la difusión y el mezclado local del gas del medio interestelar lo que puede regular, frenar o incentivar la formación estelar (p.ej. [Larson 1974](#); [Tinsley 1974](#); [Kereš et al. 2005](#); [Oppenheimer & Davé 2006](#); [Finlator & Davé 2008](#); [Dekel et al. 2009](#); [Schaye et al. 2010](#)).

1.1.2. Evolución química de galaxias

La cantidad de elementos químicos, más pesados que el helio, que hay en el ISM, nos da un medio para estudiar la formación estelar en las galaxias, y también para estudiar la fracción de "metales" perdidos a través de salidas de gas (p.ej. vientos impulsados por supernovas).

Para cuantificar la "metalicidad" del gas, se determina la abundancia relativa entre el número de átomos de todos los elementos más pesados que el helio comparados con el número de átomos de hidrógeno presente en el gas. De esta forma, cada nueva generación de estrellas contribuye a enriquecer el gas, aportando principalmente metales a su composición química inicialmente prístina, dando lugar a una compleja evolución química.

Con el estudio de la evolución química hemos sido capaces de identificar que las galaxias están constituidas por grupos de estrellas nacidas a partir de diferentes nubes de gas a diferentes tiempos cosmológicos y con diferentes composiciones químicas iniciales (p.ej., [Arp 1962](#); [McClure & van den Bergh 1968](#); [Spinrad & Taylor 1971](#); [Cid Fernandes et al. 1998](#); [Gallazzi et al. 2005](#); [Sánchez-Gil et al. 2011](#); [Jackson et al. 2021](#)). Sin embargo, cada galaxia está sujeta a diferentes procesos que actúan en conjunto y determinan el contenido químico que observamos hoy en día en cada una de ellas. Por tanto su estudio constituye un medio para restringir los modelos de la historia de formación estelar (p.ej. [Tinsley 1968](#); [Suchkov 1981](#); [Pagel 2001](#); [Spitoni et al. 2017](#)). Para comprender mejor la evolución de las galaxias, en la siguiente sección exploraremos las distintas componentes del ISM analizando su forma atómica o neutra, ionizada y molecular y cómo cada una de ellas está relacionada con la formación estelar.

⁴Llamados metales en el contexto astrofísico (p.ej., [Pagel 1997](#); [Schneider 2006](#); [Maiolino & Mannucci 2019a](#)).

1.2. Componentes del medio interestelar

El ISM comprende gas a diferentes temperaturas y densidades, incluidas las especies ionizadas, atómicas y moleculares tanto del hidrógeno como de otros elementos químicos, así como campos magnéticos, rayos cósmicos y partículas de polvo. Todas estas componentes interactúan de formas complejas entre ellas e incluso con la radiación proveniente de las estrellas. De todas estas componentes, el gas es fácilmente detectable debido a que emite radiación en diferentes longitudes de onda y dependiendo de sus características, puede usarse para trazar las regiones donde están surgiendo nuevas generaciones de estrellas (Schmidt 1968). A continuación explicaremos las condiciones físicas que dan origen a las fases del gas de hidrógeno y cómo se vinculan con los procesos de formación estelar.

1.2.1. Medio interestelar frío: hidrógeno molecular y atómico

Las nubes de gas frío que componen al ISM son el ingrediente principal para que suceda la formación estelar una vez que dichas nubes alcanzan una cierta densidad, se contraen y colapsan por efecto de su propia gravedad. Por este motivo, estudiar la componente de gas frío puede ayudarnos a entender la evolución de las galaxias.

1.2.1.1. Gas molecular (H_2)

La mayor parte del hidrógeno en el ISM está en forma de hidrógeno molecular (H_2 ; van Dishoeck & Black 1988) y ocupa extensas regiones de las galaxias, trazando el disco y los brazos espirales. Se caracteriza por ser de las fases del hidrógeno más densas y frías (10^2 partículas/cm³, $T \sim 10$ -20 K; Brinks 1990; Lequeux 2005; Maciel 2013). Debido a que moléculas simétricas como H_2 no tienen permitidas transiciones vibracionales (de acuerdo a la mecánica cuántica), la molécula de H_2 es ineficiente para radiar (Bolatto et al. 2013; Maciel 2013; Jo et al. 2017). Para esta molécula solo se permiten transiciones débiles cuadrupolares (emisión débil en el infrarrojo), lo que dificulta su detección en zonas poco densas y frías salvo que la emisión provenga de ambientes energizados como por ejemplo, en regiones cercanas a estrellas jóvenes calientes, nebulosas planetarias, objetos Herbig-Haro, remanentes de supernova, nubes moleculares, el centro galáctico o incluso en galaxias Seyfert (en estos casos se ha detectado emisión infrarroja y/o emisión ultravioleta de 912 a 1700 Å) (Sternberg 1989; Jo et al. 2017; Kaplan et al. 2021).

Para detectar las regiones frías de hidrógeno se usa comúnmente como trazador (i) la molécula del monóxido de carbono, CO, la molécula más abundante del ISM después de H_2 (aproximadamente hay 1 molécula de CO por cada $\sim 1 \times 10^5$ moléculas de H_2 en el ISM) fácilmente observable a bajas temperaturas (p.ej., Kennicutt & Evans 2012; Maciel 2013; Bolatto 2015; Saintonge et al. 2017). La detección de CO es posible gracias a las líneas de emisión resultantes de transiciones rotacionales⁵, líneas que dependen de la temperatura y de la densidad del medio o incluso de los mecanismos de calentamiento del

⁵Las transiciones rotacionales son representadas con una letra J para indicar el número cuántico de momento angular.

ISM (véase p.e.j., [Kaufman et al. 1999](#); [Obreschkow et al. 2009](#)). Entre las transiciones más bajas y más usadas de CO para trazar H₂ encontramos la transición J→1-0 asociada a densidades de n_{H₂} ~ 100 cm⁻³ con temperaturas de ~ 5 K ([Wolfire et al. 1993](#); [Solomon & Vanden Bout 2005](#); [Harris et al. 2010](#)). Regiones moleculares con estas características se pueden observar en el régimen milimétrico a 2.6 mm (~115 GHz). También suele usarse la transición J→2-1 observable en 1.3 mm para regiones con temperaturas ~ 10 – 20 K ([Scoville 2013](#)).

Otra forma para estimar la cantidad de gas molecular es a través de (ii) la atenuación óptica debido al polvo⁶, usando las líneas de Balmer (p.ej, [Sánchez et al. 2012a](#); [Concas & Popesso 2019](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2018, 2021](#)); o (iii) con la emisión infrarroja del polvo (p.ej., [Jenkins & Savage 1974](#)). Esta conexión entre el polvo y el gas del ISM sucede gracias a la producción de metales consecuencia de la nucleosíntesis y la evolución estelar. Una vez que los granos de polvo se forman en la atmósfera de estrellas evolucionadas son expulsados al ISM a través de los vientos estelares y las explosiones de supernovas. Como resultado de esta eyección, las partículas de polvo se mezclan con el gas del ISM (véase reseña de [Jones 2005](#); [Dwek et al. 2009](#)). Como consecuencia de esta mezcla, las partículas de polvo son sometidas a diversos procesos físicos y químicos que las destruyen o modifican su tamaño o composición por mencionar algunas características. En particular, cuando las partículas de polvo se mezclan con el gas caliente del ISM, se disocian en componentes más pequeñas que absorben la emisión de las estrellas recién formadas (actuando como escudos del gas del ISM) y emiten radiación infrarroja o submilimétrica como consecuencia de su calentamiento ([Santini et al. 2014](#); [Hill et al. 2017](#)). Es así como a través de la absorción y la dispersión de fotones ópticos y ultravioleta, la emisión continua de las estrellas y la emisión de las nubes de gas se ve afectada por la presencia de polvo. Como resultado, las distribuciones espectrales de energía de las galaxias se ve modificada. Otro método alternativo para determinar la cantidad de H₂ indirectamente se basa en el uso de (iv) otras moléculas presentes, en menor cantidad, en el ISM (p.ej., [Mauersberger et al. 2003](#); [Schulz et al. 2001](#); [Kennicutt & Evans 2012](#)). De estos diferentes métodos para determinar la cantidad de hidrógeno molecular enfocaremos nuestra atención en los primeros dos.

Para poder observar el espectro milimétrico de CO se requiere el uso de antenas parabólicas que abarquen grandes áreas así como grandes altitudes para reducir la absorción por vapor de agua y en consecuencia mejorar la sensibilidad y resolución. Algunos ejemplos de telescopios milimétricos son el Gran Telescopio Milimétrico Alfonso Serrano (GTM) ubicado en Puebla, México⁷; el Telescopio de Green Bank en Estados Unidos⁸; o el telescopio conocido como ALMA (*Atacama Large Millimeter/submillimeter Array*)

⁶La atenuación y la extinción de la radiación electromagnética son causadas por la existencia de materia entre el objeto emisor y el observador. La atenuación implica una disminución de la intensidad de la radiación, mientras que la extinción se refiere a la absorción y la dispersión que sufra la luz al incidir en los granos de polvo del ISM. La extinción depende de factores como la densidad, el tamaño y forma, así como la composición química y puede ser descrita a través de relaciones matemáticas en función de la longitud de onda (como en [Cardelli et al. 1989](#)).

⁷<http://lmtgtm.org/?lang=es>

⁸<https://greenbankobservatory.org/science/telescopes/gbt/>

ubicado en el desierto de Atacama en Chile ⁹.

Para estudiar el papel del gas molecular en la evolución química de las galaxias cercanas, en la presente tesis trabajaremos con uno de los muestreos más novedosos de detección de CO, el muestreo EDGE-APEX y la muestra de galaxias eCALIFA con mediciones basadas en la extinción óptica por polvo. Ambos conjuntos de galaxias se describirán más adelante en el Cap. 2.

1.2.1.2. Gas atómico (HI)

El hidrógeno neutro o atómico (denotado como HI) se distribuye en el ISM en nubes con densidades típicas promedio de ~ 1 -100 átomos/cm³ a temperaturas de ~ 100 K (Lequeux 2005; Maciel 2013). Su emisión es consecuencia de la transición atómica entre los dos niveles hiperfinos del estado fundamental (Muller & Oort 1951). En esta transición, el protón y el electrón que conforman al átomo de hidrógeno sufren un cambio de espín espontáneamente, pasando de un estado de espines no alineados o antiparalelos a un estado paralelo. Para que esta transición pueda observarse se requieren grandes cantidades de gas hidrógeno ya que posee una probabilidad de transición muy baja¹⁰ (Ewen & Purcell 1951). Sin embargo, cuando sucede esta transición se emite un fotón de baja frecuencia (de 1420.4 MHz) correspondiente a la diferencia de energía entre ambos estados cuánticos. De esta forma, la línea de emisión del hidrógeno neutro se detecta en el rango de radio frecuencias, con una longitud de onda igual a 21 centímetros (Muller & Oort 1951; Ewen & Purcell 1951), emisión que no se ve afectada por la extinción de la luz ocasionado por la presencia de polvo (Lequeux 2005; Maciel 2013). Ya que el gas HI traza las nubes frías del ISM (i.e., regiones precursoras de las nubes moleculares), su observación es de suma importancia para comprender el proceso de evolución del Universo. Para poder observar la emisión de HI se emplean telescopios terrestres conformados por antenas interferométricas individuales o por conjuntos de ellas espaciadas una cierta distancia. Algunos ejemplos de mapeos de emisión de hidrógeno neutro que han cubierto un gran volumen de cielo son: HIPASS (*HI Parkes All Sky Survey*; proporciona información sobre el comportamiento de las galaxias y su interacción con el medio ambiente Meyer et al. 2004) en el hemisferio sur o su extensión llamado NHICAT en el hemisferio norte (*The Northern HIPASS catalogue*; Wong et al. 2006), ALFALFA (*Arecibo Fast Legacy ALFA*; Giovanelli et al. 2005) o el muestreo FAST (*Five hundred meter Aperture Spherical Telescope*; Nan et al. 2011). Este tipo de proyectos han permitido mediciones precisas de la masa de HI en galaxias cercanas únicamente hasta un corrimiento al rojo $z \lesssim 0.2$ (Hoppmann et al. 2015; Rhee et al. 2018) dado que los radiotelescopios actuales carecen de la sensibilidad necesaria para detectar la emisión débil de HI en galaxias más distantes. Se espera que con la implementación de arreglos de múltiples antenas se obtengan datos con mejor resolución de frecuencia que permitirán determinar mejor las caracte-

⁹<https://www.almaobservatory.org/es/>

¹⁰Dada las bajas densidades del ISM, los átomos de hidrógeno tardan alrededor de ~ 500 años en colisionar. Cuando la colisión sucede, el átomo se excita a una configuración de alineación de espín de mayor energía (estado antiparalelo). Posteriormente después de $\sim 10^7$ de años el átomo vuelve al estado de menor energía (estado paralelo) (Lara-Garrido 2007)

rísticas del gas neutro, como el muestreo HI-MaNGA (*HI Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory*; Stark et al. 2021) que integra observaciones realizadas con el telescopio Green Bank. Estos cartografiados han mostrado que el hidrógeno atómico HI se observa en regiones internas y externas de los discos ópticos y de los halos de las galaxias (p.ej., Begum & Chengalur 2005; Noordermeer et al. 2005), aunque también se detecta en filamentos y/o puentes, y es el principal trazador de las interacciones gravitatorias con galaxias vecinas (p.ej., Gallagher et al. 1981; Gordon et al. 2001) ya que los discos de galaxias ricas en hidrógeno neutro suelen ser más extensos y en consecuencia son más susceptibles a fuerzas externas como interacciones de marea y/o acumulación y extracción de gas. Para explorar el papel de las propiedades del HI en la evolución química de las galaxias cercanas, en esta tesis haremos uso de un recopilado de 167 galaxias cercanas con mediciones homogeneizadas al radio efectivo, es decir, al radio dentro del cual está contenida el 50 % de la luminosidad de una galaxia. Los detalles de esta muestra de galaxias se detalla en el Cap. 2.

1.2.2. Gas ionizado

El gas del medio interestelar también puede presentar altas temperaturas debido a interacción con fotones altamente energéticos provenientes de estrellas jóvenes con el gas circundante a ellas. Como resultado de esta interacción, el gas queda ionizado lo que permite identificar las regiones que albergan estrellas recién formadas como veremos a continuación.

En las regiones donde está sucediendo la formación estelar abunda el gas de hidrógeno ionizado, y también pueden encontrarse elementos más pesados, aunque en menor cantidad. Estas regiones, llamadas regiones HII, se originan por la ionización del gas neutro producida por estrellas jóvenes calientes de tipo espectral O o B (Lequeux 2005; Maciel 2013). Estas estrellas emiten radiación ultravioleta la cual cede la energía suficiente para que los electrones sean liberados de los átomos. Posteriormente estos electrones se recombinan, es decir, son recapturados por iones y caen en cascada por los niveles energéticos excitados hasta llegar al nivel base. Durante esta cascada, el electrón pierde energía liberando fotones (la mayoría en el espectro visible), produciendo las llamadas líneas de recombinación como líneas de Balmer: $H\alpha$ (6365 Å), $H\beta$ (4861 Å), $H\delta$ (4340 Å), o incluso líneas de Paschen: $P\alpha$ (18751 Å), $P\beta$ (12818 Å) por mencionar las principales (Peimbert et al. 1995; Lequeux 2005; Peimbert et al. 2017; Maciel 2013).

El gas interestelar compuesto por átomos oxígeno, carbono y nitrógeno (Snell 2011) se ioniza debido a los procesos de colisiones entre los átomos y los electrones libres. Posterior a la colisión, los átomos son excitados y posteriormente regresan a su estado base emitiendo fotones. Las líneas asociadas a la emisión por colisiones son usualmente llamadas "líneas prohibidas"¹¹ debido a la baja probabilidad de ocurrir en ambientes densos como la atmósfera terrestre (p.ej., Minnaert 1987). Estas líneas de emisión permiten la detección de diferentes elementos químicos que albergan las regiones HII (tanto líneas

¹¹Estas líneas se denotan entre corchetes indicando el nivel de ionización del átomo en cuestión, por ejemplo, la línea resultante del oxígeno ionizado una vez correspondiente a $\lambda 3727$ Å es denotada como [O II].

prohibidas como líneas de recombinación; Peimbert et al. 2017). Algunas de las líneas de emisión más prominentes de las regiones HII en el rango óptico son: [OII] $\lambda 3727$, $\lambda 3729$, [OIII] $\lambda 4363$, $\lambda 4959$, $\lambda 5007$, [NII] $\lambda 6548$, $\lambda 6583$, [SII] $\lambda 6717$, $\lambda 6731$, correspondientes a emisión por colisiones radiativas.

De entre las diferentes líneas de emisión de las regiones HII, la línea $H\alpha$ es una de las más intensas observada en el óptico (6563 Å). Aunque el hidrógeno también puede ionizarse por otros procesos astrofísicos como lo son: núcleos activos de galaxias (Osterbrock 1989), por choques (Veilleux & Osterbrock 1987; Veilleux et al. 2005), por estrellas viejas post-AGB (posteriores a la etapa de la rama gigante asintótica. Del inglés *post-Asymptotic Giant Branch*), estrellas evolucionadas calientes de baja masa (o HOLMES del inglés *Hot Low-Mass Evolved Stars*; Binette et al. 1994; Stasińska & Izotov 2003; Morisset & Georgiev 2009; Papaderos et al. 2013). Para separar entre las diferentes fuentes ionizantes se han desarrollado diferentes criterios de selección con base los cocientes de las líneas observadas de algunos elementos metálicos (tales como el O, N o S), con las líneas de hidrógeno más cercanas en longitudes de onda para reducir los efectos del enrojecimiento. La comparación de pares de cocientes ha dado lugar a los diagramas de diagnóstico, tales como el diagrama BPT (Baldwin et al. 1981) los cuales permiten distinguir los objetos de acuerdo al tipo de procesos que generan la ionización del hidrógeno a través de la intensidad de las líneas de emisión. Más recientemente se han implementado modificaciones (Veilleux & Osterbrock 1987; Kewley & Dopita 2002; Kauffmann et al. 2003), entre las que destaca la introducción del ancho equivalente¹² como criterio adicional (Cid Fernandes et al. 2010; Sánchez et al. 2014; Barrera-Ballesteros et al. 2016; Lacerda et al. 2020).

Ya que el oxígeno predomina sobre los elementos más pesados del ISM y es el elemento alfa más abundante¹³, su detección y medición también constituye una pieza clave para estudiar y comprender la evolución química de las galaxias. Para cuantificar la cantidad de oxígeno relativa a la cantidad de hidrógeno contenida en el gas interestelar se emplea la abundancia de oxígeno, denotada como $12 + \log(O/H)$ ¹⁴. Generalmente, la abundancia de oxígeno se usa como indicador de la metalicidad del gas en las galaxias con formación estelar, de ahí que los conceptos metalicidad y abundancia de oxígeno suelen emplearse en la literatura para referirse al mismo observable, aunque ambos conceptos sean diferentes estrictamente hablando¹⁵.

¹²Definido como el ancho de una caja rectangular que contiene una área igual a la contenida por la línea espectral en estudio (Ridpath 1998; Madore 1997). Este parámetro fue definido para líneas de absorción, por tanto el valor correspondiente a una línea de emisión es negativo por definición.

¹³Los elementos alfa son núcleos atómicos cuya masa atómica es múltiplo entero de la masa del núcleo de helio (i.e. por 2 protones y 2 neutrones)

¹⁴Expresión para denotar abundancias químicas en una escala logarítmica relativa a $n(H) = 10^{12}$ átomos de hidrógeno (Lodders 2003; Stasińska et al. 2012).

¹⁵La metalicidad es la suma de las abundancias de todos los elementos más pesados que el helio, y por tanto la abundancia de oxígeno es solo un trazador de la misma.

1.2.2.1. Abundancia de oxígeno

La abundancia de oxígeno del gas ionizado del ISM puede ser determinada principalmente a través de dos procedimientos. El primer método, llamado método directo o método T_e (Aller 1984), emplea el cociente de líneas excitadas por colisión para estimar la temperatura electrónica (T_e) de la nube de gas (Peimbert et al. 2017). Este método se ve limitado por la intensidad de las líneas aurales ópticas, ya que a medida que aumenta la metalicidad del gas, la temperatura de los electrones disminuye debido al enfriamiento de los metales y en consecuencia las líneas se tornan débiles y difíciles de observar (p.ej. Peimbert 1967; Stasińska 2002; Maiolino & Mannucci 2019b; Gburek et al. 2021).

Además, de acuerdo con el modelo general, se presupone que las regiones HII tienen una temperatura uniforme. Sin embargo, existen diferentes mecanismos físicos como ondas de choque, frentes de ionización, rayos X, reconexión magnética, entre otros procesos (véase Peimbert & Peimbert 2006) que pueden originar variaciones de temperatura. Debido a la existencia de estas fluctuaciones de temperatura, el método directo puede subestimar significativamente las verdaderas metalicidades del gas (p.ej., Peimbert et al. 1995; Stasińska 2005) debido a la sensibilidad que presentan las líneas aurales respecto a la temperatura del gas, obstaculizando su correcta detección. La magnitud de las fluctuaciones de temperatura en las regiones fotoionizadas se cuantifica mediante el parámetro t^2 (definido en Peimbert 1967) y representa la varianza relativa de la distribución de temperatura ponderada por el cuadrado de la densidad local.

Otra forma de determinar la temperatura electrónica es a través del uso exclusivo de líneas de recombinación (una reseña más amplia puede consultarse en Peimbert et al. 2017). Este método provee de una estimación aun más directa de la abundancia de oxígeno. Sin embargo, las líneas de recombinación de elementos químicos más pesados que el hidrógeno son muy débiles y requieren ser observadas con grandes telescopios de alta resolución lo que dificulta identificarlas adecuadamente (p.ej., Peimbert et al. 2007; Bresolin et al. 2016).

Por estas razones, en la mayoría de los casos, para el rango de distancias de las galaxias de estudio en esta tesis, se utiliza un método alternativo basado en calcular la metalicidad a través de las intensidades de las líneas de emisión fuertes fácilmente observables (combinando líneas de recombinación de hidrógeno y líneas nebulares como [OIII] $\lambda\lambda$ 4959, 5007). Este método fue propuesto por primera vez por Pagel et al. (1979a) y Alloin et al. (1979) y utiliza un conjunto de relaciones lineales sensibles a la abundancia de oxígeno.

Siguiendo este método, para establecer las abundancias de oxígeno de forma precisa se requiere de una calibración, que puede ser: (i) empírica, en donde las abundancias del oxígeno se determinan mediante el método directo, empleando la temperatura electrónica, T_e , en regiones de formación estelar de galaxias cercanas; (ii) teórica, basada en cuadrículas de modelos de fotoionización de regiones HII; o incluso (iii) una combinación de los puntos (i) y (ii). Estas calibraciones son funciones que describen el comportamiento de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ frente a algún indicador de la abundancia de oxígeno. Se han propuesto diversas calibraciones para determinar la abundancia nebular, bajo una variedad de

suposiciones y criterios (véase Apéndice A). Especialmente, la calibración basada en modelos de fotoionización supone ciertas geometrías sobre la estructura de la ionización en las regiones HII, así como las abundancias relativas de nitrógeno y azufre respecto al oxígeno (p.ej., [Sánchez et al. 2017](#)). Más aún, diversas calibraciones basadas en un mismo índice a menudo arrojan inconsistencias entre sí y muestran grandes dispersiones asociadas a los diferentes parámetros de ionización de las galaxias ([Liang et al. 2006](#); [Yin et al. 2007](#)).

La discrepancia entre familias de calibradores ha sido ampliamente estudiada (p.ej., [Kewley & Ellison 2008](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2017](#)), encontrándose en general que aquellos calibradores basados en el método directo devuelven abundancias menores que los basados en modelos de fotoionización (~ 0.2 a 0.3 dex [Sánchez et al. 2017](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2017](#)). Por lo tanto, es de suma importancia utilizar una calibración para la abundancia de oxígeno que tenga en cuenta estos parámetros del ISM o que sea independiente de ellos. Dado que a priori no podemos saber cual es el mejor calibrador existente, es conveniente utilizar el mayor número posible de calibradores. Esto nos permite determinar qué tan robustos (y qué tan dependientes) son nuestros resultados respecto a los calibradores de abundancia de oxígeno. Para estudiar la abundancia química de las galaxias con formación estelar, usamos las abundancias de oxígeno calibradas con diferentes procedimientos incluidas en el muestreo de galaxias eCALIFA (ver descripción de calibradores en el Cap. 2).

1.3. Estudios previos de la relación masa-metalicidad en la literatura

La abundancia de oxígeno del gas interestelar es producto del enriquecimiento químico, así como del intercambio de gas entre la galaxia y su entorno (p.ej., [Heckman et al. 1990](#); [Finlator & Davé 2008](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2017](#); [Chisholm et al. 2018](#)). Igualmente, se sabe que la masa estelar es un trazador del proceso evolutivo de una galaxia y describe la abundancia de oxígeno a través de la relación de escala conocida como la relación masa-metalicidad del gas ionizado (en inglés *Mass-Metallicity Relation*) denotada como MZR.

Estudios pioneros ya indicaban la posible existencia de una tendencia entre la luminosidad de las galaxias y su metalicidad. Por ejemplo, [McClure & van den Bergh \(1968\)](#) mostraba una tendencia entre la magnitud integrada de las galaxias proporcional a la metalicidad, véase panel (a) de la Fig. 1.1 ([McClure & van den Bergh 1968](#)). Años más tarde, en [Lequeux et al. \(1979\)](#) se encontró una correlación positiva entre la abundancia de oxígeno y la luminosidad utilizada como parámetro trazador de la masa estelar total en una muestra de galaxias irregulares y compactas, ilustrada en el panel (b) de la Fig. 1.1. Estos resultados fueron confirmados más tarde con diferentes muestras de galaxias de diferentes morfologías (p.ej., [Garnett & Shields 1987](#); [Skillman et al. 1989](#); [Zaritsky et al. 1994](#)). Estas exploraciones permitieron suponer una conexión entre la metalicidad del gas de una galaxia (o incluso en una región de la misma; p.ej. [Edmunds & Pagel 1984](#); [Vila-Costas & Edmunds 1992](#); [Moran et al. 2012](#)) con la masa estelar ensamblada. Sin

embargo, fue hasta el año 2004 con el trabajo de Tremonti et al. (2004) (T04) cuando se exploró esta relación usando alrededor de 53,400 galaxias con formación estelar ubicadas en el Universo local ($0.005 < z < 0.25$) tomadas del muestreo SDSS-DR2, demostrando que ambos parámetros muestran una estrecha relación (véase panel c de la Fig. 1.1).

La MZR señala que a medida que la masa estelar total de las galaxias incrementa, la abundancia de oxígeno también lo hace, alcanzando un valor constante en galaxias más masivas ($M_* \sim 10^{10.5} M_\odot$ en Tremonti et al. 2004). La forma de esta relación puede explicarse con diferentes escenarios de evolución química: (i) Efecto de escalamiento (traducido del inglés *downsizing*). En este caso, galaxias con menos masa estelar presentarían una formación estelar ineficiente y por tanto serían sistemas menos evolucionados (menor enriquecimiento químico) que sus contrapartes masivas (p.ej., Brooks et al. 2007; Mouhcine et al. 2008; Tassis et al. 2008; Calura et al. 2009; Somerville & Davé 2015); (ii) Expulsión y caída de gas. De acuerdo a este escenario, la cantidad de gas expulsado por vientos galácticos sería menor en galaxias masivas debido a los grandes pozos de potencial existentes (p.ej., Tremonti et al. 2004). Mientras que en el caso de caídas de gas pobre en metales, los flujos de gas pueden diluir el contenido químico de las galaxias (Larson 1974; Dekel & Silk 1986; Tremonti et al. 2004; Brooks et al. 2007; Dalcanton 2007; Finlator & Davé 2008, véase); (iii) Variación de la función inicial de masa en función de la tasa de formación estelar. Según este escenario la IMF¹⁶ es variable. Este escenario sugiere que la forma de la IMF puede afectar la cantidad de estrellas masivas responsables de eyectar material enriquecido al ISM. De esta manera, una galaxia con una IMF que indique una gran cantidad de estrellas masivas tendrá en consecuencia una mayor producción de elementos químicos y, por ende, tendrán a presentar metalicidades más altas (véase Köppen et al. 2007). Para explorar la validez de estos escenarios, se ha estudiado la relación MZR en diferentes ambientes: tanto en el Universo local (Tremonti et al. 2004; Jimmy et al. 2015; Barrera-Ballesteros et al. 2016; Sánchez et al. 2017; Curti et al. 2020) como en un rango de desplazamientos al rojo (p.ej., Savaglio et al. 2005; Erb et al. 2006; Maiolino et al. 2008; Zahid et al. 2014; Sanders et al. 2015; Wuyts et al. 2016). En todos los casos se ha observado que la MZR presenta una forma similar aunque desplazada hacia bajas metalicidades conforme el corrimiento al rojo aumenta, indicando una posible evolución: las galaxias en el pasado eran menos masivas y menos metálicas (p.ej. Erb et al. 2006; Maiolino et al. 2008; Mannucci & Cresci 2010).

Si bien la forma de la MZR influye en la interpretación de la evolución química, hasta la fecha no hay una única forma funcional para parametrizarla (p.ej., Barrera-Ballesteros et al. 2017; Sánchez et al. 2017, 2019a). Diferentes autores han adoptado distintas formas funcionales para determinar la forma de la relación de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar total. La relación MZR ha sido parametrizada usando (i) expresiones lineales, en donde la magnitud absoluta es usada como sustituto de la masa estelar (p.ej., Rubin et al. 1984; Berg et al. 2012) o directamente con la masa estelar (p.ej., Yates et al. 2020); (ii) usando formas exponenciales (p.ej., Sánchez et al. 2017, 2019a); o (iii) polinomios (p. ej., Kewley & Ellison 2008; Mannucci et al. 2010;

¹⁶La Función Inicial de Masa o IMF (del inglés *Initial Mass Function*) establece la distribución inicial de estrellas por intervalo de masa en el momento del nacimiento estelar.

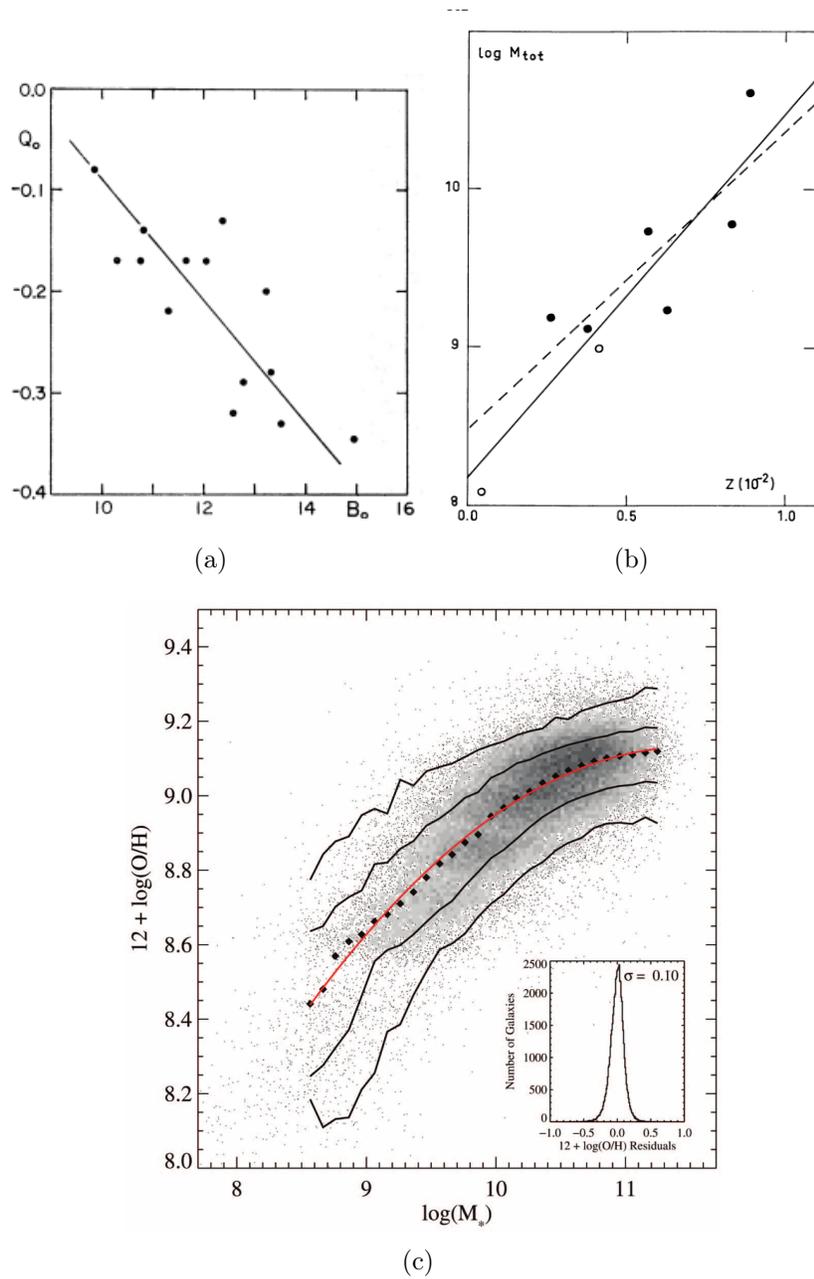


Figura 1.1: Evolución histórica de la relación masa-metalicidad. En el panel (a) mostramos la relación lineal del índice de metalicidad (Q_o) determinada a partir de diferentes colores fotométricos en función de la magnitud azul (B_o). *Figura extraída de McClure & van den Bergh (1968)*. En el panel (b) mostramos la tendencia de la masa total bariónica ($\log(M_{tot})$) en función de la abundancia de elementos químicos pesados ($Z(10^{-2})$), estudio realizado empleando galaxias compactas e irregulares. *Figura extraída de Lequeux et al. (1979)*. El tercer panel (c) mostramos la correlación entre la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar (M_*) obtenida con $\sim 53,000$ galaxias con formación estelar del muestreo SDSS. *Figura extraída de Tremonti et al. (2004)*.

Rosales-Ortega et al. 2012). La elección de la forma funcional empleada para describir la relación MZR parece depender de los datos usados, del criterio empleado para calcular la abundancia o incluso del procedimiento estadístico empleado. Esto introduce un grado de incertidumbre adicional a la hora de tratar de entender la conexión entre dicha relación y los diferentes procesos físicos propuestos para explicarla.

Además de las diversas formas de la MZR, en la literatura también se supone que la masa estelar es el mejor parámetro que describe la abundancia de oxígeno en las galaxias y que existen otros parámetros, independientemente de la forma real de esta relación, asociados a la formación estelar que influyen en cierta medida sobre el contenido químico del gas. En la siguiente subsección incluimos un resumen de diferentes trabajos en donde se abordan dependencias secundarias con la MZR.

1.3.1. Dependencia con otros parámetros

Caracterizar la abundancia de oxígeno en función de diferentes observables puede revelar qué relación guardan propiedades de diferente naturaleza con el contenido químico del gas en las galaxias. Este estudio ha sido abordado anteriormente en la literatura. Entre las exploraciones más destacadas, encontramos principalmente estudios que relacionan la abundancia con la actividad de formación estelar. Por ejemplo diversos estudios (Ellison et al. 2008; Mannucci et al. 2010; Lara-López et al. 2010; Yates et al. 2012; Hughes et al. 2013; Jimmy et al. 2015; Bothwell et al. 2016; Cresci et al. 2019; Curti et al. 2020) exploran la MZR en función del ritmo al cual se forman las estrellas dentro de las regiones de formación estelar (i.e. la tasa de formación estelar o SFR por sus siglas en inglés). Estas exploraciones sugieren que el origen de la aparente dependencia con la SFR puede deberse a salidas de gas, al ambiente donde se encuentra sumergida la galaxia o incluso con la eficiencia que presenta en convertir su gas prístino en estrellas (Sánchez Almeida 2017). Sin embargo, con el advenimiento de técnicas que permiten la observación de objetos espacialmente resueltos (véase Sec. 1.4.1) autores como Sánchez et al. (2016a); Barrera-Ballesteros et al. (2016); Sánchez et al. (2019a) indicaron que no se observa una dependencia de la MZR con la SFR y que debía ser consecuencia de algún sesgo observacional. También se han reportado exploraciones de dependencias de la MZR con el contenido de gas frío molecular y atómico (p.ej., Vila-Costas & Edmunds 1992; Pilyugin & Ferrini 2000; Brooks et al. 2007; Mannucci et al. 2009; Hughes et al. 2013; Jimmy et al. 2015; Bothwell et al. 2016; Ma et al. 2016; Calabrò et al. 2017; Torrey et al. 2019). En este caso, exploraciones basadas en simulaciones sugieren que la forma de la MZR a altos corrimientos al rojo puede estar modulada por la pérdida de metales, como consecuencia de flujos de salida de gas en galaxias de todas las masas (Erb et al. 2006), y que la eficiencia de retención de gas enriquecido aumenta a altos corrimientos al rojo (Torrey et al. 2019). Sin embargo, las limitaciones observacionales y la escasa estadística no han permitido probar de forma definitiva la influencia del gas frío en la abundancia de oxígeno (Bothwell et al. 2013; Hernandez et al. 2021).

Por otro lado, estudios de la evolución galáctica en el contexto cosmológico se han abordado a través del corrimiento al rojo (z). En este contexto, trabajos como Daddi et al. (2007); Elbaz et al. (2007); Noeske et al. (2007); Rodighiero et al. (2011) estudian

la evolución de la estrecha relación entre la masa estelar y la SFR con el corrimiento al rojo. Sus resultados sugieren que las galaxias con formación estelar ubicadas a $0 \lesssim z \lesssim 2$, evolucionan suavemente por procesos continuos como el consumo de gas y la formación estelar. Otros estudios sugieren conexiones evolutivas de la formación estelar incluso a corrimiento al rojo muy bajos. Por ejemplo, [Moustakas et al. \(2011\)](#) y [Lara-López et al. \(2013\)](#) han reportado efectos de la evolución cósmica sobre la relación masa-metalicidad del gas ionizado en el Universo cercano (dentro del rango $0.05 \lesssim z \lesssim 0.75$). Ambos estudios observan una disminución gradual de la abundancia de oxígeno conforme aumenta el corrimiento al rojo, resultados que de acuerdo con [Lara-López et al. \(2013\)](#) se comparan con las predicciones de los modelos de evolución galáctica (p.ej., [Buat et al. 2008](#)). Sin embargo, [Buat et al. \(2008\)](#) enfatiza que las tendencias evolutivas que sugieren sus resultados son difícilmente comparables con las observaciones debido a las incertidumbres de las estimaciones de masa estelar, de la tasa de formación estelar o incluso de las calibraciones de la metalicidad del gas ionizado. También modelando la evolución temporal de la metalicidad estelar en función de la masa estelar, trabajos como [Vale Asari et al. \(2009\)](#); [Camps-Fariña et al. \(2021, 2022\)](#) sugieren que la relación MZR estelar para galaxias está impulsada principalmente por la historia de formación de las estrellas y que evoluciona de acuerdo a la masa estelar y a la morfología, indicando que las galaxias más masivas se enriquecieron primero y después las galaxias de menor masa.

En diferentes grados, estos estudios muestran que otros observables, además de la masa estelar, podrían tener un impacto en la evolución galáctica, y posiblemente en la abundancia de oxígeno. Sin embargo, la mayoría de estos estudios se encuentran limitados por la resolución y cubrimiento espacial de los instrumentos de observación o por una carencia de grandes bases de datos con mediciones características para un mismo número de galaxias. Con el fin de mitigar limitaciones estadísticas u observacionales en el estudio de los complejos procesos que intervienen en las propiedades físicas de las galaxias y su evolución química, se han realizado exploraciones espectroscópicas sobre muestras amplias de galaxias (cartografiados de galaxias) y así mismo se han desarrollado nuevas técnicas de observación más sofisticadas que permiten estudiar una gran variedad de objetos espacialmente resueltos como la espectroscopía de campo integral.

1.4. Muestreos espectroscópicos de galaxias

En los últimos años, se han utilizado muestreos ópticos cada vez más amplios para estudiar los procesos de evolución de las galaxias. Los estudios espectroscópicos han revelado tendencias claras entre los procesos de formación estelar, enriquecimiento químico, poblaciones estelares y actividad nuclear ([Blanton et al. 2017](#)). A pesar de sus grandes ventajas, estos estudios presentan limitaciones al muestrear las galaxias con una sola apertura fija, por lo que puede que estén produciendo una visión sesgada de las galaxias (p.ej. el SDSS o el cartografiado GAMA, [York et al. 2000](#); [Driver et al. 2011](#)). No obstante, con las nuevas y más sofisticadas técnicas de observación basadas en la espectroscopía de unidad de campo integral, los nuevos datos recopilados nos permiten mapear el gas ionizado y su metalicidad (de forma local y global), las metalicidades de las estrellas,

la dinámica estelar, las tasas de formación estelar, las densidades de masa estelar y las edades. El cartografiado SDSS, se describirá en el Cap. 2.

1.4.1. Espectroscopía de campo integral

La espectroscopía de campo integral (IFS por sus siglas en inglés, *Integral Field Spectroscopy*) es una técnica de observación que proporciona información espectral de una región contigua sobre un campo de visión, con un cubrimiento casi completo del objeto. Esta técnica hace uso de instrumentos conocidos como unidades integrales de campo (o IFU en inglés). Existen diferentes tipos de instrumentos IFU basados en diferentes técnicas para dividir el campo de visión en aperturas individuales que llevan la luz al espectrógrafo. Los principales tipos de IFU son, consulte panel (a) de la Fig. 1.2:

(i) Una matriz de microlentes. En este arreglo los lentes se colocan en el plano de entrada de las rendijas del espectrógrafo. Esta matriz actúa como un arreglo de píxeles espaciales también conocidos como *spaxels* que recopilan la luz de cierta área del cielo (p.ej. el espectrógrafo SAURON, Cappellari et al. 2007). (ii) Un rebanador de imágenes (*image slicer* en inglés). En este enfoque, la imagen del objeto explorado se segmenta en múltiples rebanadas. La luz capturada por cada segmento pasa a través de una ranura para ser dispersada. Finalmente se obtiene un espectro las diferentes partes de la imagen (p.ej. el espectrógrafo MUSE, Henault et al. 2003). (iii) Un paquete de fibras. En este caso, la luz de los objetos es capturada por una serie de fibras ópticas que alimentan a las rendijas que conforman al espectrógrafo. De cada fibra se obtiene un espectro de una región específica del objeto. Este tipo de arreglo puede usarse solo o con una combinación de microlentes (p.ej. el espectrógrafo PPAK; Kelz et al. 2006). El producto final de estas novedosas técnicas es, en general, un cubo de datos, con la posición del objeto o de algún área del mismo (RA, DEC) y la longitud de onda de la luz captada (Bershady 2009) almacenadas usualmente como coordenadas del cubo. En la Fig. 1.2 incluimos un esquema de las diferentes implementaciones de la técnica de espectroscopía de campo integral y del cubo de datos resultante.

De esta forma la espectroscopía de campo integral intenta resolver las principales desventajas de la espectroscopía tradicional ya que registra un espectro de cada región del objeto extendido en estudio. Esto no se puede hacer con una rendija larga, excepto al pasar la rendija a través del objetivo moviendo el telescopio y registrando exposiciones separadas para cada posición, lo que resulta muy ineficiente (p.ej., Akras et al. 2020). Mientras que en el caso de la espectroscopía Fabry-Perot no es posible obtener espectros temporalmente simultáneos, ya que realiza observaciones canal a canal, sin coherencia temporal entre datos de diferentes longitudes de onda. Además, la espectroscopía de campo integral es capaz de mitigar los sesgos observacionales de la espectroscopía de una sola fibra cuyas mediciones provienen de los unos pocos arcosegundos (3" en el caso del SDSS) centrales de los objetos en estudio.

La espectroscopía IFS es ideal para explorar fuentes extendidas de una manera espacialmente resuelta como poblaciones estelares resueltas (Tsamis et al. 2008), galaxias normales y activas (Emsellem et al. 2004), grupos y cúmulos de galaxias (Do et al. 2009), galaxias de alto desplazamiento al rojo (Husemann et al. 2010) o lentes gravitacionales

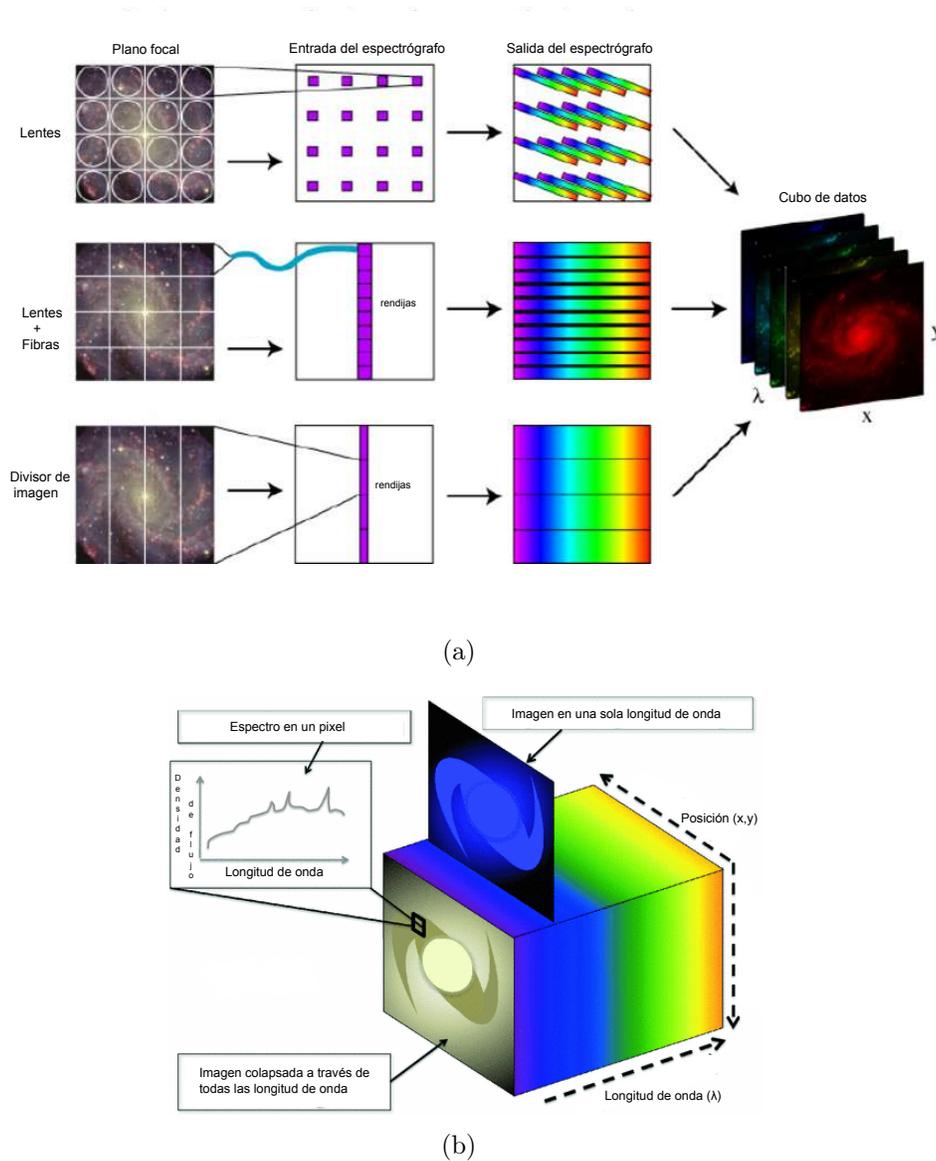


Figura 1.2: Esquema de (a) los diferentes tipos de unidades integrales de campo de los enfoques que emplean lentes, una combinación de lentes y fibras y divisores de imagen para obtener el espectro de una galaxia *Crédito de la imagen: M. Westmoquette*, y adaptada de [Allington-Smith & Content \(1998\)](#); (b) el cubo de datos resultante de la técnica de espectroscopía de campo integral donde se almacena la posición de la galaxia y las diferentes longitudes de onda analizadas. Para cada λ , la imagen bidimensional asociada (x, y) está constituida por elementos espaciales discretos denominados *spaxels* (contracción en inglés del término "píxeles espaciales"), los cuales almacenan la densidad de flujo de una región dada del objeto analizado. *Imagen extraída y adaptada de Harrison (2016)*.

(Bolton et al. 2006). Algunos ejemplos de instrumentos que emplean la técnica IFS sobre galaxias son el espectrógrafo SAURON (Bacon et al. 2001) montado en el telescopio William Herschel y el sistema MUSE (McDermid et al. 2008) montado en el Telescopio VLT (*Very Large Telescope*) ubicado en el Observatorio Paranal en Chile.

1.4.2. IFS: muestreos de galaxias

Los proyectos pioneros en utilizar la técnica de espectroscopía de campo integral para obtener muestreos espacialmente resueltos observaron solo unas pocas galaxias. Entre estos encontramos los muestreos a bajo corrimiento al rojo como SAURON Bacon et al. (2001), centrado en el estudio de las regiones centrales de galaxias de tipo temprano y bulbos de espirales; el proyecto PINGS de una docena de galaxias muy cercanas Rosales-Ortega et al. (2010); Disk Mass Survey Bershadsky et al. (2010) que proporcionó una alta resolución espectral de espirales *face-on*¹⁷; el proyecto VENGA Blanc et al. (2013), también dedicado a espirales *face-on*.

Entre las nuevas bases de datos que emplean la técnica IFS, el muestreo CALIFA (Sánchez et al. 2012a), incluye observaciones de 974 galaxias ($0.005 < z < 0.03$) en el rango espectral 3700-7500 Å con una resolución espacial promedio de 0.8 kpc (el cual se describirá a detalle en el Cap. 2). También destaca el muestreo SAMI (Croom et al. 2012) con una resolución espacial menor (2.2 kpc) con respecto a CALIFA. Comprende además 2400 galaxias en $z \sim 0.01$ a 0.1 que fueron observadas en el espectro rojo (3700-5700 Å) y azul (6250-7350 Å). También destaca el muestreo del SDSS llamado MaNGA (Bundy et al. 2015) el cual se distingue por incluir observaciones espacialmente resueltas de 10,000 galaxias en el rango espectral 3600-10300 Å ubicadas en el rango de corrimiento al rojo de 0.01 a 0.15. Este muestreo alcanza una resolución espacial física promedio de 2.5 kpc. Y más recientemente encontramos la compilación AMUSING++ (López-Cobá et al. 2020) realizada usando el espectrógrafo MUSE (Henault et al. 2003), la cual se caracteriza por presentar una notable mejora en la resolución espacial (0.3 kpc en promedio) comparado con las resoluciones de los muestreos eCALIFA, SAMI y MaNGA. Sin embargo, hasta la fecha lista 635 galaxias ubicadas en $0.001 < z < 0.1$, observadas bajo diferentes condiciones de observación (Galbany et al. 2016; López-Cobá et al. 2020).

Aunque estos muestreos representan un gran avance debido a la resolución espacial alcanzada y al gran número de galaxias observadas (las cuales abarcan un rango significativo de masas, ambientes y tipos morfológicos), a la fecha hay una carencia de observaciones en otros rangos de longitudes de onda que complementen a estos muestreos y que igualmente se basen en la técnica IFS y que contengan una estadística similar (el reciente muestreo ALMaQUEST que está enfocado en observar el gas molecular a través de la línea de emisión CO(1-0) en galaxias del muestreo MaNGA, solo contempla 46 galaxias observadas con la técnica IFS Lin et al. 2019). Recientemente la compilación de datos de los proyectos eCALIFA, EDGE y APEX (Sánchez et al. 2016a; Lacerda et al.

¹⁷Término empleado para referirse a la orientación frontal del disco de las galaxias que se observa desde la Tierra, es decir, cuando el plano donde yace el disco de la galaxia es perpendicular a la línea de visión.

2020; Bolatto et al. 2017; Colombo et al. 2020, estudios espacialmente resueltos para estudiar la formación estelar, ver descripción en el Cap. 2) ha logrado obtener información espectroscópica en el rango óptico y en el milimétrico de cientos de galaxias lo que permitirá estudiar diferentes componentes del gas interestelar y su papel en la formación estelar.

1.5. Motivación y objetivos

La investigación plasmada en esta tesis está encaminada a responder o al menos aclarar una pregunta fundamental en el contexto de la evolución extragaláctica: ¿Cuáles son los procesos físicos que dieron como resultado la composición química observada en las galaxias?. De esta forma, el presente proyecto pretende estudiar cómo la abundancia de oxígeno observada en el ISM correlaciona con diferentes propiedades físicas de galaxias cercanas, estos resultados permitirán restringir futuros modelos de evolución química y formación de las galaxias. Esto es posible gracias a la sinergia entre dos colaboraciones observacionales en distintos rangos espectrales (óptico y milimétrico) basados en la técnica de espectroscopía de campo integral del muestreo eCALIFA-EDGE-APEX (Sánchez et al. 2013; Lacerda et al. 2020; Espinosa-Ponce et al. 2020; Bolatto et al. 2017; Colombo et al. 2020; Barrera-Ballesteros et al. 2018, 2020), aunado a la adición de observaciones en radio. Por tanto, esta investigación se suma a los esfuerzos en cuantificar directamente el impacto de diversos observables en la composición química en galaxias cercanas a través de un análisis a escalas globales.

Los objetivos formulados para esta tesis son los siguientes:

- Estudiar posibles dependencias primarias de la abundancia de oxígeno con 30 diferentes observables físicos como la masa de gas frío (molecular y atómico), la tasa de formación estelar, la masa de las estrellas, la morfología o parámetros asociados a la historia de formación estelar, por mencionar algunos. Esta exploración se realiza con una compilación de observaciones de gas neutro, molecular y ionizado de galaxias ubicadas en el universo cercano cuyas mediciones están homogeneizadas espacialmente al radio efectivo. Esta exploración nos permite superar limitaciones observacionales de técnicas como la espectroscopía de una sola fibra así como incorporar observaciones en diferentes rangos espectrales en un solo estudio.
- Caracterizar la relación masa-metalicidad a través de la exploración de diferentes técnicas estadísticas de ajuste y diversas formas funcionales, minimizando incertidumbres y considerando múltiples calibradores de la abundancia de oxígeno. Esta exploración permitirá sentar las bases para restringir posibles modelos de evolución de galaxias del universo cercano.
- Explorar posibles dependencias secundarias de la abundancia de oxígeno a través de los residuos de la relación masa-metalicidad usando los diferentes observables. Esta exploración nos permitirá identificar el impacto de posibles procesos físicos relacionados con la evolución química de las galaxias.

- Replicar la Relación fundamental de Metalicidad formulada en [Mannucci et al. \(2010\)](#) con datos medidos al radio efectivo del muestreo eCALIFA y con datos del muestreo SDSS-DR7. Esta exploración nos permitirá identificar si la tasa de formación estelar juega un papel secundario en la forma de la relación MZR.

De acuerdo con estos objetivos, esta tesis se encuentra estructurada de la siguiente manera: en el Cap. 2 describimos el proceso de análisis de los datos de espectroscopía de campo integral. También presentamos y describiremos los diferentes conjuntos de datos y parámetros que usamos a lo largo de este trabajo. En el Cap. 3 presentamos el análisis de las posibles dependencias primarias de la abundancia de oxígeno en función del conjunto de todos los observables recopilados para las galaxias en estudio. Más adelante en el Cap. 4 presentamos (i) la caracterización sin preconcepciones de la relación masa metalicidad del gas ionizado aplicando un análisis sin preconcepciones y (ii) la búsqueda de posibles relaciones secundarias de los residuos de la abundancia de oxígeno. En el Cap. 5 exploramos la posible reducción de la dispersión de la abundancia de oxígeno cuando es función simultánea de la masa estelar y la tasa de formación estelar tanto con datos espacialmente resueltos como con datos obtenidos con espectroscopía de una sola fibra. Las conclusiones generales de esta tesis son presentadas en el Cap. 6.

Capítulo 2

Muestra y Metodología

2.1. Muestreos espectroscópicos de galaxias cercanas

Como se indicó en el capítulo anterior, el objetivo de esta tesis es estudiar el posible impacto de diversos observables de las galaxias cercanas sobre la abundancia de oxígeno en el medio interestelar. Para ello utilizaremos diferentes muestreos de galaxias cercanas que incorporan tanto muestras estadísticamente significativas así como observaciones en diferentes rangos espectrales, las cuales albergan una diversidad de condiciones físicas y ambientales tales como (i) amplios rangos de masas estelares y de gas prístino; (ii) diferentes abundancias de oxígeno; (iii) variedad de subestructuras, entre otros. A continuación presentamos las características de dichos muestreos:

2.1.1. SDSS

El proyecto astronómico *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; York et al. 2000) es el muestreo más grande de galaxias cuyas observaciones abarcan alrededor de 200 millones de imágenes de estos objetos¹ a diferentes corrimientos al rojo. Este gigantesco compendio se caracteriza por estar constituido por diversos muestreos con diferentes objetivos científicos, cuya liberación de datos (llamados *Data Release* en inglés y abreviado como DR) incluyen nuevas observaciones, descripción de nuevas técnicas de procesamiento de datos y detalles de cada proyecto en cuestión. La información espectroscópica lograda en este proyecto fue obtenida usando fibras ópticas individuales capaces de cubrir (cada una) los 3 arcosegundos centrales de las galaxias objetivo (desde SDSS-DR1 a SDSS-DR7).

En el Cap. 5 de esta tesis haremos uso de la séptima publicación de datos del SDSS (conocida como *Data Release 7* o SDSS-DR7) la cual proporciona catálogos de imágenes, espectros y corrimientos al rojo así como una estimación de las propiedades de las líneas de emisión del gas ionizado para casi un millón de galaxias observadas en el rango espectral de 380-920 nm². En particular, emplearemos una selección de parámetros limitada del muestreo VAC (*Value Added Catalogue*) provisto por los grupos de investigación *The*

¹ver <https://www.sdss.org/surveys>

²Los datos son públicos y pueden ser descargados de la página web del grupo [MPA-JHU](#).

Max Planck for Astrophysics (MPA) y *Johns Hopkins University* (JHU) el cual incluye propiedades obtenidas usando los datos del SDSS como: (i) las masas estelares totales determinadas a partir de la fotometría de índices espectrales, calculadas siguiendo el procedimiento descrito en [Kauffmann et al. \(2003\)](#); [Salim et al. \(2007\)](#); y (ii) las tasas de formación estelar calculadas usando la luminosidad en la línea $H\alpha$ a través de la relación $SFR=L(H\alpha) / 10^{41.28} \text{ erg s}^{-1} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (véase [Brinchmann et al. 2004](#)) bajo la IMF de [Kroupa \(2001\)](#) y corregida por la extinción por polvo.³ La selección de la muestra usada para realizar el análisis de la relación fundamental de metalicidad se expone en el Cap. 5 debido a la naturaleza de la exploración que realizamos.

Es importante destacar que aunque el cartografiado espectroscópico del SDSS es hasta la fecha la muestra más significativa en términos estadísticos, sus observaciones provienen de los 3 arcosegundos centrales de las galaxias. Por tanto, el espectro registrado del gas ionizado puede verse afectado por ionización debida a núcleos activos de galaxias u otro tipo de fenómenos frecuentes en las regiones centrales no asociados a la formación estelar. El análisis del espectro central registrado puede crear sesgos si tenemos en cuenta los gradientes en la abundancia o la formación estelar (p.ej., [Kewley et al. 2005](#); [Gomes et al. 2016](#)). Esta es una de las principales motivaciones por las cuales en esta tesis usamos datos espacialmente resueltos. Dichos datos nos permiten tener mediciones a distintas posiciones de la galaxia, como lo es el radio efectivo (p.ej., [Moustakas & Kennicutt 2006](#); [Sánchez et al. 2013](#); [González Delgado et al. 2014](#); [Sánchez et al. 2016a](#)).

Como hemos mencionado anteriormente, la técnica IFS tiene la capacidad de aportar información de las propiedades espectroscópicas de las galaxias tanto integradas (globales) como espacialmente resueltas (locales) sin limitarse a un espectro por galaxia o a un reducido campo de visión. Por tanto, para la presente tesis, el estudio de muestras basadas en observaciones IFS nos permitirá un análisis detallado de las dependencias secundarias de la abundancia de oxígeno respecto a diferentes propiedades observacionales de las galaxias en el Universo local. A continuación presentamos los diferentes muestreos empleados para esta disertación:

2.1.2. eCALIFA

El proyecto CALIFA (siglas en inglés de *Calar Alto Legacy Integral Field Area survey*; [Sánchez et al. 2012a](#)) fue diseñado para observar galaxias empleando la técnica de espectroscopía de campo integral con el espectrógrafo PMAS (*Potsdam Multi Aperture Spectrograph*; [Roth et al. 2005](#)) usando un conjunto de más de 300 fibras (configuración conocida como PPAK [Verheijen et al. 2004](#); [Kelz et al. 2006](#)) montados en el telescopio de 3.5m del Observatorio del Centro Astronómico Hispano Alemán ubicado en Calar Alto (Almería), España. Dichas fibras están organizadas en forma hexagonal cubriendo un área aproximada proyectada en el cielo total de 1^2 arcominutos. El muestreo de galaxias CALIFA obtenido con el instrumento PMAS en la configuración PPAK, permitió mapear la extensión óptica de las galaxias abarcando hasta 2 a 5 radios efectivos correspondiente

³Para más información sobre esta base de datos visite la pág. del [SDSS-DR7](#)

a un diámetro angular entre $45'' < D_{25}^4 < 80''$ (Sánchez et al. 2012a). Este muestreo de galaxias relativamente brillantes ($-23 \text{ mag} < M_r^6 < -19 \text{ mag}$) abarca un amplio rango de tipos morfológicos (desde elípticas hasta irregulares) y de masas estelares (Sánchez et al. 2012a; González Delgado et al. 2015). Como cada galaxia del proyecto CALIFA se observó usando un conjunto de fibras, este manojo de fibras solo puede alcanzar una cobertura de 60% del objeto en un solo apuntado. Por tanto, para asegurar la cobertura completa del objeto se adoptó un esquema de 3 apuntados para cubrir las regiones faltantes del mismo (Sánchez et al. 2012a). Para que el espectrógrafo pudiera dispersar la luz proveniente de las fibras se emplearon dos redes de difracción denominadas V500 y V1200. La primera red permite mediciones de la emisión proveniente del gas ionizado y poblaciones estelares dentro del rango espectral ubicado entre 3750 y 7000 Å. La segunda fue utilizada para estudiar con mayor detalle (es decir, con mayor resolución espectral), la cinemática estelar y del gas con emisión en el rango entre 3700 y 4700 Å (Sánchez et al. 2012a). El proyecto CALIFA logró la observación de ~ 600 galaxias del Universo local ubicadas dentro de un volumen esperoidal de ~ 300 Mpc de radio ($0.005 < z < 0.03$), para las cuales se obtuvieron mapas bidimensionales de edades y metalicidades de las poblaciones estelares, la distribución de las abundancias químicas del gas ionizado, y determinación de las propiedades cinemáticas tanto de la componente estelar como del gas ionizado con un poder de resolución espacial típica de 1 kpc (mínima separación espacial lograda para poder distinguir detalles).

Para aumentar la estadística de CALIFA se añadieron observaciones de galaxias que no se contemplaban en la versión inicial de la selección. Esta extensión, llamada eCALIFA (Sánchez et al. 2016a; Lacerda et al. 2020), está constituida por 906 galaxias en el Universo cercano (~ 300 galaxias más que se añadieron a las originales del proyecto de CALIFA) de entre las cuales se incluyen galaxias enanas, elípticas gigantes, galaxias en interacción e incluso huéspedes de núcleos activos de galaxias. Esta nueva muestra de galaxias locales (ubicadas entre $0.002 < z < 0.09$) se observaron usando la misma configuración que el proyecto CALIFA (Sánchez et al. 2016a; Espinosa-Ponce et al. 2020), respetando la selección primaria de la muestra original, esto es, el que las galaxias estuvieran ubicadas en el Universo Local ($z < 0.1$), y que tuvieran un diámetro del orden del tamaño del campo de visión (garantizando el muestreo de una porción significativa de las mismas con el mazo de fibras).

2.1.2.1. Reducción de datos

En la técnica IFS (véase descripción en el Cap. 1), el plano focal del telescopio está en general desacoplado del plano de entrada del espectrógrafo sin que exista un mapeo coherente entre ambos. Por tanto, se requiere una reconstrucción de los datos que permitan localizar y vincular espacialmente los espectros asociados a cada región mapeada del

⁴La distancia D_{25} , corresponde a la longitud del eje mayor de una elipse, o al diámetro de una circunferencia, ajustada a la isofota⁵ correspondiente a un brillo de $25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ en la banda B ($\lambda_{\text{eff}} = 6904 \text{ Å}$, $\Delta\lambda = 450 \text{ Å}$).

⁶Nomenclatura para denotar la magnitud absoluta medida en la banda r ($\lambda_{\text{eff}} = 6538 \text{ Å}$, $\Delta\lambda = 893 \text{ Å}$).

objeto. Igualmente, se deben de remover todas las firmas instrumentales de los datos en bruto y se estandariza el formato de la información. Este proceso denominado reducción de datos sigue un protocolo de una serie de pasos (Sánchez et al. 2016b) que se explican a continuación:

(i) Pre-reducción (substracción de *bias* y rayos cósmicos). En este primer paso se remueven las señales o ganancias no deseadas generadas por corriente de electrones o debido a la incidencia de rayos cósmicos sobre el detector. (ii) Identificación de la posición del espectro en el detector. Dado que la posición del espectro en las imágenes 2D es independiente de la posición física de cada pixel, se requiere hacer un mapa que permita asociar las coordenadas físicas de los pixeles con la intensidad de flujo registrada por el detector columna a columna y fila a fila. El archivo resultante de este proceso contiene el número de identificación que asocia fibras, espectros, pixeles y la ubicación del centroide asociado a la máxima intensidad de cada espectro. (iii) Extracción de espectros. En un proceso iterativo se extrae el flujo correspondiente a diferentes espectros. La información extraída de este proceso se almacena en un archivo 2D, cuyas coordenadas corresponden al eje de dispersión original y al número de espectros extraídos. (iv) Corrección de la transmisión de la fibra. El empaquetamiento espacial de las fibras causa que la señal recibida por cada una de ellas se vea contaminada con flujo proveniente de las otras fibras. Este efecto puede repercutir en la interpretación de los datos debido a la mezcla de espectros de fibras adyacentes, registrando emisiones de regiones completamente diferentes del cielo. En el caso de Sánchez et al. (2016b), se aplica una técnica que reduce los efectos de la llamada *cross-talk* que consiste en aproximar los espectros a perfiles multi-Gaussianos en un proceso iterativo. Este proceso se repite hasta suprimir los espectros contaminantes. (v) Corrección por distorsión del espectro. Debido a que los espectrógrafos no dispersan la luz homogéneamente y que las fibras pueden no estar alineadas perfectamente con la ranura de difracción se genera una distorsión de la imagen en forma de arcos de curvatura suave. Esta distorsión debe ser corregida fibra a fibra realizando varias exposiciones provenientes de lámparas catódicas. Este paso permite corregir las curvaturas de la imagen capturada. (vi) Calibración de la longitud de onda. Después de la corrección por distorsión del espectro se requiere una transformación que convierta el espectro a longitudes de onda, este procedimiento se realiza ajustando una función polinomial que permita la transformación. (vii) Corrección de transmisión fibra a fibra. Cada fibra que alimenta al espectrógrafo posee una transmisión óptica diferente (ocasionada por la posición diferencial de las fibras con respecto al eje óptico del espectrógrafo) que depende de la longitud de onda. Para corregir esta distorsión se ilumina el plano focal del instrumento con una fuente de luz continua (como una lámpara halógena o el cielo crepuscular). Las imágenes resultantes de esta exposición se utilizan para identificar la transmisión diferencial fibra a fibra. (viii) Calibración del flujo. Este proceso utiliza flujos estándares (de una estrella o de un conjunto o de ellas) que sirven como referencia para la conversión de los datos en unidades físicas reales de densidad de flujo. (ix) Sustracción del espectro del cielo nocturno. En este procedimiento se separa la emisión del cielo del espectro del objeto en estudio. (x) Reconstrucción del cubo de datos. Después de ejecutar los procedimientos anteriores, se exportan los datos reducidos a un nuevo cubo. (xi) Corrección por refracción atmosférica diferencial. La variación de la densidad del aire en

la atmósfera provoca una desviación de la luz proveniente del objeto en estudio afectando su forma y ubicación. Para corregir este efecto se usa una relación corregida por presión y temperatura del índice de refracción en función de la longitud de onda.

Para la elaboración de esta tesis se emplearon los datos ya reducidos y analizados por la versión 2.2 del dataducto (Sánchez et al. 2016b). El producto final de la reducción de datos es un cubo con el formato estándar de coordenadas x, y y z (véase Fig. 1.2 en el Cap. 1). Las primeras dos coordenadas almacenan la ascensión recta y la declinación, y la tercera coordenada está asociada a la longitud de onda de la observación en Å (p.ej., Sánchez et al. 2016b).

2.1.2.2. Análisis de datos: Pipe3D

El cubo de datos resultante de la reducción se somete a una serie de cálculos con los cuales se extrae información física de los mismos. Este paso, llamado análisis de datos, se realiza por las rutinas del paquete Pipe3D, capaz de caracterizar las propiedades de las poblaciones estelares y del gas ionizado basados en datos de espectroscopía de campo integral (para más información véase: Sánchez et al. 2016b). A través del proceso de análisis espectroscópico, Pipe3D obtiene: (i) el corrimiento al rojo, la atenuación de la luz ocasionada por el polvo y la dispersión de velocidad en la línea de la visión; posteriormente (ii) aplica un análisis de momentos para estimar las principales propiedades de las líneas de emisión más intensas ([OII] λ 3727, H δ , H γ , H β , [OIII] λ 4959, [OIII] λ 5007, [NII] λ 6548, [NII] λ 6583, H α , [SII] λ 6717, y [SII] λ 6731), así como el ancho equivalente, la dispersión de la velocidad para cada línea de emisión y la velocidad sistémica; finalmente (iii) se aplica un modelado de la distribución espectral de energía asociada a la contribución estelar usando un conjunto de plantillas de SSP⁷. Para este paso se adopta la ley extinción del polvo estelar que afecta a la población estelar de Cardelli et al. (1989, con $R_V = 3.1$). Tras modelar el espectro con las plantillas SSP, el dataducto Pipe3D devuelve un conjunto de mapas con propiedades estelares como edades, metalicidades, masas, entre otros (Sánchez et al. 2016b,c; Lacerda et al. 2022).

Todos los parámetros arrojados por el análisis de datos se determinan para cada elemento espacial del cubo de datos. Sin embargo para cada una de estas propiedades se puede integrar la contribución *spaxel* por *spaxel* a lo largo del campo de visión del objeto para obtener la propiedad global (o integrada) o incluso determinar una propiedad en un anillo elíptico de radio dado (Sánchez et al. 2016c). De este manera se obtiene las diferentes propiedades integradas o medidas al radio efectivo de las galaxias eCALIFA.

⁷Una población estelar única (o SSP del inglés *Single Stellar Population*) supone que las estrellas nacen al mismo tiempo en grupos de cientos o miles, de una misma nube molecular. Bajo este enfoque, las estrellas poseen la misma composición inicial de elementos y siguen diferentes caminos evolutivos de acuerdo a su masa. Por otro lado, un modelo de síntesis de SSP describe la evolución temporal de la distribución espectral de energía de una única población estelar. El espectro ajustado puede incluir el efecto del polvo y/o del gas dependiendo del código computacional empleado (Conroy 2013). En el caso del análisis de datos de Pipe3D, el dataducto supone que la formación estelar en cada galaxia está constituida por un conjunto de SSP de diferentes edades, metalicidades y masas (González Delgado et al. 2005; Vazdekis et al. 2010; Falcón-Barroso et al. 2011) basadas en la IMF de Salpeter (1955) válida para masas estelares $0.1 \lesssim M_*/M_\odot \lesssim 100$.

2.2. Compilación de observaciones de gas frío

Como se vió en el Cap. 1, investigar los diversos fenómenos físicos involucrados en la evolución química de las galaxias requiere cubrir un amplio rango de propiedades físicas, por ello es de suma importancia contar con muestreos de galaxias que cumplan estas necesidades. Para el caso del muestreo eCALIFA, contamos con estimaciones del gas molecular H_2 para una submuestra de galaxias (inferidas a partir de observaciones interferométricas de la molécula de CO Bolatto et al. 2017; Colombo et al. 2020). Esta submuestra está conformada por las galaxias de los muestreos EDGE (Bolatto et al. 2017) y APEX (Colombo et al. 2020). A este conjunto de datos se le suman observaciones en radio del gas hidrógeno neutro recopiladas por A. López-Sánchez et al. (en preparación) de trabajos como Huchtmeier & Richter (1989); Theureau et al. (1998); Springob et al. (2005). En las siguientes subsecciones presentamos las principales características de los muestreos de gas frío molecular y neutro.

2.2.1. EDGE-APEX

La base de datos *the Extragalactic Database for Galaxy Evolution* o EDGE (por sus siglas en inglés) es un muestreo extragaláctico de gas molecular (Bolatto et al. 2017) obtenido con el conjunto de antenas milimétricas CARMA (*The Combined Array for Research in Millimeter-wave Astronomy*; Bock et al. 2006). El sondeo EDGE logró mapear la distribución del monóxido de carbono (^{12}CO , transición 1-0) en alrededor de 126 galaxias ubicadas entre ~ 20 a 120 Mpc de distancia (Bolatto et al. 2017). Las galaxias exploradas con CARMA pertenecen a una submuestra de galaxias CALIFA, cubriendo ambas observaciones el mismo campo de visión de los instrumentos CARMA y PMAS/PPAK (Sánchez et al. 2021b). Las observaciones del muestreo EDGE poseen una resolución angular ajustada al campo de visión del proyecto CALIFA (4.5 arcosegundos; Bolatto et al. 2017) y una resolución física de ~ 1.5 kpc, lo que le permite obtener información comparable con datos medidos al Re y globales de eCALIFA. Los detalles sobre las observaciones, la reducción de datos y la estimación de la masa de gas molecular a partir de la línea de emisión de CO se describen ampliamente en Bolatto et al. (2017).

Adicionalmente, contamos con un subconjunto de galaxias eCALIFA observadas con el telescopio submilimétrico de una antena *Atacama Pathfinder Experiment* de 12m (abreviado APEX, Güsten et al. 2006). Esta compilación comprende 418 galaxias (Colombo et al. 2020) observadas en la línea ^{12}CO (transición 2-1) que no se incluyen en el muestreo EDGE. Los datos de esta muestra presentan una resolución de 26.3 arcosegundos (Sánchez et al. 2021b), correspondiente a una cobertura media de 1.12Re para estas galaxias. Los detalles sobre la reducción de datos pueden consultarse en Colombo et al. (2020).

De esta forma, la combinación de los muestreos EDGE y APEX constituyen la compilación de datos más grandes de gas molecular creando un muestreo único de más de 500 objetos integrados a la misma apertura obtenido a partir de la emisión de CO (similar al número de galaxias del cartografiado XCOLDGASS pero con más del doble de resolución angular Mauersberger 2003; Saintonge et al. 2017), disponible para un estudio de galaxias espacialmente resueltas.

2.2.2. Compilación de observaciones de HI

Aunado a los datos de gas molecular, hemos compilado 406 observaciones integradas de gas neutro en la línea de 21 cm recopiladas por A. López-Sánchez et al. (en preparación) disponibles para una submuestra de galaxias eCALIFA. Estos datos se basan en observaciones realizadas por un arreglo de antenas interferométricas y de plato único. La mayoría de los datos de HI provienen de observaciones de un solo plato recopiladas de la literatura (comunicación privada con López-Sánchez et al.) usando los telescopios de Green Bank de 91 m y 42 m del Observatorio Nacional de Radioastronomía (Estados Unidos), la antena Arecibo de 305 m del Centro Nacional de Astronomía e Ionosfera (Puerto Rico), el radiotelescopio de tamaño ajustable Nancay de 200 m \times 40 m en el Observatorio de París (Francia), el telescopio Effelsberg de 100 m del Instituto Max Planck de Radio Astronomía (Alemania) y el radiotelescopio Parkes de 64 m (Australia). Todos estas antenas alcanzaron una resolución angular entre 3.3 a 21 arcominutos (véase Tabla 1 de [Springob et al. 2005](#)). Por ello, no existe una apertura homogénea sobre la cual se ha estimado la masa total de gas HI. No obstante, la extensión del gas neutro HI en el disco de las galaxias es mucho mayor que la región donde se observa la emisión de gas ionizado. Esta situación (es decir, por la diferencia de aperturas) no es diferente a otras exploraciones similares, por ejemplo en [Bothwell et al. \(2013\)](#); [Hughes et al. \(2013\)](#); [Zu \(2020\)](#)

2.3. Parámetros integrados y característicos

Para evaluar posibles dependencias primarias y secundarias con la abundancia de oxígeno, hemos empleado diferentes parámetros que fueron extraídos de los productos del análisis utilizando el dataducto Pipe3D sobre los datos IFU de la muestra de galaxias eCALIFA, tales como⁸ (i) la masa estelar total, (ii) la tasa de formación estelar estimada a partir de la línea $H\alpha$ y (iii) a partir de modelos de poblaciones estelares, (iv) la tasa de formación estelar específica, (v) la morfología, (vi) el índice de concentración, (vii) la elipticidad, (viii) la inclinación, (ix) la distancia lumínica, (x) el tiempo cosmológico al cual las galaxias alcanzan un porcentaje dado de su masa estelar total, (xi) el corrimiento al rojo, (xii) el ancho equivalente en la línea $H\alpha$, (xiii) el momento angular específico, (xiv) la masa dinámica, (xv) el parámetro de ionización, (xvi) la distancia a la secuencia principal de formación estelar de las galaxias, (xvii) el trazador del pozo de potencial gravitacional, (xviii) el radio efectivo. A este conjunto de observables se le suman estimaciones de gas molecular calculados a partir de los muestreos de EDGE y APEX, así como una recopilación de estimaciones de masa de gas neutro.

En particular para el gas frío, los observables empleados para esta tesis son: (xix) masa de gas molecular, (xx) fracción de gas molecular⁹, (xxi) fracción de gas total y (xxii) eficiencia de formación estelar. Para cada uno de estos observables contamos con mediciones directas (usando la emisión de la molécula de CO de EDGE-APEX) y mediciones calcu-

⁸La definición de estos observables se retomará más adelante en la Subsec. 2.3.2.

⁹Relativa a la masa estelar total.

ladas a partir de la extinción por polvo óptica (obtenidas igualmente a partir del análisis del dataducto Pipe3D sobre los datos de la muestra eCALIFA; [Barrera-Ballesteros et al. 2020](#)). En total contamos con 31 observables, de los cuales la estimación de 22 de ellos no es parte de este trabajo doctoral y fue realizada a través del dataducto Pipe3D ([Sánchez et al. 2016b,c](#)). Los 8 observables restantes (la fracción de gas total, la fracción de gas molecular, la eficiencia de formación estelar, el trazador del pozo de potencial, la tasa de formación estelar específica y la distancia a la secuencia principal de formación estelar de las galaxias) se contruyeron usando diferentes observables como se verá más adelante en la Subsección [2.3.3](#).

Como mencionamos anteriormente, estudios espectroscópicos que utilizan una sola apertura fija (p.ej., la fibra del SDSS) no cubren toda la extensión óptica de las galaxias. Además, este tipo de técnicas puede llegar a detectar regiones ionizadas por diferentes fuentes radiativas que no necesariamente estén asociadas con la formación estelar o incluso puede cambiar el área mapeada de cada galaxia, debido a que la región mapeada por las fibras depende de la distancia a la que se encuentran las galaxias. Estos aspectos pueden introducir grandes incertidumbres en la estimación de diferentes parámetros originando los llamados sesgos por apertura, los cuales pueden tener profundas implicaciones para nuestra comprensión de las propiedades físicas y químicas de las galaxias. Para superar estas limitaciones, cada una de las estimaciones de los 31 observables se determinaron usando valores característicos o medidos al radio efectivo, los cuales han demostrado que representan los valores promedio a lo largo de la extensión óptica de las galaxias ([Moustakas & Kennicutt 2006](#); [Sánchez et al. 2013](#); [González Delgado et al. 2014](#); [Sánchez 2020](#)).

2.3.1. Calibradores empleados de abundancia de oxígeno

Para explorar el posible efecto a la selección de calibraciones en la estimación de la abundancia de oxígeno de las galaxias, hemos explorado 16 diferentes calibradores de líneas fuertes, los cuales hemos dividido en dos grupos, dependiendo de la cantidad de mediciones disponibles para cada uno de ellos¹⁰. El primer grupo, denominado grupo 1, está constituido por 6 calibradores con el máximo número de galaxias con mediciones de abundancia de oxígeno (299 galaxias, para los calibradores M13-O3N2, D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, P12-T2 Y M13-N2). El segundo grupo, denominado grupo 2, está constituido por los 10 calibradores restantes, cuyo número de galaxias con mediciones de la abundancia de oxígeno varía dependiendo de la técnica empleada para su construcción (i.e. 296 galaxias para PM09-O3N2, 269 galaxias para M08-R23, 268 galaxias para T04-R23, 194 galaxias para B15-IZI, 199 galaxias para H19-NN, 200 galaxias para PG16-R, 231 galaxias para PG16-S, 261 galaxias para KK04-R23, 258 galaxias para P10-ONS y 197 galaxias para T18-NB). Exceptuando al calibrador PM09-O3N2, el cual cuenta con el mismo número de galaxias que los calibradores del grupo 1. Sin embargo, durante el análisis, encontramos que para el calibrador PM09-O3N2, el parámetro de ionización es el único parámetro que correlaciona fuertemente con la abundancia de oxígeno. Por tanto,

¹⁰Una breve introducción sobre calibradores se presenta en el Apéndice [A](#).

para evitar inconsistencias en el análisis del grupo 1 de calibradores lo hemos incluido en el grupo 2. Con estos grupos de calibradores podremos explorar de la forma más general la dependencia de la abundancia de oxígeno en función de los diferentes observables de las galaxias analizadas.

A continuación resumimos las principales propiedades de estos calibradores:

M13-O3N2. [Marino et al. \(2013\)](#) proporcionan una recalibración de la abundancia de oxígeno en función del índice O3N2, obtenida a través de una regresión lineal sobre las abundancias de oxígeno determinadas con el método directo, usando 309 regiones HII de galaxias espirales e irregulares extraídas de la literatura en combinación con 16 regiones HII proporcionadas por el muestreo CALIFA ([Sánchez et al. 2013](#)). Esta recalibración adopta la siguiente forma:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.533[\pm 0.012] - 0.214[\pm 0.012] \cdot \log(\text{O3N2}). \quad (2.1)$$

La relación 2.1 es válida en el rango $-1.1 \text{ dex} < \log(\text{O3N2}) < 1.7 \text{ dex}$ y presenta un error intrínseco de $\sim 0.09 \text{ dex}$.

D16-N2S2. Calibrador basado en un conjunto de modelos de fotoionización para regiones HII que emplea las líneas de emisión $\text{H}\alpha$, [NII] y [SII] ([Dopita et al. 2016](#)). Para estimar la abundancia de oxígeno consideran una función polinómica de 5to grado en la forma:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.77 + y + 0.45(y + 0.3)^5, \quad (2.2)$$

con

$$y = \log\left(\frac{[\text{NII}]}{[\text{SII}]} + 0.264 \cdot \log(\text{N2})\right). \quad (2.3)$$

De acuerdo con [Dopita et al. \(2016\)](#) este calibrador presenta un comportamiento casi lineal hasta una abundancia de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 9.05 \text{ dex}$. Para este calibrador no se indica explícitamente la incertidumbre asociada. No obstante, introducen una incertidumbre mínima de $\pm 0.12 \text{ dex}$, resultado de variar algunos parámetros en su modelo de fotoionización.

PP04-O3N2. Calibrador lineal basado en el indicador O3N2 derivado por [Pettini & Pagel \(2004\)](#) usando una combinación de 137 regiones HII extragalácticas y un conjunto de modelos de fotoionización, válido dentro del rango $-1 \text{ dex} < \log(\text{O3N2}) < 1.9 \text{ dex}$:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.73 - 0.32 \cdot \log(\text{O3N2}). \quad (2.4)$$

Esta calibración presenta un error típico de $\sim 0.18 \text{ dex}$.

D13-PYQZ. Calibración teórica que emplea el código PYQZ, el cual hace uso de un conjunto de modelos de fotoionización para relaciones de líneas sensibles a la abundancia como: [NII]/[OII], [NII]/[SII], [OIII]/[OII], [OIII]/[SII], y [OIII]/ $\text{H}\beta$. Con errores sistemáticos alrededor de $\sim 0.10 \text{ dex}$ ([Dopita et al. 2013](#)).

P12-T2. Calibrador basado en una combinación de diferentes calibradores que utilizan mediciones de abundancia de oxígeno ancladas al método directo, como M13-O3N2 y M13-N2, y se encuentra corregido por el efecto del parámetro de inhomogeneidad de temperatura electrónica (t^2 ; Peña-Guerrero et al. 2012). Para este calibrador, se reporta una incertidumbre de ~ 0.10 dex

M13-N2. Calibrador basado en el índice N2 derivado por Marino et al. (2013), usando el mismo conjunto de datos descrito anteriormente para el calibrador M13-O3N2. Adopta la forma lineal:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.743[\pm 0.027] - 0.462[\pm 0.024] \cdot \log(\text{N}2). \quad (2.5)$$

Siendo válido para el intervalo $-1.6 \text{ dex} < \log(\text{N}2) < -0.2 \text{ dex}$, con un error típico de ~ 0.09 dex.

PM09-O3N2. Calibrador propuesto por Pérez-Montero & Contini (2009) que emplea abundancias iónicas obtenidas por el método directo y el índice O3N2 incluyendo los efectos de la abundancia relativa de N/O:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.33 - 0.31 \cdot \log(\text{O}3\text{N}2) - 0.35 \cdot \log(\text{N}/\text{O}). \quad (2.6)$$

De acuerdo con Pérez-Montero & Contini (2009), este calibrador presenta una incertidumbre de ~ 0.10 dex.

M08-R23 Este calibrador propuesto por Maiolino et al. (2008) se basa en el índice R23 en conjunto con los cocientes de líneas $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, $[\text{OIII}]\lambda 5007/[\text{OII}]\lambda 3727$ y $[\text{NeIII}]\lambda 3870/[\text{OII}]\lambda 3727$ a través de una interpolación sobre la abundancia de oxígeno relativa al valor solar $x = 12 + \log(\text{O}/\text{H}) - 8.69$ dex.

$$\log(\text{índice}) = c_0 + c_1x + c_2x^2 + c_3x^3 + c_4x^4. \quad (2.7)$$

Se tomó para cada cociente de diagnóstico los valores de las constantes c_0, c_1, c_2, c_3, c_4 publicadas en Maiolino et al. (2008) y se consideró simultáneamente la condición $\log([\text{NII}]\lambda 6564/[\text{OII}]\lambda 3727) > 1.2$ dex. Para este calibrador se tomó un error típico mínimo de ~ 0.10 dex.

T04-R23. Basado en el índice R23, este calibrador emplea ajustes simultáneos de las líneas de emisión más intensas, como la línea de Balmer $\text{H}\alpha$ y $[\text{NII}]$. Con este enfoque, Tremonti et al. (2004) calculan la distribución de probabilidad de la metalicidad para cada galaxia en la muestra, y se compara con una biblioteca de modelos de fotoionización. De acuerdo a Tremonti et al. (2004), la metalicidad queda parametrizada como:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 9.185 - 0.313x - 0.264x^2 - 0.321x^3, \quad (2.8)$$

con $x = \log R_{23}$ y un error sistemático estimado de ~ 0.10 dex.

B15-IZI. Esta calibración propuesta por [Blanc et al. \(2015\)](#) utiliza el código de inferencia bayesiana, llamado IZI. Los cálculos del código IZI determinan la densidad de probabilidad de la metalicidad del gas ionizado y el parámetro de ionización, comparando un conjunto de líneas de emisión observadas con una cuadrícula de modelos de fotoionización, restringiendo así la descripción de las regiones fotoionizadas con únicamente dos propiedades. Este calibrador presenta un error sistemático medio de ~ 0.10 dex.

H19-NN. Esta calibración basada en una red neuronal (su nomenclatura proviene de las iniciales del nombre en inglés *Neural Network*) emplea un diagnóstico de líneas fuertes usando líneas como [OII], [OIII], [NII], [SII], $H\alpha$, $H\beta$. Fue calibrado utilizando alrededor de 950 espectros de regiones HII extraídas de la literatura cuyas temperaturas electrónicas fueron determinadas usando las mediciones de relaciones de línea sensibles a la temperatura. Esta calibración descrita en [Ho \(2019\)](#) presenta un error medio de ~ 0.12 dex.

PG16-R y PG16-S. El calibrador R de [Pilyugin & Grebel \(2016\)](#) es denotado para fines de esta tesis como PG16-R y fue construido empleando un conjunto de 313 regiones HII con mediciones de temperatura electrónica extraídas de la literatura. Este calibrador depende de un conjunto de indicadores (R3, R2, S2, N2 $_{\beta}$) bajo la siguiente forma funcional:

$$12 + \log(O/H) = a_1 + a_2 \cdot \log(R3/R2) + a_3 \cdot \log(N2_{\beta}) + (a_4 + a_5 \cdot \log(R3/R2) + a_6 \cdot \log(N2_{\beta})) \cdot \log(R2). \quad (2.9)$$

Para regiones HII donde $\log(N2_{\beta}) \gtrsim -0.6$ dex se consideran los siguientes coeficientes $a_1 = 8.589$, $a_2 = 0.022$, $a_3 = 0.399$, $a_4 = -0.137$, $a_5 = 0.164$ y $a_6 = 0.589$. Para el régimen de $\log(N2_{\beta}) < -0.6$ dex, los coeficientes son $a_1 = 7.932$, $a_2 = 0.944$, $a_3 = 0.695$, $a_4 = 0.970$, $a_5 = -0.291$ y $a_6 = -0.019$. Un segundo calibrador basado en la línea de azufre y denominada calibración S ([Pilyugin & Grebel 2016](#)), se recomienda cuando las líneas necesarias para determinar la calibración R no están disponibles. Esta calibración presenta una forma funcional similar a la Ec. 2.9:

$$12 + \log(O/H) = b_1 + b_2 \cdot \log(R3/S2) + b_3 \cdot \log(N2_{\beta}) + (b_4 + b_5 \cdot \log(R3/S2) + b_6 \cdot \log(N2_{\beta})) \cdot \log(S2). \quad (2.10)$$

Para $\log(N2_{\beta}) \geq -0.6$, los coeficientes $b_1 = 8.424$, $b_2 = 0.030$, $b_3 = 0.751$, $b_4 = -0.349$, $b_5 = 0.182$ y $b_6 = 0.508$. Mientras para $\log(N2_{\beta}) < -0.6$ se toman los siguientes coeficientes: $b_1 = 8.072$, $b_2 = 0.789$, $b_3 = 0.726$, $b_4 = 1.069$, $b_5 = -0.170$ y $b_6 = 0.022$.

Para ambos calibradores las incertidumbres reportadas alcanzan un valor de ~ 0.05 dex.

KK04-R23 Calibrador basado en [Kobulnicky & Kewley \(2004\)](#) bajo la parametrización de [Rosales-Ortega et al. \(2011\)](#). Esta calibración toma en cuenta los efectos del parámetro de ionización q para proporcionar parametrizaciones para ambas ramas del

índice R23 auxiliado por la relación de líneas [NII]/[OII] para diferenciar entre las dos ramas. La calibración es descrita de acuerdo a las siguientes expresiones (Kobulnicky & Kewley 2004): Para la rama de bajas metalicidades ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8.4$):

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 9.40 + 4.65x - 3.17x^2 - \log(q) \cdot (0.272 + 0.547x - 0.513x^2). \quad (2.11)$$

Para la rama de altas metalicidades ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \geq 8.4$):

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 9.72 - 0.777x - 0.951x^2 - 0.072x^3 - 0.811x^4 - \log(q) \cdot (0.0737 - 0.0713x - 0.141x^2 + 0.0373x^3 - 0.058x^4) \quad (2.12)$$

En ambos casos, $x = \log(\text{R}23)$ y $q = [32.81 - 1.153y^2 + w(-3.396 - 0.025y + 0.1444y^2)] \cdot [4.603 - 0.3119y - 0.163y^2 + w(-0.48 + 0.0271y + 0.02037y^2)]^{-1}$ (Kobulnicky & Kewley 2004; Rosales-Ortega et al. 2011). En estas relaciones $w = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$ e $y = \log([\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007 + [\text{OII}]\lambda 3727)$. De acuerdo con Kobulnicky & Kewley (2004), el error estimado para este calibrador es ~ 0.10 dex.

P10-ONS. Calibración empírica efectuada usando un muestreo de regiones HII con medidas de la abundancia de oxígeno obtenidas con el método directo a partir de las líneas de oxígeno, nitrógeno y azufre siguiendo la metodología de Pilyugin et al. (2010). Esta calibración emplea las relaciones $N2/R2$, $S2/R2$, $R3$ y el parámetro de excitación $P = R3/(R3 + R2)$ a través de la expresión:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = a_0 + a_1 \cdot P + a_2 \cdot \log(\text{R}3) + a_3 \cdot \log(\text{N}2/\text{R}2) + a_4 \cdot \log(\text{S}2/\text{R}2). \quad (2.13)$$

Para este calibrador se reporta una incertidumbre sistemática de ~ 0.06 dex.

T18-NB. Calibración basada en modelos de fotoionización utilizados por el código IZI y refinada mediante el código NebulaBayes de Thomas et al. (2018) que realiza un análisis Bayesiano de los resultados de los códigos de fotoionización. Para este calibrador no se especifica claramente la incertidumbre asociada. Sin embargo, el error sistemático puede ser menor a 0.10 dex de acuerdo con los valores disponibles para B15-IZI.

En la Tabla 2.1 resumimos el tipo de calibrador, así como los índices o líneas de emisión que emplean cada uno de los anteriores calibradores.

2.3.2. Parámetros adicionales obtenidos de los datos IFS

A continuación incluimos una breve reseña del procedimiento aplicado por el data-ducto Pipe3D para estimar el valor de 22 parámetros extraídos de la base de datos de galaxias eCALIFA.

Masa estelar total (M_*). La masa estelar es el resultado acumulado del proceso de formación estelar, in-situ o ex-situ, en las galaxias a lo largo del tiempo. Por tanto debe relacionarse en parte con la cantidad de oxígeno producida en cada periodo de formación estelar dentro de una galaxia (véase Cap. 1). Uno de los métodos usados para determinar

Tabla 2.1: Lista de calibradores empleados para estimar la abundancia de oxígeno en las galaxias eCALIFA. La descripción de los índices incluidos en esta tabla puede consultarse en el Apéndice A.

Calibrador	Líneas de emisión/índices	Tipo de calibración	Referencia
Grupo 1			
M13-O3N2	O3N2	Empírico	Marino et al. (2013)
D16-N2S2	[NII] λ 6484, [SII] λ 6717, 31, H α	Teórico	Dopita et al. (2016)
PP04-O3N2	O3N2	Empírico	Pettini & Pagel (2004)
D13-PYQZ	R23, [NII], [SII], [OII], [OIII], H α , H β	Teórico	Dopita et al. (2013)
P12-T2	R23, P,	Empírico	Peña-Guerrero et al. (2012)
M13-N2	[NII] λ 6548/H α	Empírico	Marino et al. (2013)
Grupo 2			
PM09-O3N2	O3N2, [OII]	Teórico	Pérez-Montero & Contini (2009)
M08-R23	[OIII] λ 5007, [OII] λ 3727 y [NeIII] λ 3870, H β	Empírico	Maiolino et al. (2008)
T04-R23	[NII] λ 6548/H α , R23	Empírico	Tremonti et al. (2004)
B15-IZI	[OII] λ 3727, [OIII] λ 4959 + 5007, [NII] λ 6583, 48, [S II] λ 6717, 31, H α , H β	Teórico	Blanc et al. (2015)
H19-NN	R2, R3, [NII] λ 6583/H β , [SII] λ 6717, 31/H α	Empírico	Ho (2019)
PG16-R	[NII] λ 6583/H β , R2, R3	Empírico	Pilyugin & Grebel (2016)
PG16-S	[NII] λ 6583/H β , R3, [S II] λ 6717, 31	Empírico	Pilyugin & Grebel (2016)
KK04-R23	R23, [OIII]/[OII]	Teórico	Kobulnicky & Kewley (2004)
P10-ONS	[NII] λ 6583/H β , R2, R3, P, [SII] λ 6717, 31	Empírico	Pilyugin et al. (2010)
T18-NB	[OII] λ 3727, 29, [OIII] λ 5007, [OI] λ 6100, [NII] λ 6583, [SII] λ 6717, 31, H α , H β	Teórico	Thomas et al. (2018)

M_* consiste en modelar la distribución espectral de energía de las galaxias descomponiendo el espectro estelar subyacente con plantillas SSP (p.ej. Blanton & Roweis 2007; Tojeiro et al. 2009; Bolzonella et al. 2010). Bajo este procedimiento y suposiciones, la masa estelar estimada depende de diferentes parámetros, siendo los más importantes: la función inicial de masa, las plantillas de poblaciones estelares usadas, la historia de formación estelar, el enrojecimiento ocasionado por el polvo y el corrimiento al rojo (p.ej., Marchesini et al. 2009; Conroy et al. 2010). En el caso de las galaxias eCALIFA observadas con la técnica IFS, el dataducto Pipe3D estima la masa estelar total integrando la densidad superficial de masa estelar (Σ_*) *spaxel* por *spaxel*. Para cada *spaxel* se modela el espectro usando el conjunto de SSP de Bruzual & Charlot (2003) bajo una IMF de Salpeter (1955) y utilizando la ley de atenuación del polvo de Calzetti et al. (1994). De esta forma la masa estelar, calculada para galaxias de eCALIFA, alcanza una precisión de $\sigma \sim 0.07$ dex (Sánchez et al. 2016c,a).

Tasa de formación estelar integrada (SFR). Como mencionamos anteriormente, el gas ionizado por estrellas jóvenes emite diferentes líneas espectrales, de las cuales destaca la línea H α . Esta línea de Balmer puede usarse para proporcionar una estimación del ritmo al cual se forman las estrellas dentro de las regiones de formación estelar, parámetro conocido como tasa de formación estelar (o SFR por *Star Formation Rate* en inglés; Kennicutt 1983, 1998). Dado que un brote intenso de formación estelar puede generar, posteriormente, un cambio en la abundancia de oxígeno es importante estudiar la posible relación que pueden presentar ambos parámetros. Ciertos estudios observacionales sugieren que la SFR guarda una posible correlación secundaria con la abundancia de oxígeno a diferentes corrimientos al rojo (consulte Cap. 5 para una descripción más detallada Ellison et al. 2008; Mannucci et al. 2010; Lara-López et al. 2010; Curti et al. 2020), pero ampliamente debatida (Kashino et al. 2016; Telford et al. 2016; Sánchez et al. 2017; Barrera-Ballesteros et al. 2017; Sánchez et al. 2019a; Vale Asari et al. 2019). En el

caso de observaciones de eCALIFA, se estimó la SFR¹¹ característica midiendo el flujo de la línea H α para cada *spaxel* en cada cubo de datos considerando la atenuación ocasionada por el polvo y usando la extinción de polvo promedio derivada para esas regiones en cada galaxia (usando la ley de extinción de [Cardelli et al. 1989](#)). Luego, la SFR para cada *spaxel* se estima a partir de la relación empírica propuesta por [Kennicutt \(1998\)](#) a través de la siguiente expresión:

$$\text{SFR}(\text{H}\alpha)(\text{Myr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{\text{H}\alpha}(\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}). \quad (2.14)$$

Donde $L_{\text{H}\alpha}$ corresponde a la luminosidad medida en la línea H α . Finalmente, la SFR integrada se determina sumando la contribución de los *spaxels* en el campo de visión del cubo de datos.

Tasa de formación estelar estimada a partir de un modelo de síntesis de poblaciones estelares (SFR_{SSP}). El espectro de una galaxia contiene la contribución de estrellas de diferentes edades. Para estimar la SFR más reciente se puede determinar la acumulación de masa estelar sucedida hasta un cierto tiempo dado (t_1) usando un modelado del espectro de poblaciones estelares¹². Determinada la masa estelar, la SFR_{SSP} puede estimarse de acuerdo a la siguiente expresión (véase [González Delgado et al. 2016](#); [Sánchez et al. 2021a](#)), donde t_0 corresponde al tiempo actual:

$$\text{SFR}_{\text{SSP}} = |(M_{\star,t_1} - M_{\star,t_0}) / (t_1 - t_0)|. \quad (2.15)$$

Usualmente, la escala de tiempo para calcular la SFR_{SSP} asociada a la última generación de estrellas puede considerar tiempos entre 10 Myr $\lesssim t_1 \lesssim$ 100 Myr ([Sánchez et al. 2021a](#)).

El dataducto Pipe3D realiza la estimación de SFR_{SSP} considerando la acumulación de masa desde hace 32 Myr ([Sánchez et al. 2016c, 2021a](#)) a la fecha actual. De acuerdo con [Calabrò et al. \(2017\)](#); [Sánchez et al. \(2019b\)](#); [Barrera-Ballesteros et al. \(2021\)](#), la SFR_{SSP} se correlaciona con la tasa de formación estelar medida a partir de la emisión H α , SFR(H α). En el caso de las galaxias eCALIFA, en la Fig. 2.1 incluimos la SFR_{SSP} en función de la SFR(H α). En esta gráfica podemos observar que la tasa de formación estelar estimada con los dos métodos descritos anteriormente presentan una relación con una alta dispersión ($\sigma = 0.6$ dex). Sus histogramas presentan una similitud en la posición del pico máximo ($\log(\text{SFR}[M_{\odot}\text{yr}^{-1}]) \sim 0.5 - 0.6$ dex) para galaxias con formación estelar. Ambas tasas de formación estelar (SFR_{SSP} y SFR(H α)) son similares dentro del rango 0 dex $\lesssim \log(\text{SFR}[M_{\odot}\text{yr}^{-1}]) \lesssim$ 1 dex, además para valores bajos de SFR(H α), la SFR_{SSP} sobre estima la tasa de formación estelar comparada con SFR(H α).

¹¹A lo largo de esta tesis se usará esta nomenclatura para referirse a la tasa de formación estelar estimada a partir de la línea H α . Aunque existen diferentes formas de determinar la tasa de formación estelar, la exploración de esos procedimientos quedan fuera del alcance de esta tesis. Por tanto, solo haremos distinción cuando sea necesario.

¹²Este parámetro puede depender del cubrimiento de edades y metalicidades así como de los espectros estelares usados como ingredientes en los modelos SSP. Sin embargo, usando los modelos de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) y [Maraston et al. \(2013\)](#) no se registran diferencias significativas ([Sánchez et al. 2021a](#)).

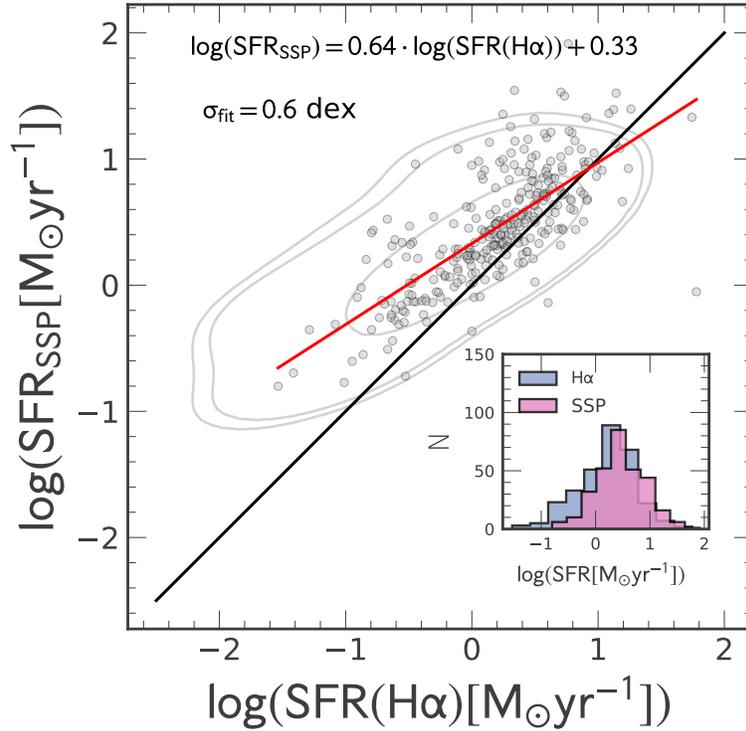


Figura 2.1: Relación entre tasa de formación estelar estimada a partir de la línea $\text{H}\alpha$ ($\text{SFR}(\text{H}\alpha)$) y la tasa de formación estelar obtenida usando la distribución espectral de energía con modelos de poblaciones estelares (SFR_{SSP}). Los contornos grises engloban el 90 %, 80 % y 50 % de las galaxias del muestreo eCALIFA. Los círculos grises corresponden a galaxias con formación estelar del muestreo eCALIFA (ver Sec. 2.4). La línea negra representa la relación uno a uno y la roja el ajuste de la relación que guarda la SFR_{SSP} en función de $\text{SFR}(\text{H}\alpha)$ para galaxias SF cuya dispersión estándar (σ_{fit}) se muestra en la esquina superior izquierda. En la esquina inferior derecha hemos incluido los histogramas de las distribuciones de la SFR estimada con la línea $\text{H}\alpha$ (histograma azul) y con los modelos SSP (histograma rosa).

Tasa de formación estelar específica (sSFR¹³). Definida como $\text{sSFR} = \text{SFR}/M_{\star}$ es utilizada para denotar la SFR por unidad de masa. En la Fig. 2.2 incluimos el diagrama de la tasa de formación estelar en función de la masa estelar. De acuerdo con esta figura, la distribución de la tasa de formación estelar en función de la masa estelar muestra una bimodalidad donde las galaxias se agrupan en dos grandes grupos (p.ej., Cano-Díaz et al. 2016). Las galaxias con formación estelar conforman la secuencia principal (o SFMS, por sus siglas en inglés). Las galaxias apagadas o retiradas, generalmente galaxias elípticas, se ubican debajo de la SFMS. Este parámetro nos permite explorar la posible dependencia con la SFR por unidad de masa estelar, eliminando en gran medida la dependencia de la SFR con M_{\star} . Más aún, estudiar la posible relación entre la

¹³Por sus siglas en inglés *specific Star Formation Rate*

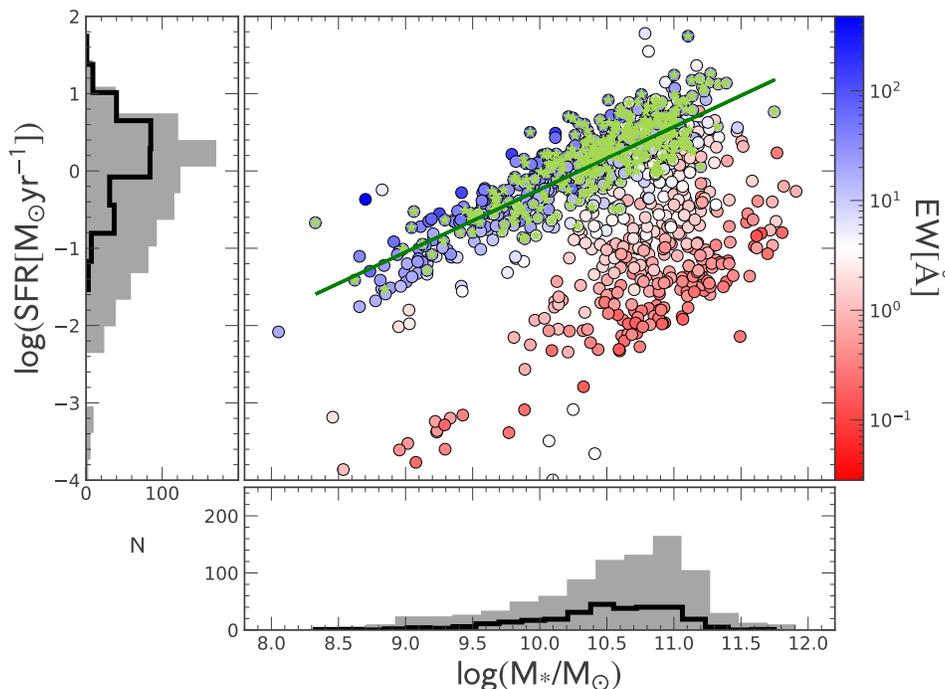


Figura 2.2: Tasa de formación estelar en función de M_* . Cada círculo representa una galaxia del muestreo eCALIFA. La barra bicolor indica el ancho equivalente ($\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$) medido en \AA al radio efectivo. Cada círculo representa una galaxia de la muestra de eCALIFA. Hemos incluido los histogramas de las distribuciones de los observables $\text{SFR}(\text{H}\alpha)$ y M_* . Los histogramas rellenos de color gris corresponden a la muestra completa de las galaxias eCALIFA (906) y los histogramas de contorno negro representan la muestra final de galaxias con formación estelar (299). Las estrellas verdes corresponden a la muestra final de galaxias con formación estelar seleccionadas para esta tesis. La línea verde representa la relación que guarda la tasa de formación estelar en función de la masa estelar total de [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#) para la muestra de galaxias con formación estelar del muestreo CALIFA.

abundancia de oxígeno y la sSFR nos podría indicar si el enriquecimiento químico del gas es diferente en galaxias con formación estelar independientemente de su masa estelar.

Distancia a la secuencia principal de galaxias con formación estelar (ΔSFMS).

Para explorar el impacto en la abundancia de oxígeno de la SFR sin la influencia de la masa estelar es necesario caracterizar la dependencia entre ambos parámetros y luego restarla de las observaciones de la SFR. El observable resultante recibe el nombre de distancia a la secuencia principal de galaxias con formación estelar o residuo de la SFMS. Estudios de galaxias con formación estelar sugieren que el observable ΔSFMS está relacionado con estallidos de formación estelar o acreción de material ([Bouché et al. 2010](#); [Davé et al. 2011](#); [Lilly et al. 2013](#)), o incluso con aspectos morfológicos ([Yu et al. 2021](#); [Yesuf et al. 2021](#)). Para explorar el impacto de la abundancia de oxígeno en función de la tasa de formación estelar sin la dependencia con M_* se usó la relación de la SFR

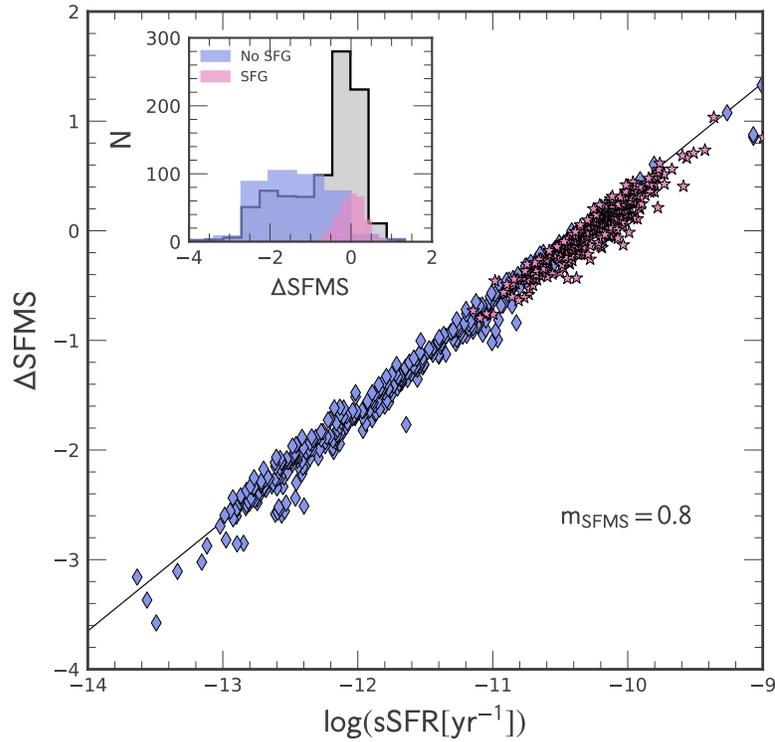


Figura 2.3: ΔSFMS en función de sSFR . Las estrellas rosas representan las galaxias que presentan formación estelar, los diamantes azules representan al resto de galaxias del muestreo eCALIFA. La línea negra representa una recta de pendiente unitaria. En la parte superior izquierda del panel central se muestra la distribución del observable ΔSFMS para la muestra completa de galaxias eCALIFA (histograma gris), así como para las submuestras de galaxias con formación estelar (histograma rosa) y sin formación estelar (histograma azul). En la parte inferior derecha del panel central hemos incluido el valor de la pendiente de la SFMS para galaxias con formación estelar.

propuesta por [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#) para estimar los residuos de la SFMS (ΔSFMS) para las galaxias del muestreo eCALIFA (véase Fig. 2.2). El parámetro SFMS es similar a la sSFR ya que la pendiente es cercana a la unidad, pero no siempre es el caso.

Ancho equivalente en la línea $\text{H}\alpha$ medido al radio efectivo ($\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$). El ancho equivalente es una propiedad que puede estimarse usando el ancho de un rectángulo con una altura igual a la del flujo continuo, que tiene la misma área que la línea de emisión $\text{H}\alpha$ detectada en el espectro de la galaxia. Este observable presenta una fuerte correlación con la sSFR ya que galaxias con escasa o nula formación estelar registran anchos equivalente bajos ($\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}} \lesssim 6 \text{ \AA}$), mientras que galaxias SF suelen mostrar anchos equivalentes altos ($\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}} \gtrsim 6 \text{ \AA}$; p.ej., [Sánchez et al. 2019b](#); [Sánchez 2020](#)), ver Fig. 2.2.

Esta fuerte conexión entre sSFR y $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$ permite proponer un método auxiliar para identificar galaxias con formación estelar. Por ejemplo, en [Sánchez et al. \(2014\)](#) proponen un corte mínimo en $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}} > 6\text{\AA}$ para seleccionar regiones HII en galaxias cercanas, mientras que en [Lacerda et al. \(2018\)](#) proponen un mínimo en $\sim 10\text{\AA}$ para las regiones de formación estelar en general. Por tanto, podemos examinar el impacto de la SFR por rango de masa estelar sobre el contenido químico de las galaxias usando $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$ como trazador.

Morfología. La estructura de las galaxias tienen una fuerte conexión con las propiedades de su población estelar, tales como el brillo superficial, el color y la historia de formación estelar ([Conselice 2003](#); [Deng et al. 2012](#); [Lee et al. 2013](#); [Bershady et al. 2000](#)). Por tanto, una descripción cuantitativa de la morfología de las galaxias puede, en principio, ayudarnos a estudiar algunas de las propiedades físicas de las mismas. Por ejemplo, los colores que muestran las galaxias varían suavemente a lo largo de la secuencia de Hubble. Galaxias espirales e irregulares se caracterizan por presentar colores más azules, mientras que las galaxias elípticas y lenticulares muestran colores más rojos (véase [Buta 2011](#); [Strateva et al. 2001](#)).

Para estudiar el impacto de las poblaciones estelares que dominan la emisión óptica de las galaxias sobre la abundancia de oxígeno, hemos incluido la morfología determinada a través de múltiples inspecciones visuales de imágenes fotométricas (véase [Espinosa-Ponce et al. 2020](#); [Lacerda et al. 2020](#)) bajo la nomenclatura propuesta por [Hubble \(1936\)](#), es decir: (i) galaxias elípticas clasificadas de acuerdo a su elipticidad, siendo E0 la nomenclatura asignada para galaxias muy esféricas y E7 galaxias muy elipsoidales; (ii) las galaxias lenticulares aquellas con discos, ningún brazo espiral y una estructura en forma de lente en el centro, denotadas como S0; (iii) las galaxias espirales aquellas con brazos, y cuya nomenclatura depende de la apertura de sus brazos (brazos más enrollados: Sa, Sab, Sb, a brazos más abiertos: Sbc, Sc, Scd, Sd, Sm); y (iv) galaxias irregulares a todas aquellas galaxias con ausencia de simetría las cuales se denotan como I.

En la [Fig. 2.4](#) hemos incluido la distribución de diferentes propiedades que presentan las galaxias del muestreo eCALIFA. En el caso de la morfología (primer panel superior) podemos observar que el muestreo completo de galaxias eCALIFA incluye todo tipo de morfologías, desde galaxias E0 hasta I. Y que la submuestra de galaxias con formación estelar se caracteriza por incluir únicamente galaxias espirales y lenticulares.

Índice de concentración (C). Este parámetro, construido usando los radios de diferentes isofotas ([Doi et al. 1993](#)), es comúnmente empleado para caracterizar la concentración de la luz de las galaxias ([Fraser 1972](#); [de Vaucouleurs & Bollinger 1977](#)). Sin embargo, se ha relacionado con parámetros como la morfología, el tamaño, el brillo superficial y la dispersión de velocidades centrales de las galaxias ([Doi et al. 1993](#); [Abraham et al. 1994](#); [Shimasaku et al. 2001](#); [Strateva et al. 2001](#); [Park & Choi 2005](#); [Einasto et al. 2018](#)), indicando que galaxias con morfología tipo E o S0, es decir galaxias más masivas y evolucionadas, tienden a tener un valor de concentración más alto ($C \gtrsim 2.6$) que aquellas con morfología tipo S o I ($C \lesssim 2.6$). Por tanto, el índice de concentración puede ser

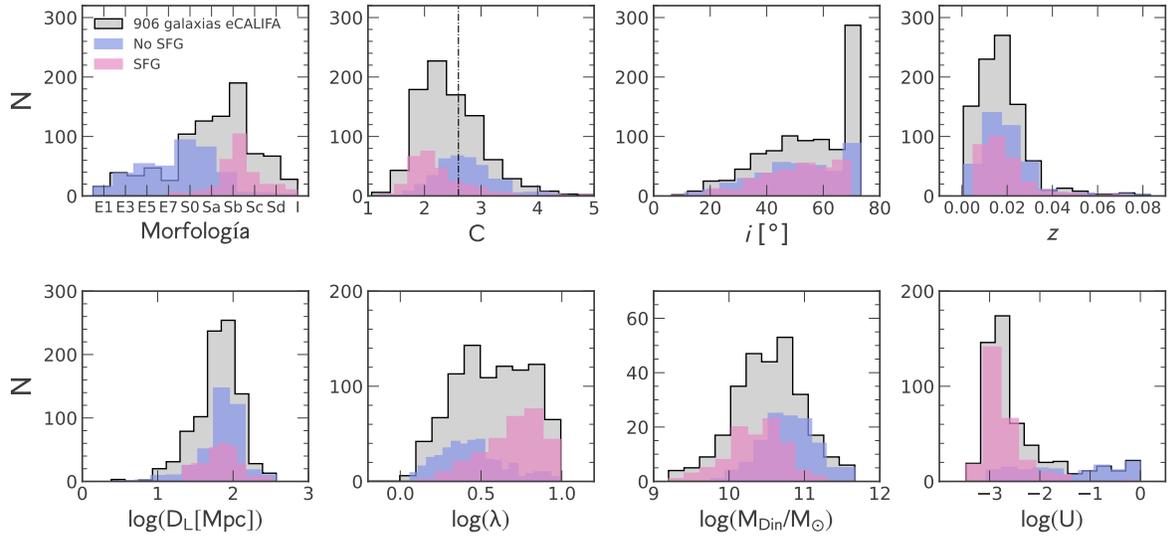


Figura 2.4: Distribución de frecuencias de las galaxias eCALIFA para la morfología, el índice de concentración (C), el ángulo de inclinación (i), el corrimiento al rojo (z), la distancia cosmológica (D_L), el momento angular específico medido al radio efectivo (λ_{Re}), la masa dinámica (M_{Din}) y el parámetro de ionización (U). El histograma gris representa la muestra completa de galaxias eCALIFA. Los histogramas de color rosa y morado en cada uno de los paneles representan las distribuciones de las submuestras de galaxias con y sin formación estelar, respectivamente. El criterio de selección de galaxias con formación estelar será explicado más adelante en la Sección 2.4. La línea vertical negra en el segundo panel superior representa el valor $C = 2.6$.

considerado como indicador cuantitativo de la morfología de las galaxias.

Para la exploración de dependencias de la abundancia de oxígeno usamos el índice de concentración calculado a través del cociente de los radios que encierran el 90 % y el 50 % del flujo en la banda g ($\lambda_{eff} = 4927 \text{ \AA}$, $\Delta\lambda = 709 \text{ \AA}$; véase Fukugita et al. 1995) dentro del campo de visión de los cubos de datos de las galaxias eCALIFA López-Cobá (2021); Sánchez et al. (2022).

En el segundo panel superior de la Fig. 2.4, mostramos la distribución del índice de concentración de nuestra muestra comparada con la muestra completa de galaxias de eCALIFA. En esta figura podemos observar que la mayoría de galaxias de nuestra muestra tienden a presentar bajos valores del índice de concentración ($C \sim 2$), y que muy pocas galaxias muestran coeficientes altos. Esto confirma que nuestra muestra está conformada principalmente por galaxias espirales o irregulares, y que solo unas pocas galaxias pueden ser lenticulares.

Elípticidad (b/a) y ángulo de inclinación (i). La inclinación (i) provee información primariamente de la elípticidad (b/a) de las galaxias espirales. Cuando una galaxia se observa a una alta inclinación, las propiedades medidas pueden no corresponder con las reales. Debido a la extinción por polvo, dominante en los discos de una galaxia de

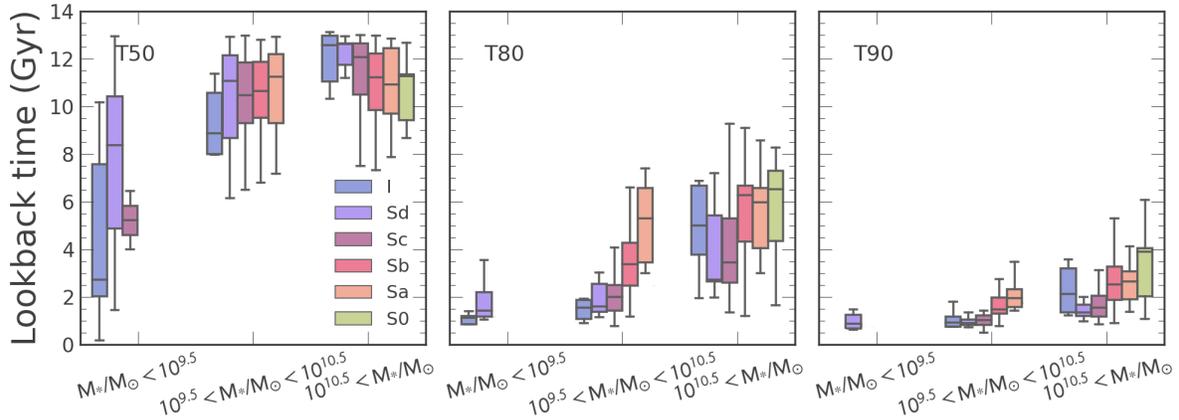


Figura 2.5: Diagrama de caja para la edad de las galaxias del muestreo eCALIFA, al alcanzar 50 % (panel izquierdo), 80 % (panel central) y 90 % (panel derecho) de su masa estelar total actual. El eje horizontal representa la masa estelar de las galaxias agrupada en tres diferentes intervalos (baja masa: $M_*/M_\odot < 10^{9.5}$; masa intermedia: $10^{9.5} < M_*/M_\odot < 10^{10.5}$; y alta masa: $10^{10.5} < M_*/M_\odot$) y el eje vertical representa el tiempo retrospectivo o *look-back time*. Los colores indican los tipos morfológicos de Hubble. La línea horizontal negra en cada caja muestra la mediana de la distribución.

canto (Graham & Worley 2008; Unterborn & Ryden 2008; Holwerda et al. 2019; Ibarra-Medel et al. 2019), solo se pueden determinar las propiedades en las zonas externas donde la abundancia de oxígeno suele ser menor. Para la muestra de galaxias de eCALIFA, la elipticidad fue calculada en López-Cobá et al. (2019) usando las observaciones en la banda g , a través del cociente de semiejes proyectados de una elipse ajustada a la imagen óptica.

En el tercer panel de la Fig. 2.4 incluimos la distribución del ángulo de inclinación para las galaxias que conforman el muestreo eCALIFA. De esta distribución destaca un gran número de galaxias con altas inclinaciones ($i > 60^\circ$) y un bajo número de galaxias que pueden ser observadas casi de cara ($i < 20^\circ$).

Corrimiento al rojo (z) y distancia luminosa (D_L). Para las galaxias eCALIFA, z se estima espectroscópicamente comparando el cambio de frecuencias del espectro de una galaxia con líneas de emisión previamente identificadas y estudiadas en laboratorio. Si bien el observable z puede usarse como trazador de la evolución cosmológica de las galaxias, también puede emplearse para estimar la distancia luminosa (D_L) a través del modelo cosmológico Λ CDM¹⁴ y la constante de Hubble $H_0 = 71$ km/s/Mpc. Por tanto, observables como el corrimiento al rojo y la distancia luminosa de las galaxias podrían permitirnos probar si hay algún efecto de la evolución cósmica en la abundancia de oxígeno.

La distribución de ambos observables (z y D_L) que describen las galaxias eCALIFA puede consultarse en la Fig. 2.4. En la distribución de z notamos que un gran número de

¹⁴Modelo cosmológico basado en un universo con geometría plana (curvatura nula, i.e. $\Omega_k = 0$) en continua expansión, con densidad de materia bariónica ($\Omega_m = 0.3$) y de densidad de energía oscura ($\Omega_\Lambda = 0.7$)

galaxias se concentra alrededor de $z \sim 0.02$, correspondiente a distancias $D_L \sim 10^2$ Mpc independientemente de si presentan o no formación estelar.

Tiempo cosmológico al cual las galaxias alcanzan el 50 %, 80 % y 90 % de su masa estelar actual (T50, T80, T90). La masa estelar actual que posee una galaxia es consecuencia de procesos acumulativos que suceden a lo largo de su evolución. Estudiar los tiempos a los cuales las galaxias alcanzan un porcentaje dado de su masa estelar actual nos permite trazar directamente la forma de la historia de formación estelar. En el caso del dataducto Pipe3D, estos tiempos se obtienen del ajuste de modelos SSP sumando toda la masa formada hasta un tiempo retrospectivo dado (también conocido como *lookback time*¹⁵) y dividiéndola por la masa estelar final (García-Benito et al. 2017; Ibarra-Medel et al. 2019). Para la muestra de eCALIFA, hemos incluido la exploración de los tiempos T50, T80, T90, correspondientes a la edad a la cual las galaxias alcanzan el 50 %, 80 % y 90 % de su masa estelar actual, respectivamente. Incluimos además los cocientes T80/T50 y T90/T50, que permiten hacer una comparación de la masa acumulada de acuerdo al tiempo cosmológico. De acuerdo con diferentes estudios (Lian et al. 2015; Camps-Fariña et al. 2021), la historia de enriquecimiento químico de las galaxias muestra una evolución más rápida para las galaxias más masivas, las cuales parecen haber alcanzado su metalicidad límite, comparadas con galaxias menos masivas las cuales parecen seguir acumulando masa y metales. Estos resultados sugieren que la edad a la cual se forma un porcentaje de la masa juega un papel importante como parámetro secundario en la relación masa estelar-metalicidad del gas ionizado.

En la Fig. 2.5 incluimos un diagrama de caja para las edades T50, T80 y T90 en función de la masa estelar para las galaxias del muestreo eCALIFA. De acuerdo con la distribución mostrada en el panel izquierdo, las galaxias más masivas ($M_* \gtrsim 10^{10.5} M_\odot$) alcanzaron la mitad de su masa actual de forma más rápida ($\sim 10 - 12$ Gyr) que galaxias menos masivas ($M_* \lesssim 10^{9.5} M_\odot$, a $\sim 4-8$ Gyr). En este panel no apreciamos un patrón del ensamble de masa estelar de acuerdo a la morfología, posiblemente por la diferente cantidad de galaxias contenidas en cada caja. En el panel central nuevamente observamos que las galaxias masivas han acumulado el 80 % de su masa actual de formas más rápida ($\sim 4-6$ Gyr) que galaxias menos masivas (~ 2 Gyr). En este caso se aprecia que a un intervalo de masa dado, las galaxias lenticulares y espirales Sa suelen ser las que acumulan mayor masa que galaxias espirales con brazos más desenrollados (Sb-Sd) o irregulares. En panel derecho, observamos una tendencia similar a tiempos más recientes: la acumulación de masa estelar en galaxias más masivas suele suceder primero en galaxias lenticulares (~ 3 Gyr) y posteriormente en galaxias irregulares (~ 2 Gyr) que en galaxias de baja masa ($\lesssim 1$ Gyr). Este comportamiento parece coincidir con los resultados expuestos por Lian et al. (2015); Camps-Fariña et al. (2021) y podría sugerir un escenario de efecto de escalamiento que podría tener un efecto sobre la abundancia de oxígeno. En resumen, la Fig. 2.5 muestra que los parámetros T90 y T80 son más significativos que T50 en términos de la cantidad de masa estelar total que acumula una

¹⁵Es el lapso de tiempo transcurrido entre el momento en que detectamos la luz y el momento en que fueron emitidos los fotones (Hogg 1999).

galaxia con el paso del tiempo (tiempo como *look-back time*).

Momento angular específico (λ_{R_e}). La cinemática de una galaxia proporciona información sobre el movimiento de sus estrellas, y en consecuencia de su pozo de potencial gravitatorio (Kassin et al. 2007; Cortese et al. 2014). En este sentido, las estrellas de galaxias espirales presentan un patrón de rotación ordenado. Por otra parte, en las galaxias elípticas las órbitas de las estrellas no presentan un patrón preferente del movimiento angular (Zaritsky et al. 2008; Aquino-Ortíz et al. 2018). Para estudiar simultáneamente estos movimientos se emplea el trazador de la proyección del momento angular específico (Emsellem et al. 2007). Este parámetro adimensional, definido matemáticamente por la ecuación 2.16 proporciona una clasificación cinemática para distinguir galaxias como rotadores lentos ($\lambda(R) < 0.1$, asociado a galaxias elípticas) o rápidos ($\lambda(R) > 0.1$, asociado principalmente a galaxias espirales o lenticulares; p.ej., Emsellem et al. (2007)) sobre galaxias eCALIFA (Aquino-Ortíz et al. 2018).

$$\lambda(R) = \langle R \cdot V_{\text{rot}} \rangle / (\langle R \cdot \sqrt{V_{\text{rot}}^2 + \sigma^2} \rangle). \quad (2.16)$$

En la expresión anterior, V_{rot} es la velocidad de rotación, σ la dispersión de velocidades y R la distancia a la cual se calcula λ_{R_e} . Para las galaxias de eCALIFA, el parámetro λ_{R_e} se calcula dentro de una elipse cuyo eje mayor sea igual a $1 R_e$. Dentro de esa elipse se estiman los valores medios de las velocidades V_{rot} y σ de todos los *spaxels* contenidos (Emsellem et al. 2007; Aquino-Ortíz et al. 2018).

En el segundo panel inferior de la Fig. 2.4 incluimos la distribución de λ_{R_e} . En este panel observamos que galaxias eCALIFA con formación estelar tienden a agruparse hacia valores $\lambda_{R_e} > 0.5$, confirmando que estas galaxias pueden ser clasificadas cinemáticamente como rotadores rápidos.

Masa dinámica (M_{Din}). La masa dinámica es aquella determinada a partir de las curvas de rotación mediante la aplicación de la dinámica newtoniana. Es decir, es la masa correspondiente a todas aquellas componentes que se encuentran bajo el efecto gravitacional del sistema. Para las galaxias eCALIFA, la masa dinámica M_{Din} medida a un radio $R = R_e$ fue estimada por Aquino-Ortíz et al. (2018) usando los mapas de velocidad de rotación y la dispersión de velocidades:

$$M_{\text{Din}} \propto R \cdot (0.5 \cdot V_{\text{rot}}^2 + \sigma^2). \quad (2.17)$$

Exploraciones como en van Zee & Haynes (2006) y Haurberg et al. (2013) parecen sugerir la existencia de una relación secundaria importante de la abundancia de oxígeno del gas ionizado con la masa dinámica de las galaxias. En ambos casos, encuentran que los residuos de la MZR (usando la luminosidad como trazador de la masa estelar) presentan una correlación negativa con M_{Din} , sugiriendo que galaxias más masivas albergan mayor masa dinámica que las menos masivas.

La distribución que presentan las galaxias eCALIFA puede observarse en el tercer panel inferior de la Fig. 2.4. Para este observable, notamos que las galaxias con formación estelar tienden a presentar menores masas dinámicas que el resto de galaxias del

muestreo.

Parámetro de ionización (U). Este parámetro traza la eficiencia de la radiación que ioniza el gas al comparar las densidades de los fotones emitidos por la fuente por unidad de tiempo ($Q(\text{H}^0)$) y de los átomos de hidrógeno (n_{H}) contenidos en una nube de gas ubicada a una distancia R de la fuente ionizante (Espinosa-Ponce et al. 2022):

$$U(R) = Q(\text{H}^0)/(4\pi n_{\text{H}}R^2c) \quad (2.18)$$

En la expresión anterior, c es la velocidad de la luz. En PIPE3D, las densidades se estiman utilizando el cociente de líneas $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007$ (Dors et al. 2011; Espinosa-Ponce et al. 2022), posteriormente se determina el valor medio de U en escala logarítmica: $\log(U)$ (Morisset et al. 2016).

Diversos estudios han explorado la dependencia del parámetro de ionización con otras propiedades de las galaxias cercanas. Por ejemplo, Kaasinen et al. (2018) sugieren una fuerte relación con sSFR, descartando una posible evolución de U con la abundancia de oxígeno. Mientras que Yeh & Matzner (2012) sugieren que la absorción de polvo de la radiación ionizante dentro de las regiones HII produce una débil anti-correlación de U con la metalicidad del gas. Por otro lado, Mingozzi et al. (2020) sugieren que el parámetro de ionización está estrechamente relacionado, a través de una correlación positiva, con la metalicidad a un valor fijo de $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$. Por tanto, aún no está claro si U se relaciona o no con otros observables de las galaxias. Sin embargo, es posible que la relación física entre ambos observables (U y $12 + \log(\text{O}/\text{H})$) pueda deberse al efecto conocido como cubrimiento (o *blanketing* en inglés) que sufre el espectro estelar debido al bosque de líneas metálicas presente. En consecuencia, si la metalicidad de una estrella incrementa, el espectro se enrojece (especialmente en el rango ultravioleta) y el número de fotones que potencialmente pueden ionizar el gas disminuye. (p.ej., Dopita & Evans 1986; Espinosa-Ponce et al. 2022).

Hemos incluido la distribución de U para las galaxias del muestreo eCALIFA en el cuarto panel inferior de la Fig. 2.4. En este caso, observamos que las galaxias con formación estelar presentan un mayor flujo de fotones ionizantes (i.e. $\log(\bar{U}) \sim -3$) que el resto de galaxias eCALIFA.

Radio Efectivo (Re) y Potencial gravitacional (M_*/Re). Como mencionamos anteriormente, el radio efectivo (Re), definido como el radio que contiene la mitad de la luz total emitida por una galaxia, es un observable que permite caracterizar la extensión de las galaxias (p.ej., Moustakas & Kennicutt 2006; Sánchez et al. 2013; González Delgado et al. 2014). El radio efectivo puede utilizarse para determinar una primera aproximación del potencial gravitacional de las galaxias a través del observable M_*/Re . De acuerdo con el estudio presentado por D'Eugenio et al. (2018), el pozo de potencial medido a 1Re , trazado como M_*/Re es mejor trazador de la abundancia de oxígeno que M_* .

2.3.3. Parámetros extraídos de las medidas del gas frío

De los diferentes datos recopilados en referencia al gas frío hemos extraído los siguientes 9 parámetros:

Masa de gas molecular (M_{H_2}). En los cubos de datos de eCALIFA, el dataducto Pipe3D determina la densidad superficial del gas molecular (Σ_{Mol}) de cada *spaxel* a través de un calibrador que emplea la atenuación óptica por polvo (A_V calculada a través del cociente $H\alpha/H\beta$; véase [Barrera-Ballesteros et al. 2020, 2021](#)):

$$\Sigma_{\text{Mol},A_V}(M_{\text{H}_2} \cdot \text{pc}^{-2}) = 10 \cdot (1.37)[A_V(\text{mag})]^{2.3}. \quad (2.19)$$

Finalmente, la masa molecular estimada usando el polvo como trazador ($M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$) se obtiene integrando la densidad superficial del gas molecular *spaxel* por *spaxel*.

En el caso de observaciones directas de CO, la masa molecular se estima aplicando una calibración para determinar M_{H_2} en función de la densidad de flujo integrada ($S_{\text{CO}} \cdot \Delta v$; [Bolatto et al. 2013, 2017](#)):

$$M_{\text{H}_2} = 1.05 \times 10^4 \frac{X_{\text{CO}}}{2 \times 10^{20} [\text{cm}^{-2}/\text{K} \cdot \text{km} \cdot \text{s}^{-1}]} \cdot S_{\text{CO}} \Delta v \cdot \frac{D_L^2}{1+z} \quad (2.20)$$

En la expresión anterior, D_L corresponde a la distancia a la que se encuentra la galaxia, z es el corrimiento al rojo y X_{CO} es el factor de conversión estándar de CO a H_2 ([Bolatto et al. 2013](#))¹⁶. La masa molecular inferida bajo este procedimiento la denotaremos a lo largo de esta tesis como $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$.

Estudios previos han explorado posibles dependencias de la abundancia de oxígeno con la masa de gas molecular a través de compilaciones de observaciones de CO ([Bothwell et al. 2013, 2016](#)). La cantidad de datos recopilados para estas exploraciones se encuentran limitados por estadística o incluso carecen de observaciones homogeneizadas a la misma apertura. Sin embargo, no descartan la posible existencia de una relación fundamental de metalicidad donde la abundancia de oxígeno sea función simultánea de M_* y M_{H_2} .

En la Fig. 2.6 (panel superior izquierdo) mostramos la distribución de las masas moleculares $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ estimadas para las galaxias con formación estelar del muestreo eCALIFA en función de $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$. En esta figura podemos observar que ambos observables parecen seguir una relación uno a uno con distribuciones centradas en $\log(M_{\text{H}_2}/M_{\odot}) \sim 9$. Este comportamiento sugiere que la expresión 2.19 provee una buena estimación de la masa de gas molecular H_2 para galaxias cercanas.

Fracción de gas molecular (F_{H_2}). Para explorar el contenido de gas aún disponible para la formación estelar empleamos la fracción de gas, F_{H_2} , definida como:

$$F_{\text{H}_2} = M_{\text{H}_2}/(M_{\text{H}_2} + M_*) \quad (2.21)$$

¹⁶Los detalles del factor de conversión pueden encontrarse en la reseña de [Bolatto et al. \(2013\)](#).

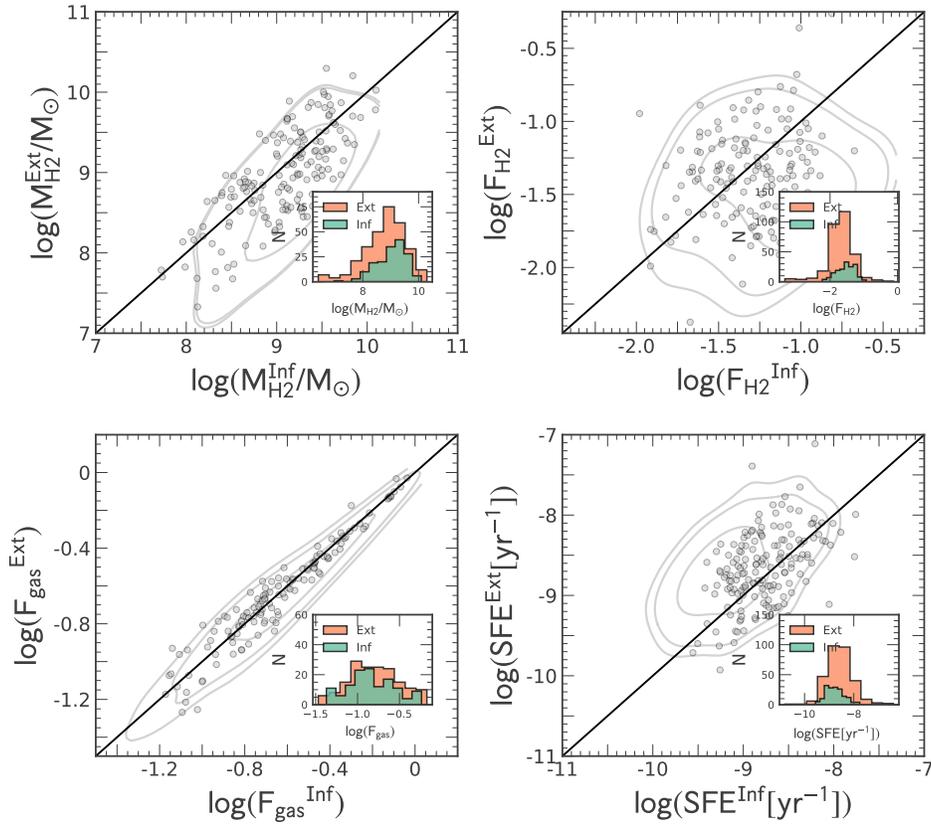


Figura 2.6: Comparación de las estimaciones de gas molecular inferidas a través de la extinción por polvo (denotadas con superíndice Ext) y a través de las observaciones directas de CO (denotadas con superíndice Inf) para las galaxias eCALIFA. Incluimos las distribuciones de la masa de gas molecular (panel superior izquierdo), la fracción de gas molecular (panel superior derecho), la fracción de gas total (panel inferior izquierdo) y la eficiencia de formación estelar (panel inferior derecho). En cada panel los contornos grises engloban el 90%, 80% y 50% de las galaxias eCALIFA. Los círculos grises representan las galaxias SF y la línea negra la correlación uno a uno en cada caso. En la parte inferior derecha de cada panel se muestran las distribuciones de los observables basados en extinción (histograma naranja) y de los basados en observaciones de CO (histograma verde). En todos los casos, las diferencias en las distribuciones son consecuencia directa de las aperturas empleadas en ambos tipos de estimaciones.

Con esta expresión obtuvimos dos diferentes estimaciones de F_{H_2} . La primera estimación asociada a (i) los datos inferidos con observaciones directas de CO ($F_{H_2}^{Inf}$) y la segunda para (ii) los datos basados en la extinción por polvo ($F_{H_2}^{Ext}$).

De acuerdo con la exploración presentada por [Tacconi et al. \(2010\)](#), el observable F_{H_2} no parece presentar dependencia con la tasa de formación estelar ni con la masa estelar. En el panel superior derecho de la Fig. 2.6 mostramos la relación que guardan los observables $F_{H_2}^{Ext}$ y $F_{H_2}^{Inf}$ para las galaxias eCALIFA. En este caso observamos que ambos observables presentan una distribución centrada en $\log(F_{H_2}) \sim -1.25$ dex. Sin embargo, no parecen seguir una correlación lineal.

Masa de gas atómico (M_{HI}). Para completar el estudio del gas frío atómico incluimos mediciones de HI estimadas a partir del flujo de la línea de emisión de 21 cm realizadas por A. R. López-Sánchez (comunicación privada), calculadas de acuerdo a la siguiente expresión:

$$M_{\text{HI}} \propto D_L \cdot f_{\text{HI}}, \quad (2.22)$$

donde f_{HI} es la densidad de flujo de HI y D_L la distancia a la galaxia.

De acuerdo con estudios observacionales de HI en galaxias cercanas, la masa de gas neutro parece presentar una relación con la masa de gas molecular (p.ej., Garnett 2002) y con la abundancia de oxígeno (p.ej., Jimmy et al. 2015).

Fracción total de gas (F_{gas}). Para estudiar el contenido de gas frío (HI y H_2) construimos la fracción de gas total definida como $F_{\text{gas}} = M_{\text{HI}+\text{H}_2} / (M_{\text{HI}+\text{H}_2} + M_{\star})$ tanto para las estimaciones basadas en extinción por polvo ($F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$) como para observaciones de CO ($F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$). Entre las posibles correlaciones que puede presentar F_{gas} , Kinman & Davidson (1981); Lee et al. (2006) sugieren que existe una relación lineal con la abundancia de oxígeno usando la fracción de gas total estimada como la relación de masa de gas a estelar. En el panel inferior izquierdo de la Fig. 2.6 mostramos la distribución de los observables $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ para las galaxias eCALIFA. A diferencia del gas molecular, la fracción total de gas sigue una tendencia lineal muy cercana a una relación uno a uno. En ambos casos la fracción de gas se extiende en el rango $-1.2 \text{ dex} \lesssim \log F_{\text{gas}} \lesssim 0.0 \text{ dex}$.

Eficiencia de formación estelar (SFE). Definida como $\text{SFE} = \text{SFR} / M_{\text{H}_2}$, este parámetro traza la eficiencia de las galaxias para transformar el gas molecular en estrellas. En modelos semi-analíticos de evolución galáctica (p.ej., de Rossi et al. 2007; Mouhcine et al. 2008; Tassis et al. 2008), la metalicidad del gas ionizado se ve fuertemente afectada por la eficiencia de formación estelar en función de M_{\star} . Siguiendo con la comparación entre observables inferidas con datos de CO y estimadas a través de la extinción por polvo, en el panel inferior derecho de la Fig. 2.6 mostramos la distribución de los datos de SFE. Observamos que la distribución de ambos observables se concentra principalmente alrededor de $\log(\text{SFE}[\text{yr}^{-1}]) \sim -9 \text{ dex}$.

Para lograr los objetivos científicos planteados en la Sec. 1.5, Cap. 1, aplicamos una serie de criterios de selección para construir la muestra de trabajo a partir del muestreo eCALIFA, como veremos a continuación. Además, en los siguientes capítulos utilizaremos la notación M_{\star}/R_e , T80, T80/T50, T90, SFR, F_{H_2} , T90/T50, sSFR, $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{R_e}$, SFR_{SSP} , U, SFE, T50 y D_L para referirnos a la forma logarítmica de los respectivos parámetros físicos.

2.4. Muestra de trabajo

Para esta tesis queremos seleccionar galaxias que presenten formación estelar, es decir, aquellas galaxias donde es posible usar los calibradores de abundancia de oxígeno.

Por ello, requerimos seleccionar galaxias con formación estelar cuyas líneas de emisión nebulosa se deban únicamente a este proceso. Estas galaxias serán denotadas como SFG (del inglés *Star-Forming Galaxies*) o galaxias SF (del inglés *Star-Forming*) a lo largo de esta tesis.

La construcción de la muestra de galaxias con formación estelar se basa en los criterios de selección de [Sánchez et al. \(2014\)](#) y [Kewley et al. \(2001\)](#). El primer criterio elige galaxias con anchos equivalentes de la línea de emisión $H\alpha$ mayores a 6 \AA medidos al radio efectivo. El segundo criterio selecciona galaxias que se encuentran debajo de la línea de demarcación de [Kewley et al. \(2001\)](#) (K01) en el diagrama BPT ([Baldwin et al. 1981](#)) construido a partir del cociente de líneas de emisión $[OIII]/H\beta$ y $[NII]/H\alpha$ medidas al radio efectivo. En conjunto, estos criterios permiten asegurar que la ionización del gas de las galaxias está asociada principalmente a procesos de formación estelar y no por la presencia de núcleos activos de galaxias, regiones nucleares de emisión de baja ionización conocidas como LINERS ([Kewley et al. 2001](#)) o estrellas viejas calientes de edades mayores de $\sim 500 \text{ Myr}$ ([Sánchez et al. 2014](#); [Sánchez 2020](#)).

En el panel central de la Fig. 2.7 presentamos el diagrama BPT asociado a la muestra de galaxias de eCALIFA en donde incluimos como referencia la línea de demarcación de [Kewley et al. \(2001\)](#) (K01) y la línea de [Kauffmann et al. \(2003\)](#) (K03). En este panel observamos que independiente del proceso responsable de la ionización del gas en las galaxias, la mayoría de objetos caen debajo de la línea de demarcación de K01. Para la selección de la muestra, hemos optado por usar la línea K01, por ser una línea de demarcación teórica, basada en el límite máximo que los cocientes de líneas $[OIII]/H\beta$ y $[NII]/H\alpha$ pueden llegar a tener para una región de formación estelar, a diferencia de la línea K03, la cual es una línea empírica. Posteriormente incluimos un corte en el ángulo de inclinación i del disco de las galaxias para reducir la presencia de altas incertidumbres en el cálculo de la abundancia de oxígeno ([Ibarra-Medel et al. 2019](#)). De esta forma excluimos galaxias de canto al restringir el ángulo de inclinación a valores $i < 70^\circ$.

Debido a que el muestreo de galaxias eCALIFA mapea únicamente galaxias cercanas ubicadas en $0.002 < z < 0.09$, en principio no hubo necesidad de hacer corte alguno en el corrimiento al rojo. Sin embargo, durante el análisis posterior nos percatamos que algunas galaxias presentaban un comportamiento inusual en el plano abundancia de oxígeno en función de la masa estelar (M_*). Alrededor de una decena de galaxias enanas de baja masa estelar mostraban altas abundancias de oxígeno, comportamiento que contrasta con las extensas exploraciones de la relación MZR ([Tremonti et al. 2004](#); [Mannucci et al. 2010](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2017](#); [Sánchez et al. 2019a](#), por mencionar algunos ejemplos). Explorando detenidamente estas galaxias notamos que todas ellas se ubican por debajo de $z \lesssim 0.003$ y corresponden a galaxias enanas. Este fenómeno se debe a que a z muy bajos ($z \lesssim 0.002$) la velocidad debida a la expansión cósmica es del orden de la velocidad propia de las galaxias con respecto a la estructura cósmica. Por este motivo el corrimiento al rojo ya no brinda información sobre la distancia a la que se encuentran e introduce un error en la estimación de la masa estelar.

Por consiguiente, para evitar introducir mediciones erróneas en la masa estelar de las galaxias enanas cercanas a nuestra galaxia, realizamos un corte en corrimiento al rojo seleccionando galaxias ubicadas entre $0.005 < z < 0.09$.

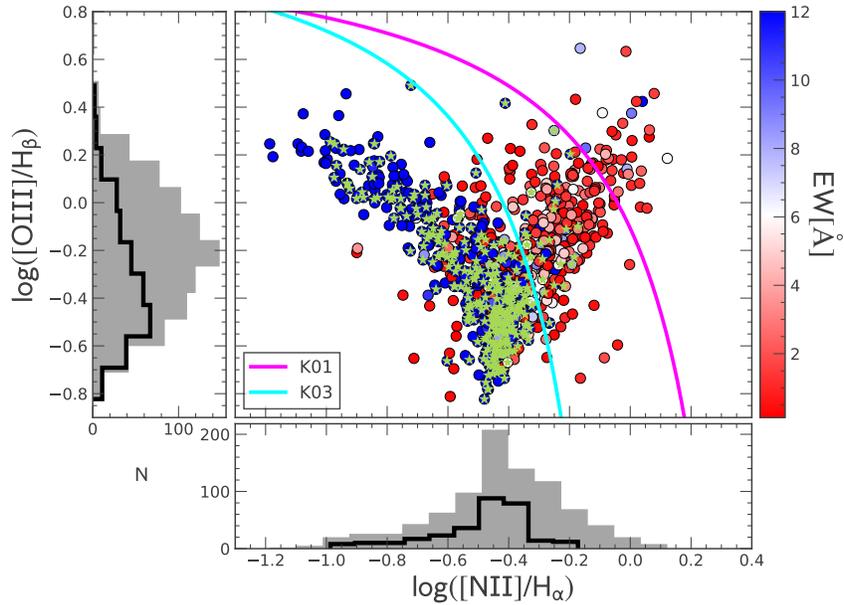


Figura 2.7: Diagrama BPT para el muestreo de galaxias eCALIFA. Cada círculo representa una galaxia del muestreo. La barra bicolor indica el ancho equivalente de la línea H α medido al radio efectivo. El color azul (rojo) corresponde a galaxias con ionización (no) asociada a formación estelar. Las líneas magenta (K01) y cyan (K03) representan las líneas de demarcación propuestas por [Kewley et al. \(2001\)](#) y [Kauffmann et al. \(2003\)](#), respectivamente. Los paneles adyacentes en los ejes Y y X muestran la distribución del cociente de líneas [OIII]/H β y [NII]/H α , respectivamente. Los histogramas rellenos de color gris corresponden a la muestra completa de las galaxias eCALIFA y los histogramas de contorno negro representan la muestra final de galaxias con formación estelar. Las estrellas verdes corresponden a la muestra final de galaxias con formación estelar (299) seleccionadas para esta tesis.

En conjunto, estos criterios de selección nos permitieron construir la muestra final de 299 SFG, correspondiente a un tercio de la muestra completa de galaxias eCALIFA (véase Fig. 2.2). La muestra final abarca amplios rangos de masa estelar ($8.3 \lesssim \log(M_*/M_\odot) \lesssim 11.8$) y de tasa de formación estelar ($-1.4 \lesssim \log(\text{SFR}[M_\odot\text{yr}^{-1}]) \lesssim 1.8$).

Capítulo 3

Parametrización de la abundancia de oxígeno

Como se vió en el Cap. 1, la abundancia de oxígeno ha sido estudiada, individualmente, como función de observables como M_* , M_{H_2} , M_{HI} , F_{H_2} o usando diferentes calibradores, catálogos y tamaños de muestras. Sin embargo, no hay exploraciones de posibles dependencias de la abundancia de oxígeno que incluyan un conjunto importante de observables, y que además, sean estudiados de forma simultánea para diferentes calibradores. Por ello, en este Capítulo exploramos los coeficientes de correlación de Pearson y de Spearman, para conducir un estudio imparcial sobre el efecto que tienen 31 observables sobre la abundancia de oxígeno estimada usando 16 diferentes calibradores. Para llevar a cabo esta exploración, empleamos el muestreo de galaxias eCALIFA y las submuestras de datos de gas molecular EDGE-APEX y de gas atómico descritas en el Cap. 2. Posteriormente, exploraremos y parametrizaremos la distribución de la abundancia de oxígeno como función de cada uno de los observables. Estas parametrizaciones permitirán identificar si los 31 observables pueden reducir significativamente de la dispersión estándar de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$. En conjunto, la exploración de correlaciones y parametrizaciones nos permitirá identificar cuáles observables tienen un efecto sobre la abundancia del gas ionizado de las galaxias del universo cercano.

3.1. ¿Qué observable describe mejor la abundancia química de las galaxias?

Como se comentó en el Cap. 1, la masa estelar se ha considerado como el mejor trazador de la abundancia química en las galaxias formadoras de estrellas. Algunas investigaciones realizadas en los últimos años han sugerido que parámetros asociados a la formación estelar y al contenido molecular de gas están fuertemente ligados al enriquecimiento químico de las galaxias (e.g., [Mannucci et al. 2010](#); [Bothwell et al. 2013, 2016](#)). Sin embargo, todos estos estudios se han llevado a cabo o con muestras muy reducidas, o pocos calibradores o con datos no resueltos, lo que podría sesgar los resultados (véase Subsec. 2.1.1, Cap. 1). Nuestro objetivo en este capítulo es explorar correlaciones con la

abundancia de oxígeno considerando un amplio conjunto de parámetros de las galaxias, incluyendo aquellos observables usualmente ligados a la abundancia de oxígeno del gas en las galaxias, propiedades asociadas a la historia de formación estelar, masa de gas, distancia, entre otros. La descripción detallada de dichos parámetros se puede consultar en el Cap. 2. Después de alcanzar el objetivo principal de este capítulo, usaremos estos resultados para explorar posibles dependencias primarias y secundarias entre estos parámetros y la abundancia de oxígeno.

3.1.1. Búsqueda de correlaciones primarias

Nuestro análisis comienza explorando posibles correlaciones entre la abundancia de oxígeno y 31 parámetros físicos, descritos en el capítulo anterior y derivados de la componente estelar y de gas ionizado para las galaxias de eCALIFA, con la abundancia de oxígeno. Para esto empleamos dos estimadores para medir la asociación de las variables: i) el coeficiente de Pearson (ρ), el cual mide el grado de asociación lineal de las variables bajo la hipótesis de que los datos siguen una distribución normal en torno a la relación entre ambos; y ii) el coeficiente de Spearman (ρ_S), que evalúa si la relación en estudio es monótona sin hacer suposiciones sobre el tipo de distribución de los datos. Debido a la naturaleza imparcial de nuestra exploración, empleamos ambos coeficientes de correlación. La estimación de los coeficientes de correlación entre los parámetros y la abundancia de oxígeno la efectuamos para los 16 calibradores utilizando la agrupación definida anteriormente y descrita en el Cap. 2. Esto es, grupo 1 conformado por 6 calibradores con el mismo número de mediciones de la abundancia de oxígeno para la misma cantidad de galaxias formadoras de estrellas (299 objetos) y; grupo 2 constituido con los calibradores restantes, cuyo número de mediciones de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ varía debido a la no detección de algunas líneas necesarias para aplicar ciertos calibradores (p.ej., [OII]), ya sea por una menor señal a ruido (S/N) o por el cubrimiento espectral en el marco de referencia del observador debido al desplazamiento al rojo.

A través de una simulación Monte Carlo de 1100 realizaciones evaluamos el impacto de las incertidumbres de los observables sobre la estimación de los coeficientes de correlación (véase Curran 2014). En el caso de observables que no cuentan con estimación del error, hemos estimado la máxima variación posible usando el rango dinámico dividido por la media del parámetro en cuestión. Con este análisis encontramos que no hay un cambio significativo en la estimación de ambos coeficientes de correlación cuando se consideran las incertidumbres de los observables (error relativo $\epsilon_{\text{rel}} \lesssim 0.2$). Por consiguiente, el análisis que se presenta a continuación contempla los coeficientes de correlación estimados sin incluir las incertidumbres de los 31 observables.

Para el grupo 1 de calibradores, la Fig. 3.1 muestra la distribución ordenada de los coeficientes de correlación de Pearson calculados con los 31 parámetros. Cada color está asociado a un parámetro diferente. Las etiquetas de colores están ordenadas de forma descendente de acuerdo al valor promedio absoluto de correlación (de arriba a abajo y de izquierda a derecha). La gráfica correspondiente al grupo 2 de calibradores se puede observar en la Fig. 3.2. Los valores de correlación para cada parámetro y los valores promedio de ambos grupos pueden consultarse en las Tablas 3.1 y 3.2, respectivamente.

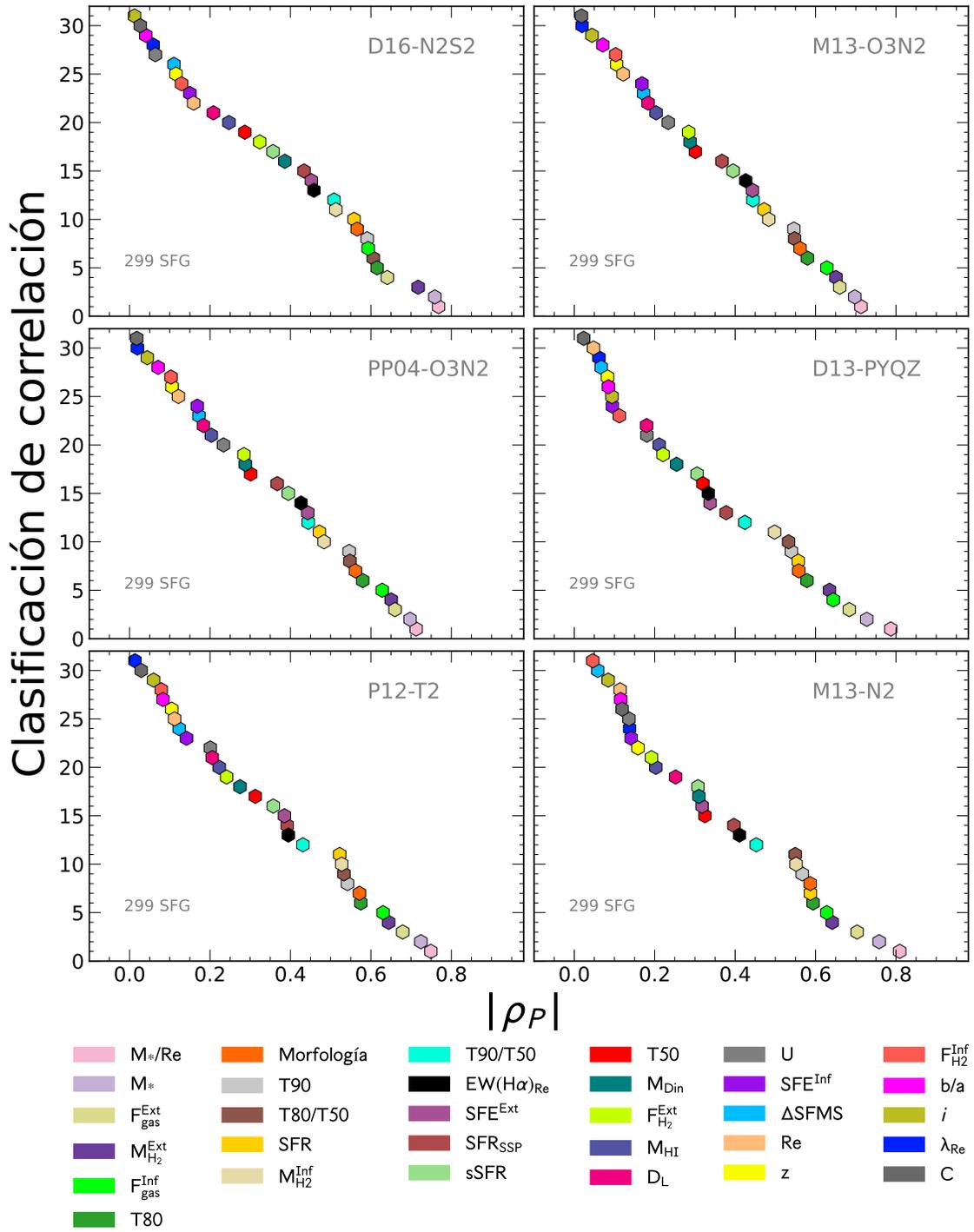


Figura 3.1: Para cada uno de los seis calibradores del grupo 1 (incluidos en [Alvarez-Hurtado et al. 2022](#)), cada panel muestra el orden de clasificación descendente de cada parámetro en función del coeficiente de correlación de dicho parámetro, frente a la abundancia de oxígeno y como función de dicho coeficiente. De esta forma los valores más pequeños del orden indican el mayor grado de correlación. Cada parámetro explorado está representado por un color diferente. Las etiquetas están ordenadas de forma descendente de acuerdo al valor promedio absoluto de correlación ($|\overline{\rho_P}|$) encontrado para los calibradores de este grupo (de arriba hacia abajo y de izquierda a derecha).

Tabla 3.1: Coeficientes de correlación de Pearson (ρ_P) calculados entre cada parámetro de las galaxias y la abundancia de oxígeno para los calibradores del grupo 1 (véase Cap. 2, Subsec. 2.3.1). Incluimos los coeficientes de correlación derivados usando mediciones de CO (denotado con el superíndice Inf) en las columnas de M_{H_2} , F_{H_2} , SFE y F_{gas} .

Calibrador	M_*/Re	M_*	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	$M_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	T80	Morf.	T90	T80/T50	SFR
D16-N2S2	0.77	0.76	-0.64 (-0.59)	0.72 (0.51)	0.62	-0.57	0.59	0.61	0.56
M13-O3N2	0.71	0.70	-0.66 (-0.63)	0.65 (0.48)	0.58	-0.56	0.55	0.55	0.47
PP04-O3N2	0.71	0.70	-0.66 (-0.63)	0.65 (0.48)	0.58	-0.56	0.55	0.55	0.47
D13-PYQZ	0.79	0.73	-0.68 (-0.64)	0.63 (0.50)	0.58	-0.56	0.54	0.53	0.56
P12-T2	0.75	0.72	-0.68 (-0.63)	0.64 (0.53)	0.57	-0.57	0.54	0.53	0.52
M13-N2	0.81	0.76	-0.70 (-0.63)	0.64 (0.55)	0.59	-0.59	0.57	0.55	0.59
Promedio	0.76	0.73	-0.67 (-0.63)	0.66 (0.51)	0.59	-0.57	0.56	0.55	0.53

Calibrador	T90/T50	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$	$\text{SFE}^{\text{Ext}} (\text{SFE}^{\text{Inf}})$	SFR_{SSP}	sSFR	T50	M_{Din}	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	M_{HI}
D16-N2S2	0.51	-0.46	-0.45 (-0.15)	0.43	-0.36	0.29	0.39	0.32 (-0.13)	0.25
M13-O3N2	0.44	-0.43	-0.44 (-0.17)	0.37	-0.39	0.30	0.29	0.28 (-0.10)	0.20
PP04-O3N2	0.44	-0.43	-0.44 (-0.17)	0.37	-0.39	0.30	0.29	0.28 (-0.10)	0.20
D13-PYQZ	0.42	-0.33	-0.34 (-0.09)	0.38	-0.31	0.32	0.25	0.22 (-0.11)	0.21
P12-T2	0.43	-0.39	-0.39 (-0.14)	0.39	-0.36	0.31	0.27	0.24 (-0.08)	0.22
M13-N2	0.45	-0.41	-0.32 (-0.14)	0.40	-0.31	0.32	0.31	0.19 (-0.05)	0.20
Promedio	0.45	-0.41	-0.40 (-0.14)	0.39	-0.35	0.31	0.3	0.26 (-0.10)	0.22

Calibrador	D_L	U	ΔSFMS	Re	z	b/a	i	λ_{Re}	C
D16-N2S2	0.21	-0.06	-0.11	0.16	0.12	0.04	0.01	-0.06	0.03
M13-O3N2	0.18	-0.23	-0.17	0.12	0.11	0.07	0.04	-0.02	-0.02
PP04-O3N2	0.18	-0.23	-0.17	0.12	0.11	0.07	0.04	-0.02	-0.02
D13-PYQZ	0.18	-0.18	-0.07	0.05	0.08	0.08	0.09	-0.06	0.02
P12-T2	0.21	-0.20	-0.12	0.11	0.10	0.08	0.06	-0.01	0.03
M13-N2	0.25	-0.14	-0.06	0.11	0.16	0.12	0.08	-0.14	0.12
Promedio	0.20	-0.17	-0.12	0.11	0.11	0.08	0.06	-0.05	0.03

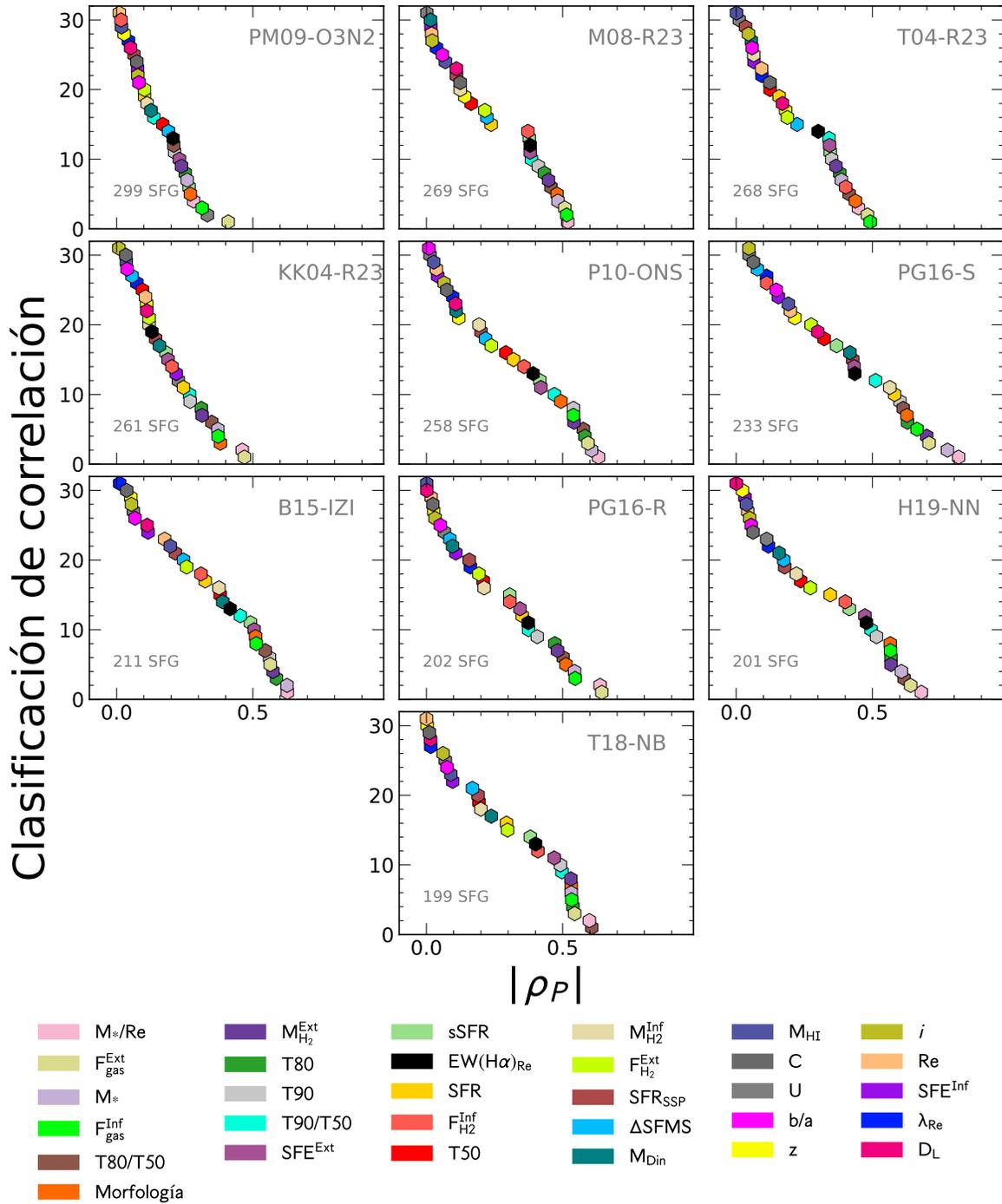


Figura 3.2: Similar a la Fig. 3.1, pero usando el grupo 2 de calibradores.

Tabla 3.2: Coeficientes de correlación de Pearson (ρ_P) calculados entre cada parámetro de galaxia y la abundancia de oxígeno para los calibradores del grupo 2 (definido en Cap. 2, Subsec. 2.3.1). Incluimos los coeficientes de correlación derivados usando mediciones de CO ($^{\text{Inf}}$) en las columnas de M_{H_2} , F_{H_2} , SFE y F_{gas} .

Calibrador	M_*/Re	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	M_*	T80/T50	Morf.	$M_{\text{H}_2}^{\text{ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	T80	T90	T90/T50
PM09-O3N2	0.28	-0.41 (-0.31)	0.26	0.21	-0.27	0.24 (0.11)	0.25	0.21	0.14
M08-R23	0.52	-0.51 (-0.51)	0.48	0.46	-0.48	0.45 (0.12)	0.43	0.41	0.39
T04-R23	0.45	-0.48 (-0.49)	0.39	0.41	-0.44	0.37 (0.06)	0.38	0.35	0.34
KK04-R23	0.46	-0.47 (-0.37)	0.37	0.35	-0.38	0.31 (0.12)	0.31	0.27	0.27
T18-NB	0.60	-0.54 (-0.53)	0.53	0.61	-0.53	0.53 (0.20)	0.54	0.49	0.50
PG16-R	0.64	-0.64 (-0.55)	0.54	0.50	-0.51	0.48 (0.21)	0.47	0.41	0.37
PG16-S	0.82	-0.71 (-0.66)	0.78	0.61	-0.63	0.70 (0.56)	0.63	0.60	0.51
H19-NN	0.68	-0.64 (-0.57)	0.61	0.62	-0.57	0.57 (0.22)	0.57	0.51	0.49
B15-IZI	0.63	-0.56 (-0.51)	0.63	0.55	-0.51	0.57 (0.38)	0.59	0.56	0.45
P10-ONS	0.63	-0.59 (-0.54)	0.61	0.58	-0.49	0.54 (0.19)	0.58	0.54	0.47
Promedio	0.57	-0.56 (-0.51)	0.52	0.49	-0.48	0.48 (0.22)	0.47	0.44	0.39

Calibrador	$\text{SFE}^{\text{Ext}}(\text{SFE}^{\text{Inf}})$	sSFR	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$	SFR	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	T50	SFR_{SSP}	ΔSFMS	M_{Din}
PM09-O3N2	-0.23 (-0.08)	-0.27	-0.21	0.10	0.10 (-0.02)	0.17	0.06	-0.19	-0.13
M08-R23	-0.38 (-0.02)	-0.38	-0.38	0.24	0.21 (-0.37)	0.16	0.11	-0.22	0.02
T04-R23	-0.34 (0.07)	-0.35	-0.30	0.16	0.19 (-0.40)	0.12	0.03	-0.22	-0.06
KK04-R23	-0.19 (0.22)	-0.18	-0.13	0.25	0.12 (-0.20)	0.09	0.14	-0.06	-0.16
T18-NB	-0.47 (0.10)	-0.38	-0.40	0.29	0.30 (-0.41)	0.19	0.19	-0.17	0.24
PG16-R	-0.34 (0.11)	-0.31	-0.37	0.35	0.19 (-0.31)	0.21	0.16	-0.09	0.10
PG16-S	-0.43 (-0.15)	-0.37	-0.44	0.58	0.28 (-0.11)	0.32	0.43	-0.08	0.42
H19-NN	-0.47 (0.03)	-0.42	-0.48	0.35	0.27 (-0.40)	0.24	0.18	-0.17	0.16
B15-IZI	-0.50 (-0.12)	-0.49	-0.42	0.33	0.26 (-0.31)	0.38	0.22	-0.25	0.39
P10-ONS	-0.42 (-0.04)	-0.42	-0.39	0.32	0.24 (-0.36)	0.29	0.20	-0.22	0.11
Promedio	-0.38 (0.01)	-0.35	-0.35	0.30	0.22 (-0.29)	0.22	0.17	-0.17	0.11

Calibrador	M_{HI}	C	U	b/a	z	i	Re	λ_{Re}	D_{L}
PM09-O3N2	0.02	-0.07	-0.33	0.08	0.03	0.08	-0.01	0.04	0.05
M08-R23	0.07	-0.12	-0.00	-0.06	-0.14	-0.02	-0.02	0.04	-0.11
T04-R23	-0.00	-0.12	-0.01	-0.06	-0.18	-0.04	-0.09	0.09	-0.17
KK04-R23	-0.04	-0.03	-0.23	0.04	-0.11	-0.01	-0.11	0.07	-0.11
T18-NB	0.09	0.01	0.07	0.08	-0.00	-0.06	-0.00	-0.02	0.02
PG16-R	0.00	-0.02	0.07	0.05	-0.03	-0.03	-0.02	-0.16	0.00
PG16-S	0.19	0.06	-0.05	0.15	0.22	0.05	0.20	-0.11	0.30
H19-NN	0.04	-0.06	0.11	0.05	-0.02	-0.05	0.04	-0.12	0
B15-IZI	0.20	-0.04	-0.06	0.07	0.05	-0.05	0.18	0.01	0.11
P10-ONS	0.03	-0.07	-0.01	0.01	-0.12	-0.06	0.04	0.10	-0.11
Promedio	0.06	-0.05	-0.04	0.04	-0.03	-0.02	0.02	0	0

El comportamiento de los parámetros que correlacionan con la abundancia de oxígeno varía dependiendo el grupo de calibradores. Para el grupo 1 de calibradores, el coeficiente de Pearson promedio indica que el trazador del potencial gravitacional (M_*/Re) muestra una correlación significativa con la abundancia de oxígeno, alcanzando un valor de $\overline{\rho_P} = 0.76$, seguido por la masa estelar ($\overline{\rho_P} = 0.73$), la fracción total de gas basado en la extinción ($\overline{\rho_P} = -0.67$) y la masa de gas molecular basada en datos de extinción ($\overline{\rho_P} = 0.66$). Para el segundo grupo de calibradores, el orden de valores promedio es dominado por M_*/Re ($\overline{\rho_P} = 0.57$), $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ ($\overline{\rho_P} = -0.56$), M_* ($\overline{\rho_P} = 0.52$) y $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ ($\overline{\rho_P} = -0.51$).

Aunque notamos variaciones en el orden de clasificación dependiendo del calibrador empleado, la tendencia de correlación usando los valores promedio parece estar dominada en ambos grupos de calibradores por parámetros como M_*/Re , M_* , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$. Es destacable que dentro del grupo 1, el trazador del pozo de potencial y la masa estelar ocupan los primeros dos lugares de correlación directa con la abundancia de oxígeno. Sin embargo, para los calibradores del grupo 2, observamos que las posiciones de los parámetros dentro de la clasificación individual dependen del calibrador empleado, como es el caso del calibrador PM09-O3N2. Para este calibrador, después de $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, el parámetro de ionización es el segundo parámetro que domina la dependencia de la abundancia de oxígeno. Otro ejemplo lo encontramos con el calibrador T18-NB, el cual muestra que el parámetro que correlaciona mejor con $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ es T80/T50. Esto puede ser porque para este calibrador en concreto, la muestra resulta estadísticamente no significativa en comparación con la muestra original (197 objetos en comparación con 299 galaxias), o a la forma de construcción de dichos calibradores, o incluso a la hipótesis de tendencia lineal y distribución normal que requiere el uso del coeficiente de Pearson.

Otro punto a resaltar es la diferencia de valores de correlación para los observables asociados a la masa de gas frío molecular. En las columnas asociadas a F_{gas} , M_{H_2} y SFE de las Tablas 3.1 y 3.2 se puede apreciar que hay una diferencia, en algunos casos muy notoria, de valores de correlación entre datos basados en extinción y datos inferidos directamente de CO. Además los valores asociados al gas molecular, obtenidos a partir de la extinción, muestran un rango dinámico mayor que los valores inferidos a partir de observaciones de CO. Por otro lado, parámetros asociados a la formación estelar, como SFR o $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$, presentan a lo más una correlación débil con la abundancia de oxígeno ($0.3 \lesssim |\overline{\rho_P}| \lesssim 0.5$), independientemente del grupo de calibradores analizados. Solo 13 parámetros presentan algún tipo de correlación significativa con la abundancia de oxígeno ($|\overline{\rho_P}| > 0.3$) en ambos grupos de calibradores: M_*/Re , M_* , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$, $M_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$, T80, Morfología, T90, T80/T50, T90/T50, $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$, SFE^{Ext} y sSFR (véanse Tablas 3.1 y 3.2). Debemos de tener en cuenta que las estimaciones del coeficiente de correlación de Pearson son válidas solo si los parámetros presentan una relación lineal y una distribución normal en torno a la misma.

Para indagar el impacto de presuponer distribuciones normales y/o tendencias lineales en el análisis de las correlaciones de la metalicidad y los demás parámetros físicos (como se realizó anteriormente usando el coeficiente de correlación de Pearson), repetimos el análisis utilizando el coeficiente de Spearman como estimador de la correlación entre la abundancia de oxígeno y los diferentes parámetros explorados (Figs. 3.3 y 3.4). En términos del coeficiente no paramétrico de Spearman observamos que las propieda-

des, M_*/Re , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$, dominan nuevamente el orden de correlación en ambos grupos de calibradores. Cuando separamos el análisis entre los dos grupos de calibradores considerados (grupo 1 y grupo 2), observamos que si bien en el grupo 1 la masa estelar sigue encontrándose entre las propiedades que mejor correlacionan con la abundancia, en el caso del grupo 2 esto no sucede. En este caso dominan parámetros asociados a la historia de formación estelar (como T90, T80/T50, T80 o T90/T50) y la morfología. Al utilizar el coeficiente de Spearman, nuevamente encontramos que para el calibrador PM09-O3N2, el parámetro de ionización (U) lidera las correlaciones, seguido por $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$. Por tanto, para el calibrador PM09-O3N2, la correlación de la abundancia de oxígeno con U no depende de las hipótesis inherentes al coeficiente de correlación empleado (Spearman o Pearson).

Sin embargo, como el calibrador PM09-O3N2 fue diseñado para tratar de mitigar la dependencia del índice O3N2 con el parámetro U (usando modelos de fotoionización), es posible que dicha construcción haya introducido una relación espuria entre $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ con el observable U, generando en consecuencia, una correlación ficticia entre ambos observables.

Por otro lado, usando el coeficiente de Spearman, los calibradores P10-ONS y T18-NB indican que la edad T80 es el segundo o tercer parámetro con una correlación más intensa o más fuerte con $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, y no los parámetros asociados al contenido de gas, como en el caso del uso del coeficiente de Pearson.

En resumen, usando el coeficiente de Spearman, solo 13 parámetros presentan algún tipo de correlación para ambos grupos de calibradores ($|\overline{\rho_S}| > 0.3$). Estos parámetros son M_*/Re , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ ($F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$), M_* , T90, $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$, T80, Morfología, T80/T50, T90/T50, $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$, SFE^{Ext} y sSFR (véanse Tabs. 3.3 y 3.4). Esto es, los mismos parámetros que muestran correlación usando el coeficiente de Pearson (Tabs. 3.1 y 3.2). Nuevamente encontramos que los parámetros F_{gas} , M_{H_2} y SFE exhiben valores de correlación muy variados entre datos basados en la extinción y datos derivados de observaciones de CO. Esto sugiere que el cálculo de los coeficientes de correlación pudiera estar afectado principalmente por el tamaño, tanto de la muestra como del rango dinámico muestreado, siendo el rango dinámico del estimador usando el polvo más grande que el rango de las observaciones de CO.

Lo anterior sugiere que el cálculo de los coeficientes de correlación puede estar sesgado principalmente por el tamaño de la muestra. Igualmente se observa que, independientemente del calibrador empleado, las correlaciones más fuertes están asociadas a los mismos 13 parámetros usando igual número de galaxias. Estos parámetros están ligados a la masa estelar (como M_*/Re , o F_{gas}) o con propiedades que trazan directamente el patrón de la historia de formación estelar en estas galaxias (como T80 y T90 p.ej., [Lian et al. 2015](#); [García-Benito et al. 2017](#); [Camps-Fariña et al. 2021](#)). Es interesante hacer notar que estos parámetros, junto con la morfología, también parecen influenciar fuertemente la metalicidad estelar (es decir, la metalicidad determinada a partir de la abundancia de hierro respecto a la de hidrógeno), tal y como indican resultados recientes ([Camps-Fariña et al. 2021](#)). Es importante mencionar que en este primer análisis no encontramos fuertes correlaciones con algunos parámetros explorados con mayor frecuencia en la literatura asociados al enriquecimiento químico en las galaxias (además de la masa estelar), como la SFR (salvo en el análisis del coeficiente de correlación de Pearson) o $F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ ($F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$) (p.ej.,

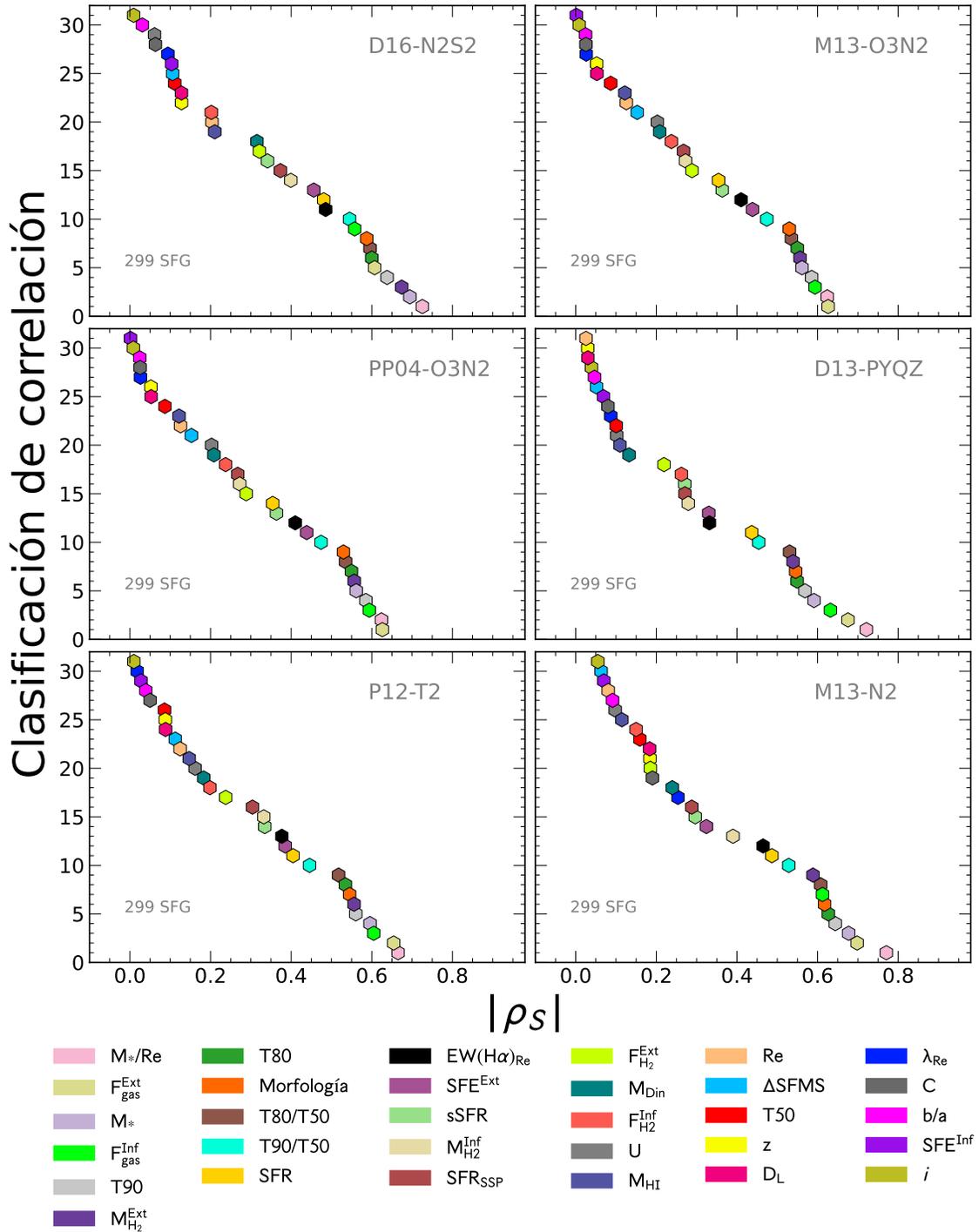


Figura 3.3: Orden de correlación de Spearman de la abundancia de oxígeno para el grupo 1 de calibradores. La descripción es similar a la Fig. 3.1.

Tabla 3.3: Coeficientes de correlación de Spearman (ρ_S) calculado entre cada parámetro de galaxia y la abundancia de oxígeno para los calibradores del grupo 1 (véase Cap. 2, Subsec. 2.3.1). Incluimos los coeficientes de correlación derivados usando mediciones de CO (denotado con el superíndice Inf) en las columnas de M_{H_2} , F_{H_2} , SFE y F_{gas} .

Calibrador	M_*/Re	F_{gas}^{Ext} (F_{gas}^{Inf})	M_*	T90	$M_{H_2}^{ext}$ ($M_{H_2}^{inf}$)	T80	Morf.	T80/T50	T90/T50
D16-N2S2	0.73	-0.61 (-0.56)	0.69	0.64	0.67 (0.40)	0.60	-0.59	0.60	0.54
M13-O3N2	0.62	-0.63 (-0.59)	0.56	0.59	0.56 (0.27)	0.55	-0.53	0.54	0.47
PP04-O3N2	0.62	-0.63 (-0.59)	0.56	0.59	0.56 (0.27)	0.55	-0.53	0.54	0.47
D13-PYQZ	0.72	-0.68 (-0.63)	0.59	0.57	0.54 (0.28)	0.55	-0.55	0.53	0.45
P12-T2	0.67	-0.65 (-0.60)	0.60	0.56	0.56 (0.33)	0.53	-0.55	0.52	0.45
M13-N2	0.77	-0.70 (-0.61)	0.68	0.64	0.59 (0.39)	0.63	-0.62	0.61	0.53
Promedio	0.69	-0.65 (-0.60)	0.61	0.60	0.58 (0.32)	0.57	-0.56	0.55	0.49

Calibrador	SFR	$EW(H\alpha)_{Re}$	SFE^{Ext} (SFE^{Inf})	sSFR	SFR_{SSP}	$F_{H_2}^{Ext}$ ($F_{H_2}^{Inf}$)	M_{Din}	M_{HI}	U
D16-N2S2	0.48	-0.49	-0.46 (-0.10)	-0.34	0.37	0.32 (-0.20)	0.32	0.21	-0.06
M13-O3N2	0.35	-0.41	-0.44 (-0.00)	-0.36	0.27	0.29 (-0.24)	0.21	0.12	-0.20
PP04-O3N2	0.35	-0.41	-0.44 (-0.00)	-0.36	0.27	0.29 (-0.24)	0.21	0.12	-0.20
D13-PYQZ	0.44	-0.33	-0.33 (0.07)	-0.27	0.27	0.22 (-0.26)	0.13	0.11	-0.10
P12-T2	0.40	-0.38	-0.39 (0.03)	-0.33	0.30	0.24 (-0.20)	0.18	0.15	-0.16
M13-N2	0.49	-0.46	-0.32 (-0.07)	-0.30	0.29	0.19 (-0.15)	0.24	0.11	-0.10
Promedio	0.42	-0.41	-0.40 (-0.01)	-0.33	0.30	0.26 (-0.21)	0.21	0.14	-0.14

Calibrador	Re	$\Delta SFMS$	T50	z	D_L	λ_{Re}	C	b/a	i
D16-N2S2	0.20	-0.11	0.11	0.13	0.13	-0.09	0.06	0.03	-0.01
M13-O3N2	0.13	-0.15	0.09	0.05	0.05	-0.03	-0.03	0.02	-0.01
PP04-O3N2	0.13	-0.15	0.09	0.05	0.05	-0.03	-0.03	0.02	-0.01
D13-PYQZ	0.03	-0.05	0.10	0.03	0.03	-0.09	0.08	0.05	0.04
P12-T2	0.12	-0.11	0.09	0.09	0.09	-0.02	0.05	0.04	0.01
M13-N2	0.08	-0.06	0.16	0.18	0.18	-0.25	0.19	0.09	0.05
Promedio	0.11	-0.11	0.10	0.09	0.09	-0.08	0.06	0.04	0.01

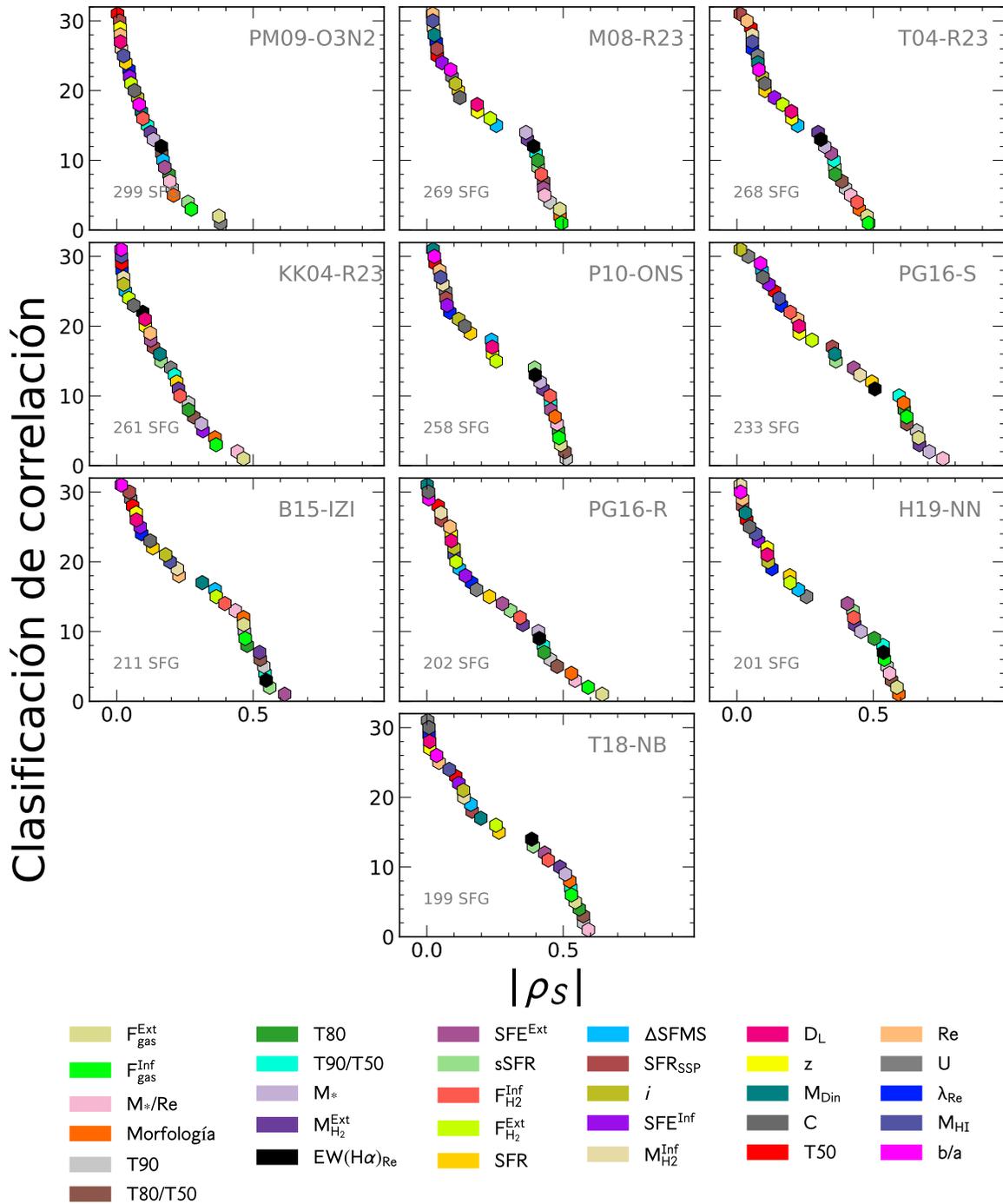


Figura 3.4: Orden de correlación de Spearman de la abundancia de oxígeno para el segundo grupo de calibradores. Descripción similar a la Fig. 3.1.

Tabla 3.4: Coeficientes de correlación de Spearman (ρ_S) calculado entre cada parámetro de galaxia y la abundancia de oxígeno para los calibradores del segundo grupo (véase Cap. 2, Subsec. 2.3.1). Incluimos los coeficientes de correlación derivados usando mediciones de CO (denotado con el superíndice Inf) en las columnas de M_{H_2} , F_{H_2} , SFE y F_{gas} .

Calibrador	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	M_*/Re	Morf.	T90	T80/T50	T80	T90/T50	M_*	$M_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$
PM09-O3N2	-0.37 (-0.27)	0.19	-0.21	0.20	0.17	0.19	0.11	0.13	0.12 (-0.02)
M08-R23	-0.49 (-0.49)	0.43	-0.49	0.45	0.43	0.41	0.40	0.36	0.37 (-0.02)
T04-R23	-0.48 (-0.48)	0.42	-0.45	0.40	0.38	0.36	0.36	0.32	0.30 (-0.06)
KK04-R23	-0.46 (-0.36)	0.44	-0.36	0.26	0.28	0.26	0.21	0.31	0.23 (0.02)
T18-NB	-0.54 (-0.53)	0.59	-0.52	0.57	0.57	0.56	0.53	0.51	0.49 (0.14)
PG16-R	-0.64 (-0.59)	0.54	-0.53	0.45	0.48	0.43	0.43	0.41	0.35 (0.05)
PG16-S	-0.67 (-0.62)	0.76	-0.61	0.66	0.62	0.61	0.59	0.71	0.67 (0.45)
H19-NN	-0.59 (-0.54)	0.56	-0.59	0.55	0.57	0.50	0.54	0.45	0.43 (0.01)
B15-IZI	-0.47 (-0.47)	0.43	-0.46	0.54	0.53	0.48	0.54	0.47	0.52 (0.22)
P10-ONS	-0.49 (-0.48)	0.48	-0.47	0.51	0.51	0.48	0.45	0.42	0.43 (-0.06)
Promedio	-0.52 (-0.49)	0.48	-0.47	0.46	0.45	0.43	0.42	0.41	0.39 (0.07)

Calibrador	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$	$\text{SFE}^{\text{Ext}} (\text{SFE}^{\text{Inf}})$	sSFR	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	SFR	ΔSFMS	SFR_{SSP}	i	D_L
PM09-O3N2	-0.16	-0.18 (0.05)	-0.26	0.05 (-0.10)	0.03	-0.17	0.01	0.08	0.01
M08-R23	-0.39	-0.43 (0.06)	-0.41	0.23 (-0.42)	0.12	-0.25	0.04	-0.11	-0.18
T04-R23	-0.31	-0.35 (0.14)	-0.36	0.17 (-0.44)	0.10	-0.22	0.01	-0.09	-0.20
KK04-R23	-0.10	-0.12 (0.32)	-0.16	0.04 (-0.23)	0.22	-0.03	0.13	-0.03	-0.10
T18-NB	-0.38	-0.43 (0.12)	-0.39	0.25 (-0.45)	0.26	-0.16	0.17	-0.13	-0.01
PG16-R	-0.41	-0.28 (0.14)	-0.31	0.11 (-0.34)	0.23	-0.12	0.05	-0.10	-0.09
PG16-S	-0.51	-0.43 (-0.12)	-0.36	0.28 (-0.20)	0.49	-0.09	0.35	-0.01	0.23
H19-NN	-0.54	-0.41 (0.08)	-0.43	0.20 (-0.43)	0.19	-0.23	0.02	-0.11	-0.11
B15-IZI	-0.55	-0.62 (-0.09)	-0.56	0.36 (-0.40)	0.13	-0.36	0.05	-0.18	0.07
P10-ONS	-0.40	-0.45 (0.07)	-0.40	0.25 (-0.45)	0.16	-0.24	0.07	-0.12	-0.24
Promedio	-0.37	-0.37 (0.08)	-0.36	0.19 (-0.34)	0.19	-0.19	0.09	-0.08	-0.06

Calibrador	z	M_{Din}	C	T50	Re	U	λ_{Re}	M_{HI}	b/a
PM09-O3N2	0.01	-0.09	-0.07	0.00	-0.01	-0.38	0.05	-0.03	0.08
M08-R23	-0.19	-0.03	-0.12	-0.04	0.02	0.09	0.03	-0.02	-0.09
T04-R23	-0.20	-0.08	-0.10	-0.05	-0.04	0.08	0.06	-0.06	-0.08
KK04-R23	-0.11	-0.16	0.06	-0.02	-0.12	-0.20	0.02	-0.02	0.02
T18-NB	-0.01	0.20	0.01	0.11	0.04	0.00	-0.01	0.08	0.04
PG16-R	-0.09	-0.00	0.01	0.04	-0.08	0.18	-0.16	-0.10	-0.01
PG16-S	0.23	0.36	0.10	0.14	0.22	0.04	-0.16	0.15	0.09
H19-NN	-0.11	0.03	-0.05	0.04	-0.02	0.26	-0.13	-0.07	-0.01
B15-IZI	0.07	0.31	-0.12	0.06	0.23	0.05	0.09	0.20	-0.02
P10-ONS	-0.24	-0.02	-0.14	0.03	0.05	0.07	0.08	-0.05	-0.03
Promedio	-0.06	0.05	-0.04	0.03	0.03	0.02	-0.01	0.01	0

Mannucci et al. 2010; Lara-López et al. 2010; Bothwell et al. 2013, 2016; Cresci et al. 2019).

3.2. Abundancia de oxígeno como función de los observables explorados

Los resultados anteriores muestran que hay otros parámetros físicos que correlacionan mejor con la abundancia de oxígeno además de la masa estelar (M_*/Re , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$), que como indicamos en la introducción, es el observable que más ampliamente se ha explorado como trazador de la abundancia (p.ej., Tremonti et al. 2004; Kewley & Ellison 2008; Hughes et al. 2013; Barrera-Ballesteros et al. 2017). Este resultado, no esperado en principio, nos lleva a realizar una exploración más detallada, en la cual mostraremos la abundancia de oxígeno en función de cada uno de estos parámetros. Posteriormente usaremos un ajuste polinómico de tercer grado entre la abundancia y cada uno de los parámetros para explorar si dichas correlaciones inducen una reducción en la dispersión de la distribución de la abundancia de oxígeno. Esta condición es necesaria para poder asegurar que un parámetro físico en verdad correlaciona con la abundancia de oxígeno.

Por otro lado, la elección del orden 3 del polinomio se basó en una simple exploración de las tendencias observadas, las cuales muestran que no es necesario un orden mayor. Una vez obtenida la mejor relación entre la abundancia de oxígeno y los diferentes parámetros, vamos a estimar la desviación estándar del residuo, después de sustraer esta relación, y compararla con la desviación estándar de la distribución original de abundancias. Si el parámetro en cuestión es un estimador confiable de la abundancia se espera que la desviación estándar del residuo sea significativamente menor que la desviación estándar de la distribución de las abundancias. Con base en el análisis anterior no esperamos ninguna reducción para aquellos parámetros para los que sus coeficientes de correlación (de ambos) sean menores que 0.3. Por completitud incluimos estos parámetros a pesar que sabemos que no hay correlación y por tanto no se espera reducción significativa en la dispersión, una vez sustraído el mejor ajuste a la función polinómica.

En la Fig. 3.5 mostramos las distribuciones de la abundancia de oxígeno usando el calibrador M13-O3N2 en función de cada uno de los 31 parámetros en estudio. Las gráficas correspondientes a los 15 calibradores restantes se pueden consultar en el Apéndice B. De izquierda a derecha, y de arriba a abajo, cada panel muestra los parámetros M_*/Re , F_{gas} , M_* , T90, M_{H_2} , T80, Morfología, T80/T50, T90/T50, SFR, $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$, SFE, sSFR, SFR_{SSP} , F_{H_2} , M_{Din} , U, M_{HI} , Re, ΔSFMS , T50, z, D_L , λ_{Re} , C, b/a e i (ordenados de acuerdo al orden de correlación del respectivo grupo de calibradores). En cada panel incluimos los coeficientes de Pearson (ρ_P) y Spearman (ρ_S) listados como en las Tablas 3.1 y 3.3, la prueba chi-cuadrada reducida ($\tilde{\chi}^2$) resultante del mejor ajuste a un polinomio de orden 3 y la reducción de la dispersión alcanzada usando el ajuste polinomial (denotado por $\Delta\sigma/\sigma$).

Con el fin de comprobar si los rangos muestreados por los observables F_{gas} , F_{H_2} , SFE y M_{H_2} afectan la reducción de la dispersión de la abundancia de oxígeno, restringimos la muestra de mediciones basadas en polvo al mismo rango dinámico de las observaciones

inferidas con datos de CO. De este análisis encontramos que al restringir el rango dinámico, las reducciones alcanzadas con datos inferidos de observaciones de CO y basados en la extinción por polvo son similares (Tablas 3.5 y 3.6). Sin embargo cuando no restringimos el rango de los observables basados en la extinción por polvo, la reducción de la dispersión se duplica o triplica para observables basadas en la extinción por polvo (Véanse Tablas B.1 y B.2 en la Sec. B.1 del Apéndice B). Para el presente capítulo mostraremos el análisis de los observables $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$, SFE^{Ext} y $M_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ restringidos al mismo rango dinámico que los observables basados en datos inferidos directamente de observaciones de CO.

A continuación describiremos la distribución de las tendencias observadas entre cada parámetro usado en este estudio y la abundancia química característica para nuestra muestra de galaxias con formación estelar. Empezaremos analizando cada panel de la Fig. 3.5 (del calibrador M13-O3N2) y lo compararemos con los paneles correspondientes, de las Figuras del Apéndice B, del resto de calibradores.

Potencial gravitacional (M_*/R_e). En el panel superior izquierdo de la primer fila de la Fig. 3.5 observamos que la abundancia de oxígeno aumenta con M_*/R_e alcanzando una saturación de abundancia de oxígeno alrededor de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.6$ dex para galaxias de alto M_*/R_e . Además la dispersión de la abundancia de oxígeno aumenta conforme M_*/R_e disminuye. Además, al caracterizar esta distribución con un polinomio de tercer grado observamos que hay una tendencia monótona creciente que describe una meseta para valores superiores a $\log(M_*/R_e) \sim -0.2$ dex en la región donde se aprecia mayor concentración de galaxias, mientras que para valores de M_*/R_e bajos, el polinomio muestra una caída suave. El crecimiento monótono que presenta esta distribución está de acuerdo con los valores de los coeficientes de correlación, los cuales indican que hay correlación positiva entre ambos parámetros. Una vez substraído el mejor ajuste polinomial, la dispersión del residuo se reduce en un 39 % en comparación con la dispersión de la abundancia de oxígeno.

Explorando las distribuciones que presentan los demás calibradores analizados en esta tesis, notamos que para el grupo 1 de calibradores, las estimaciones de los coeficientes de correlación de Pearson y Spearman indican que existe una correlación entre M_*/R_e y la abundancia de oxígeno ($\rho_P > 0.7$ y $\rho_S > 0.6$). Mientras que para el grupo 2, los valores de estos coeficientes de correlación indican débiles tendencias ($\rho_P < 0.6$ y $\rho_S < 0.5$). Además, para los calibradores restantes observamos la misma tendencia entre la abundancia y la razón M_*/R_e , esto es que $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ incrementa con M_*/R_e . Finalmente, observamos que la abundancia de oxígeno en función del estimador del pozo de potencial alcanza una reducción significativa de la dispersión que va de 20 a 40 % dependiendo el grupo de calibradores analizados.

En el Cap. 5 analizaremos si el parámetro $1/R_e$ realmente tiene un efecto significativo en la reducción de la dispersión de la abundancia del oxígeno cuando se combina con la masa estelar como se sugiere en Boardman et al. (2021).

Fracción total de gas (F_{gas}). En el segundo panel de la primer fila de la Fig. 3.5 mostramos la relación de la abundancia de oxígeno en función de la fracción de gas total. Observamos que tanto las estimaciones de este parámetro basado en la derivación a partir

Tabla 3.5: Reducción de la dispersión ($\Delta\sigma/\sigma$ en %) encontrada al ajustar un polinomio de tercer grado a las distribuciones asociadas al grupo 1 de calibradores. Incluimos los parámetros derivados de los datos observados (con superíndice Inf) en las columnas asociadas a los datos basados en extinción (con superíndice Ext). Restringimos el mismo rango de valores basados en extinción por polvo y basados en observaciones de CO para determinar la reducción de la dispersión.

Calibrador	M_*/Re	M_*	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	T90	T80	Morf.	SFR	T80/T50	T90/T50
D16-N2S2	41.0	36.2	28.6 (24.9)	28.8	27.1	24.4	19.2	23.7	19.6
M13-O3N2	39.0	34.5	29.8 (27.1)	27.0	25.7	25.5	17.8	19.9	17.0
PP04-O3N2	39.0	34.5	29.8 (27.1)	27.0	25.7	25.5	17.8	19.9	17.0
D13-PYQZ	47.7	40.1	30.8 (26.4)	26.2	26.3	24.2	23.9	19.7	14.9
P12-T2	44.2	39.8	29.8 (25.6)	26.5	25.6	25.6	21.3	19.1	15.8
M13-N2	52.3	45.7	31.0 (26.4)	25.8	25.6	21.8	25.8	19.2	14.1
Promedio	43.9	38.5	30.0 (26.2)	26.9	26.0	24.5	21.0	20.3	16.4

Calibrador	SFR_{SSP}	M_{Din}	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$	$M_{\text{H}_2}^{\text{ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{inf}})$	M_{HI}	T50	$\text{SFE}^{\text{Ext}} (\text{SFE}^{\text{Inf}})$	sSFR	U
D16-N2S2	13.2	15.9	13.0	15.5 (11.1)	5.3	6.6	8.1 (2.1)	6.5	2.7
M13-O3N2	12.0	10.9	13.1	9.4 (7.3)	9.7	6.4	7.0 (2.1)	8.1	8.0
PP04-O3N2	12.0	10.9	13.1	9.4 (7.3)	9.7	6.4	7.0 (2.1)	8.1	8.0
D13-PYQZ	15.3	13.4	9.6	7.9 (9.2)	8.9	7.8	5.6 (1.9)	5.0	6.8
P12-T2	13.9	13.5	11.9	10.2 (10.6)	9.8	7.3	6.4 (2.9)	6.6	5.7
M13-N2	15.0	12.9	13.5	10.3 (8.4)	11.2	9.2	5.5 (2.5)	4.3	4.9
Promedio	13.5	12.9	12.4	10.5 (9.0)	9.1	7.3	6.6 (2.3)	6.4	6.0

Calibrador	D_L	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	λ_{Re}	i	b/a	z	ΔSFMS	C	Re
D16-N2S2	5.7	2.6 (1.8)	2.1	0.5	0.1	1.7	0.6	0.1	-1.2
M13-O3N2	4.5	2.6 (1.4)	0.8	0.3	0.1	-1.3	0.4	-0.8	-3.4
PP04-O3N2	4.5	2.6 (1.4)	0.8	0.3	0.1	-1.3	0.4	-0.8	-3.4
D13-PYQZ	6.2	1.6 (1.0)	1.4	1.4	0.7	0.9	-0.5	-0.2	-3.4
P12-T2	7.0	1.7 (0.7)	0.7	0.6	0.4	0.5	-0.5	-0.9	-4.2
M13-N2	6.4	1.0 (0.5)	2.6	0.8	0.9	1.0	0.1	1.0	-4.4
Promedio	5.7	2.0 (1.1)	1.4	0.7	0.4	0.3	0.1	-0.3	-3.3

Tabla 3.6: Reducción de la dispersión ($\Delta\sigma/\sigma$ en %) encontrada al ajustar un polinomio de tercer grado a las distribuciones asociadas al grupo 2 de calibradores. Incluimos los parámetros derivados de los datos observados (con superíndice Inf) en las columnas asociadas a los datos basados en extinción (con superíndice Ext). Restringimos el mismo rango de datos basados en la extinción por polvo y datos inferidos directamente de las observaciones de CO para determinar la reducción de la dispersión.

Calibrador	M_*/Re	M_*	T90	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	T80/T50	T80	Morf.	T90/T50	M_{Din}
PM09-O3N2	8.8	7.7	7.0	6.6 (3.3)	3.8	6.0	7.5	5.5	2.1
M08-R23	23.1	20.6	17.1	16.5 (13.4)	15.5	15.5	20.4	13.7	10.9
T04-R23	12.9	11.1	14.4	15.2 (11.1)	13.5	12.4	16.6	13.4	10.3
KK04-R23	13.2	10.5	10.8	13.0 (6.5)	11.6	9.8	11.6	11.7	7.6
T18-NB	22.1	17.7	24.4	18.1 (21.7)	24.2	20.9	19.2	20.4	7.4
PG16-R	31.4	26.9	21.2	24.1 (16.8)	20.5	19.5	17.1	15.1	12.0
PG16-S	48.6	42.1	29.8	32.0 (27.5)	25.8	28.3	26.1	20.6	18.8
H19-NN	35.2	28.6	28.5	24.1 (18.1)	27.1	25.6	21.6	21.3	15.0
B15-IZI	38.2	33.8	22.7	20.5 (16.5)	21.4	21.2	18.6	18.2	17.0
P10-ONS	34.1	29.7	24.6	23.9 (17.0)	24.2	24.7	19.9	18.4	11.3
Promedio	26.8	22.9	20.1	19.4 (15.2)	18.7	18.4	17.9	15.8	11.2

Calibrador	SFR	sSFR	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$	$M_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	U	$\text{SFE}^{\text{Ext}} (\text{SFE}^{\text{Inf}})$	SFR_{SSP}	T50	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$
PM09-O3N2	5.8	5.3	5.4	2.2 (3.0)	17.9	2.7 (1.3)	2.1	5.5	0.4 (1.2)
M08-R23	8.9	8.1	7.9	3.5 (3.3)	6.7	7.0 (1.0)	4.2	2.5	1.6 (3.8)
T04-R23	3.0	7.3	3.6	2.3 (4.0)	9.2	5.1 (1.4)	1.8	1.4	1.1 (4.1)
KK04-R23	4.5	2.8	1.7	2.9 (2.2)	8.8	2.4 (4.6)	1.6	-0.3	0.6 (1.9)
T18-NB	6.3	9.7	8.7	9.8 (2.7)	2.5	8.3 (0.5)	2.8	1.4	2.0 (6.2)
PG16-R	9.1	8.5	8.6	7.4 (3.0)	4.5	4.5 (0.5)	5.0	5.4	1.0 (2.3)
PG16-S	22.9	8.8	12.0	14.3 (12.5)	2.4	4.8 (2.4)	15.9	9.5	2.1 (1.4)
H19-NN	9.6	13.2	14.6	9.3 (1.9)	2.8	6.9 (0.3)	4.8	4.8	1.9 (4.3)
B15-IZI	14.4	18.0	12.8	10.0 (4.4)	4.0	8.3 (2.4)	5.6	10.1	2.8 (3.2)
P10-ONS	10.0	11.4	9.7	7.0 (1.1)	4.1	7.1 (1.2)	4.6	6.6	1.2 (5.2)
Promedio	9.4	9.3	8.5	6.9 (3.8)	6.3	5.7 (1.6)	4.8	4.7	1.5 (3.4)

Calibrador	M_{HI}	λ_{Re}	D_{L}	ΔSFMS	b/a	i	C	z	Re
PM09-O3N2	7.4	0.0	-0.0	2.6	0.6	-0.1	2.7	-2.8	-3.3
M08-R23	5.6	2.9	5.0	0.8	-1.1	3.6	0.5	-1.6	-4.6
T04-R23	1.4	3.2	3.9	1.4	-1.0	1.9	1.5	1.1	-1.5
KK04-R23	1.8	3.2	1.8	-1.3	-0.2	-0.8	2.3	2.4	-4.3
T18-NB	0.4	1.3	1.3	1.9	0.8	1.5	-0.2	-1.1	-4.5
PG16-R	1.5	4.5	1.2	0.9	0.6	1.1	0.7	-1.3	-4.5
PG16-S	4.4	2.3	7.2	1.2	2.2	-0.1	1.2	4.1	1.1
H19-NN	1.9	4.4	0.8	2.9	1.6	1.9	0.7	-2.5	-4.8
B15-IZI	2.4	1.5	3.2	6.0	4.8	0.6	0.8	-0.8	-2.7
P10-ONS	0.6	3.4	1.9	3.1	2.2	0.6	-2.0	-4.2	-7.7
Promedio	2.7	2.7	2.6	1.9	1.0	1.0	0.8	-0.7	-3.7

de la extinción por polvo ($F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, círculos azules) como datos inferidos usando mediciones de CO ($F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$, rombos grises) se extienden en el mismo rango dinámico independientemente del número de mediciones de cada muestra. Además, para ambos conjuntos de datos (APEX-EDGE y eCALIFA), la abundancia de oxígeno disminuye al incrementar la fracción de gas. Independientemente de la naturaleza de derivación de los datos, la mayor concentración de galaxias sucede a bajos valores de $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$. En el régimen

de baja fracción de gas total, las galaxias presentan poca dispersión. Sin embargo, esta dispersión aumenta conforme la fracción de gas aumenta en las galaxias.

El comportamiento monótono mostrado por las distribuciones de $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ concuerda con las estimaciones de los coeficientes de correlación, indicando una correlación negativa entre la cantidad de gas presente en las galaxias y su abundancia de oxígeno. Los valores de abundancia de oxígeno saturan alrededor de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.6$ dex para galaxias con bajas fracciones de gas. Aunque ambas distribuciones muestran similitudes, los polinomios ajustados difieren en el régimen de baja fracción de gas, consecuencia de la reducida cantidad de mediciones disponibles para $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$. La substracción del mejor ajuste polinomial con respecto a $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ reduce la dispersión en la abundancia en un 30 % de la dispersión original de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ usando el calibrador M13-O3N2. Para los demás calibradores presentados en esta tesis, observamos que tanto la concentración de galaxias a bajas fracciones de gas, como la alta dispersión en el régimen de altos valores de fracción de gas son similares a los mostrados aquí para el calibrador M13-O3N2. Una diferencia destacable la observamos con los coeficientes de correlación entre grupos de calibradores. Para el grupo 1, los valores de los coeficientes de correlación de Pearson y Spearman son similares a los valores presentados para M13-O3N2, con valores absolutos superiores a 0.6, mientras que para el grupo 2 ambos coeficientes suelen ubicarse por debajo de $|\rho_P| \sim 0.6$ y $|\rho_S| \sim 0.6$ (véanse Tablas 3.2, 3.4 y Figuras en el Apéndice B). Además, al substrair el mejor modelo ajustado en términos de $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ y $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ para el resto de calibradores se obtiene una reducción de la dispersión entre un 20 % y 30 %. Para el grupo 1 de calibradores, M_*/Re correlaciona mejor con la abundancia de oxígeno que F_{gas} . M_*/Re genera una reducción de la dispersión promedio mayor (44 %) que para F_{gas} (30 %). Para el grupo 2 de calibradores, la reducción de la dispersión alcanzada con ambos observables también indica que M_*/Re exhibe una reducción significativa de la dispersión (27 %) comparada con F_{gas} (15-20 %).

Masa estelar total (M_*). La distribución de la abundancia de oxígeno con la masa estelar (primera fila, tercer panel de izquierda a derecha) muestra un crecimiento de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ conforme la masa estelar de las galaxias aumenta hasta alcanzar un valor límite de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.6$ dex. También observamos que la menor dispersión de la distribución se presenta en la región de galaxias masivas, de forma que conforme la metalicidad decrece la dispersión aumenta. Este comportamiento es similar al mostrado por M_*/Re posiblemente debido a que este trazador es directamente proporcional a M_* . En este caso, el coeficiente de Spearman indica una correlación más débil ($\rho_S = 0.6$) comparado con la estimación del coeficiente de Pearson ($\rho_P = 0.7$). Respecto al polinomio ajustado, observamos que éste traza una meseta a altas masas (a partir de $\log(M_*/M_\odot) \sim 10.7$ dex). Además, para el caso del calibrador M13-O3N2, la caracterización con el polinomio permite reducir la dispersión en ~ 34 %. Una reducción de la dispersión menor que la alcanzada con M_*/Re , pero mejor que la dispersión obtenida con F_{gas} para el mismo calibrador M13-O3N2.

Los 16 calibradores analizados muestran una saturación en el régimen de galaxias masivas. Sin embargo, el valor máximo donde se saturan depende del calibrador analizado. Además, observamos una reducción de la dispersión cuando se elimina la dependencia

con la masa y los valores de correlación promedio varían dependiendo el grupo de calibradores estudiado. Para el grupo 1 de calibradores, la reducción de la dispersión alcanzada para la masa estelar es de $\sim 38\%$ ($\rho_P = 0.7$, $\rho_S = 0.6$), mientras que para el grupo 2 de calibradores, la reducción es menor, correspondiente a $\sim 23\%$ con coeficientes promedio $\rho_P = 0.5$ y $\rho_S = 0.4$. A diferencia de los parámetros compuestos por la masa estelar, como M_*/Re y F_{gas} , la masa estelar se posiciona en el tercer lugar de correlación con la abundancia de oxígeno. Alcanzando, además, una reducción de la dispersión menor que M_*/Re ($\sim 10\%$ menor en promedio para ambos grupos de calibradores), pero mayor que la dispersión alcanzada con F_{gas} ($\sim 5\%$ mayor).

Tiempo cosmológico al cual las galaxias alcanzan el 90 % de su masa estelar actual (T90). La distribución de la abundancia de oxígeno en función de T90, puede consultarse en el cuarto panel de la primer fila. De acuerdo a la distribución mostrada, observamos un comportamiento bastante marcado, donde la abundancia crece y luego alcanza un valor constante de abundancia de oxígeno a partir de $T90 \sim 1.6$ Gyr. La mayor dispersión la observamos en los extremos de la distribución, mientras que la mayor concentración de galaxias sucede en la región intermedia ($1.3 < T90 < 3.2$ Gyr). Visualmente hay una tendencia notable, ambos coeficientes (Pearson y Spearman) indican una correlación entre la abundancia de oxígeno y la edad T90 ($\rho_P = 0.6$ y $\rho_S = 0.6$, respectivamente). Al caracterizar esta distribución con un polinomio, notamos que en efecto, los datos describen una meseta posterior al incremento de abundancia de oxígeno que se encuentra por debajo de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.6$ dex. La desviación estándar de los residuos derivados del mejor ajuste polinómico es 27% , mas pequeña que la desviación estándar medida para la distribución de la abundancia de oxígeno usando el calibrador M13-O3N2.

Para los demás calibradores, la distribución de la abundancia de oxígeno en función de T90 muestra la misma tendencia que la encontrada para el calibrador M13-O3N2. Sin embargo, los coeficientes de correlación varían incluso dentro de un mismo grupo de calibradores. Tal es el caso de los calibradores PM09-O3N2 y PG16-S, incluidos en el grupo 2, cuyos coeficientes de T90 son $\rho_P \sim 0.2$ y $\rho_S \sim 0.6$, respectivamente, e independientemente si se calculan con la estadística de Pearson o Spearman. Además, la reducción de la dispersión promedio al eliminar la dependencia de la abundancia con este parámetro es similar entre ambos grupos de calibradores, oscilando entre 20% y 27% . Además, para el grupo 1 de calibradores, la abundancia de oxígeno en función de T90 reduce la dispersión un 10% menos que con M_* . Mientras que para el grupo 2 de calibradores, la reducción de la dispersión alcanzada con ambos observables, M_* y T90, se mantiene similar (20%). Estas relaciones podrían sugerir un vínculo entre la historia de formación estelar y la abundancia de oxígeno.

Masa de gas molecular (M_{H_2}). La distribución de la abundancia con respecto a la masa de gas molecular se muestra en la Fig. 3.5, primera fila, quinto panel, calculada directamente con observaciones de CO ($M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$, rombos grises) así como usando el trazador polvo a gas ($M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$, puntos azules). En este caso, la masa molecular $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ cubre el rango entre $6.6 \text{ dex} < \log(M_{\text{H}_2}/M_{\odot}) < 10.2 \text{ dex}$, abarcando casi cuatro órdenes de magnitud,

dos órdenes más que $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$ ($8 \text{ dex} \lesssim \log(M_{\text{H}_2}/M_{\odot}) \lesssim 10 \text{ dex}$). Además, $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ presenta una alta dispersión a bajas abundancias de oxígeno ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.3 \text{ dex}$). También observamos que la abundancia de oxígeno incrementa conforme $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ aumenta, siguiendo una tendencia similar a la que muestra con M_* , la abundancia de oxígeno alcanza un valor máximo en $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.6 \text{ dex}$. $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$ también muestra una saturación de galaxias a altas masas, y alta dispersión a bajas masas ($\log(M_{\text{H}_2}/M_{\odot}) \lesssim 8.5 \text{ dex}$). Además, hay una concentración de galaxias alrededor de $\log(M_{\text{H}_2}/M_{\odot}) \sim 9.4 \text{ dex}$. En el rango en el cual las dos masas coinciden ($8.2 \text{ dex} < \log(M_{\text{H}_2}/M_{\odot}) < 10 \text{ dex}$), las distribuciones y los ajustes son parecidos y se diferencian donde no hay datos de $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$. Mas aún, la posible tendencia de $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$ se puede apreciar en los coeficientes de correlación presentados en las Tablas 3.1, 3.2, 3.3 y 3.4, siendo menores para $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$ que para $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$. La diferencia que muestran ambas distribuciones se ve reflejada en la forma que toman los respectivos polinomios ajustados. Tanto para $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ como para $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$, los polinomios trazan una meseta a altas masas moleculares, con curvaturas similares. Sin embargo, para el régimen de bajas masas, observamos dos comportamientos diferentes: para las medidas derivadas a partir de la extinción por polvo, el polinomio muestra un segundo aplanamiento de abundancias de oxígeno, mientras que para los datos del conjunto APEX-EDGE, el polinomio muestra una caída de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ conforme la masa molecular decrece. El efecto de abstraer la dependencia de la abundancia de oxígeno con estos parámetros es una reducción de la dispersión similar para $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ y $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$ de $\sim 10 \%$.

Observamos un aplanamiento a bajas masas con el polinomio ajustado a datos de $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$. Además, en el grupo 1, la reducción de la dispersión se mantiene constante, reduciéndose hasta un 12 % cuando abstraemos la dependencia con la abundancia de oxígeno con $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ o con $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$. Por otra parte, para los calibradores del grupo 2, observamos una reducción de la dispersión de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ entre un 2 % y un 15 % para $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ y de un 1 % a 13 % para $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$, dependiendo del calibrador. Observamos que la reducción de la dispersión alcanzada es menor con la abundancia de oxígeno como función de la masa molecular (5-15 %) que como función de la masa estelar (20-40 %). Incluso parámetros asociados a la historia de formación estelar, como T90 reduce la dispersión ($\sim 20 \%$) más que la masa de gas molecular.

Tiempo cosmológico al cual las galaxias alcanzan el 80 % de su masa estelar actual (T80). La distribución de T80 se incluye en el primer panel de la segunda fila de la Fig. 3.5. En esta distribución observamos que la abundancia crece conforme T80 incrementa, hasta alcanzar un valor constante de abundancia de oxígeno a partir de $T80 = 3 \text{ Gyr}$. Comparando con T90, el parámetro T80 muestra mayor dispersión, aunque los coeficientes de correlación son muy parecidos ($\rho_P = 0.6$ y $\rho_S = 0.6$). Los coeficientes de Pearson y Spearman señalan una correlación entre la abundancia y T80, la distribución caracterizada con una forma polinomial muestra una meseta a partir de $T80 \sim 3.2 \text{ Gyr}$ y la substracción de la dependencia con este parámetro supone una reducción de la dispersión de 25.7 %. Analizando los demás calibradores, notamos que los coeficientes de correlación, tanto de Pearson como Spearman, se mantienen similares para el grupo 1 de calibradores. No obstante, para los calibradores del grupo 2, los valores de correlación se ven afectados por la alta dispersión de los datos muestreados en algunos casos. Este

es el caso de las distribuciones asociadas a los calibradores PP04-O3N2 o KK04-R23. La reducción de la dispersión promedio para el grupo 1 es de 26% y para el grupo 2, de 18.4%. Entre T90 y T80 no observamos una diferencia significativa en la reducción de la dispersión, considerando ambos grupos de calibradores.

Morfología. La distribución de la abundancia de oxígeno en función de la morfología la mostramos en el segundo panel de la segunda fila de la Fig. 3.5. En este caso, el conjunto de los datos es discreto debido a la clasificación visual realizada sobre las galaxias de eCALIFA (Cap. 2, Sec. 2.3). En este panel observamos que, para las galaxias más tempranas, la abundancia de oxígeno es mayor. Además hay una mayor concentración de galaxias espirales tipo Sa y Sb. Como era de esperar, hay muy pocas galaxias elípticas que presenten formación estelar (según la selección de estas galaxias descrita en Cap. 2, Sec. 2.4). Tampoco observamos muchas galaxias clasificadas como I, debido posiblemente, a que la clasificación morfológica de eCALIFA se basa en un criterio puramente observacional, el cual puede introducir un sesgo de selección. Por otro lado, la dispersión es alta, especialmente en el régimen de galaxias lenticulares e irregulares. Sin embargo, apreciamos un crecimiento monótono que, junto a los valores de los coeficientes de correlación, indican que existe una débil dependencia entre la abundancia de oxígeno y la morfología ($\rho_P = -0.6$ y $\rho_S = -0.5$).

Empleando un polinomio observamos que, en efecto, hay una tendencia decreciente que describe una saturación de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ para galaxias espirales tipo S0, Sa y Sb. Mientras que galaxias más tardías, espirales Sd a irregulares, la forma polinomial describe un decrecimiento constante por debajo de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.5$ dex. Usando este polinomio, la dispersión de la abundancia de oxígeno se reduce un 25.5%. Para los demás calibradores notamos un comportamiento similar en la distribución de la abundancia en función de la morfología. Sin embargo, las estimaciones de los coeficientes de correlación de Pearson y Spearman varían dependiendo el grupo de calibradores analizados. Por ejemplo, el grupo 1 muestra correlaciones similares entre los calibradores que lo componen, devolviendo un valor promedio de $\rho_P, \rho_S = -0.6$. Mientras que en las estimaciones del grupo 2, observamos más variación de estos coeficientes de un calibrador a otro. Por citar dos ejemplos el par de calibradores PM09-O3N2, KK04-R23 y PG16-S, T18-NB. Las estimaciones de los coeficientes de correlación, tanto de Pearson como Spearman, para los primeros dos calibradores son muy bajos ($\rho_P \approx -0.2$ y $\rho_S \approx -0.3$). Mientras que para el segundo par, los coeficientes se tornan más altos ($\rho_P \approx -0.5$ y $\rho_S \approx -0.6$). No obstante, se aprecia la presencia de una posible una segunda meseta (en el régimen de galaxias irregulares) en calibradores del grupo 2 como M08-R23, T04-R23, T18-NB, PG16-R, KK04-R23 y H19-NN (véanse Figuras del Apéndice B). Finalmente, respecto a la reducción de la dispersión, observamos que la substracción de la dependencia de oxígeno en función de la morfología supone una reducción de la dispersión que va de 18% a 25%, dependiendo el grupo de calibradores analizados.

Cociente de las edades cosmológicas T80 y T50(T80/T50). La distribución de la abundancia de oxígeno en función del cociente de edades T80/T50 (segunda fila, tercer panel) presenta un comportamiento similar al mostrado por T80. Este parámetro junto

con $T90/T50$ nos permitirá explorar si hay vínculo entre la historia de formación estelar y el contenido químico del gas, ya que ambos parámetros nos indican que la masa estelar puede considerarse como el producto actual de la historia de formación estelar. En este panel, podemos observar que después de un aumento de $12 + \log(O/H)$, conforme incrementa el cociente $T80/T50$, la abundancia alcanza un valor máximo y posteriormente se mantiene constante en el rango $0.25 \text{ dex} < \log(T80/T50) < 0.64 \text{ dex}$. Además, notamos que aumenta la dispersión hacia los extremos de la distribución y que los coeficientes de correlación confirman la tendencia monótona y positiva, así como una débil correlación entre ambos parámetros. Por otro lado, con el ajuste polinomial observamos que la distribución muestreada describe un incremento suave de la abundancia, y posteriormente, traza una meseta alrededor de $\log(T80/T50) \approx 0.20 \text{ dex}$. Al emplear el polinomio de tercer grado para caracterizar la distribución de la abundancia en función de $T80/T50$, logramos reducir la dispersión un 20%. En cuanto a los demás calibradores, para el grupo 1, los coeficientes de correlación son similares a los reportados para el calibrador O3N2-M13. Por otra parte, para el grupo 2, aunque el promedio indica correlación débil, hay dos calibradores que individualmente devuelven coeficientes muy bajos. Estos calibradores son KK04-R23 y PM09-O3N2, para los cuales no hay correlación significativa de $T80/T50$ y la abundancia de oxígeno.

Cociente de las edades cosmológicas $T90$ y $T50(T80/T50)$. También incluimos la distribución de la abundancia de oxígeno en función del cociente de edades $T90/T50$ (segunda fila, cuarto panel). Nuevamente observamos que la abundancia de oxígeno incrementa con $T90/T50$ hasta alcanzar un valor máximo. En este caso la saturación sucede a valores más pequeños del cociente $T90/T50$, comparando con $T80/T50$. Además del comportamiento monótono y la débil correlación con la abundancia de oxígeno ($\rho_P = 0.4$ y $\rho_P = 0.5$), notamos que al ajustar el polinomio, la meseta centrada en $\log(T90/T50) \approx -0.7$ es más marcada, comparada con la curva descrita para $T80/T50$. Además de que la reducción de la dispersión es similar a la encontrada para $T80/T50$. La mayoría de los calibradores exhiben una correlación débil entre el parámetro $T90/T50$ y $12 + \log(O/H)$, salvo los calibradores KK04-R23 y PM09-O3N2 que nuevamente muestran coeficientes bajos.

Además, para el calibrador M13-O3N2, la substracción del ajuste polinomial con respecto a $T90/T50$ produce una reducción de la dispersión de un 27%, una reducción similar a la encontrada con el ajuste polinomial con respecto a $T80/T50$. Para los demás calibradores, la reducción de la dispersión oscila entre 7% y 30%, siendo el calibrador PM09-O3N2 el que produce el menor efecto sobre la dispersión y los calibradores D16-N2S2 y PG16-S los que producen la mayor reducción de la dispersión.

Tasa de formación estelar integrada (SFR). Incluimos también el análisis de la tasa de formación estelar como posible trazador de la abundancia de oxígeno (segunda fila, quinto panel). En esta distribución observamos una tendencia monótona creciente, donde al incrementar la SFR la abundancia de oxígeno también incrementa. La mayor concentración de galaxias se sitúa en el rango $0 \text{ dex} < \log(SFR/M_{\odot}\text{yr}^{-1}) < 1 \text{ dex}$. Aunque esta distribución presenta mucha dispersión, los coeficientes de correlación indican

una débil correlación entre la SFR y la abundancia de oxígeno ($|\rho_P| < 0.6$ y $|\rho_S| < 0.5$). Es importante resaltar que diferentes estudios han mostrado que la SFR tiene un papel muy relevante como trazador de la abundancia de oxígeno, ya sea como trazador primario o secundario (Mannucci et al. 2010; Lara-López et al. 2010), esto es, una vez abstraída la dependencia primaria, principalmente con M_* .

En artículos recientes, como en Barrera-Ballesteros et al. (2017); Sánchez et al. (2019a), se menciona que la tendencia de la relación descrita entre la abundancia y la SFR es consecuencia indirecta de la masa estelar. Nuestro análisis basado en los coeficientes de correlación no revelan una fuerte correlación entre ambos parámetros. En Mannucci et al. (2010); Cresci et al. (2019) se asegura que al introducir la SFR como parámetro secundario en la relación M_* -O/H, la reducción de la dispersión es significativa ($\sim 60\%$) con respecto a la relación original, para datos no resueltos como para datos obtenidos a partir de la técnica de espectroscopía de campo integral. No obstante, nuestro análisis señala que la reducción de la dispersión entre la abundancia de oxígeno al abstraer la dependencia con la SFR, apenas alcanza valores entre 3% a 25%, dependiendo del calibrador analizado. Debemos hacer notar que los resultados de Mannucci et al. (2010); Lara-López et al. (2010); Cresci et al. (2019) se basan en la exploración de la dependencia secundaria, no en la primaria, con la SFR. Exploraciones similares a las descritas aquí se encuentran en Salim et al. (2015); Barrera-Ballesteros et al. (2017); Sánchez et al. (2019a), las cuales encuentran resultados parecidos.

Ancho equivalente en la línea $H\alpha$ medido al radio efectivo ($EW(H\alpha)$). La distribución de la abundancia en función del ancho equivalente de la línea de $H\alpha$ medido al Re, puede consultarse en el primer panel de la tercera fila de la Fig. 3.5. En este panel podemos observar que conforme el ancho equivalente disminuye, el promedio de las abundancias aumenta. También observamos una concentración de galaxias que mantienen valores de $12 + \log(O/H)$ prácticamente constantes por debajo de $|EW(H\alpha)_{Re}| < 25$ Å. A pesar de la tendencia descrita anteriormente, la distribución no presenta un comportamiento monótono claro. La dispersión aumenta con la $EW(H\alpha)_{Re}$, de manera que la distribución presenta una forma de trompeta. Es por ello que los coeficientes de correlación, aunque negativos, presentan valores bajos ($|\rho_P|, |\rho_S| < 0.4$), de acuerdo con la tendencia observada. La substracción del mejor ajuste produce una mejora muy pequeña en la dispersión, que disminuye solo en un 13%. La forma de trompeta de la distribución solo es observa en los calibradores M13-O3N2 y M13-N2, los demás calibradores solo muestran un sutil decremento al aumentar la $EW(H\alpha)_{Re}$, con una alta dispersión. Nuevamente los calibradores KK04-R23 y PM09-O3N2 son los que presentan los coeficientes de correlación absolutos más bajos ($|\rho_P|, |\rho_S| < 0.2$).

Eficiencia de formación estelar (SFE). La distribución de la abundancia de oxígeno como función de la eficiencia de formación estelar se muestra en la tercera fila, segundo panel de la Fig. 3.5. Nuevamente, observamos una diferencia en los rangos dinámicos de los datos basado en observaciones de CO (SFE^{Inf} , rombos grises) y los datos estimados a partir de la extinción por polvo (SFE^{Ext} , círculos azules), cuya distribución concuerda en el rango $-9.6 \text{ dex} < \log(SFE[yr^{-1}]) < -8 \text{ dex}$. Para los datos basados en la

extinción por polvo, la abundancia decrece conforme la eficiencia aumenta, presentando mayor dispersión a valores altos de SFE^{Ext} . Por otra parte, el exiguo rango dinámico de la SFE^{Inf} podría explicar la falta de una tendencia evidente. De hecho, notamos que los coeficientes de correlación estimados a partir de la extinción son aproximadamente dos veces más altos que los coeficientes derivados con observaciones de CO. Dada la amplia dispersión de los datos, el resultado del ajuste polinómico solo puede interpretarse como una descripción de la distribución media. Por tanto, no podemos realizar una interpretación más allá de estas tendencias, ya que características como mesetas y/o caídas podrían ser un artificio estadístico de los datos. Usando el calibrador M13-O3N2, el efecto de abstraer el polinomio de la distribución de SFE^{Ext} , produce una reducción de la dispersión de 7%. Mientras que para el polinomio ajustado a los datos de SFE^{Inf} , la reducción de la dispersión es tres veces menor (2%) que con los datos basados en extinción. Para el resto de calibradores, las tendencias observadas en las distribuciones de SFE^{Ext} y SFE^{Inf} son muy parecidas a la distribución asociada al calibrador M13-O3N2. Además, para todos los calibradores, los datos SFE^{Ext} generan, en promedio, de 2 a 6 veces más de reducción de la dispersión en comparación con los datos inferidos a través de CO (usando el mismo rango dinámico entre datos basados en la extinción o medidos usando observaciones de CO).

Tasa de formación estelar específica (sSFR¹). La distribución de la abundancia de oxígeno en función de la tasa de formación estelar específica aparece en la tercera fila, tercer panel de la Fig. 3.5. Esta distribución presenta una forma triangular, cuya dispersión aumenta en el régimen de alta sSFR. Además, apreciamos un decrecimiento: mientras disminuye la sSFR, la abundancia aumenta hasta alcanzar un valor constante. Por construcción, este observable está compuesto por dos parámetros anteriormente explorados: M_* y SFR. Sin embargo, la distribución mostrada en los datos de eCALIFA se evidencia que aunque la abundancia parece depender en cierta medida de sSFR, las correlaciones no son tan significativas ($|\rho_P|, |\rho_S| < 0.4$) como lo son para cada uno de los parámetros individuales que la componen (es decir, la SFR y M_*). Además, la substracción del mejor ajuste polinomial con respecto a sSFR reduce la dispersión en la abundancia en un 8% de la dispersión original de $12 + \log(O/H)$ usando el calibrador M13-O3N2. Respecto a los demás calibradores del grupo 1, la reducción de la dispersión y los coeficientes de correlación se mantienen similares a los valores asociados al calibrador M13-O3N2 (en promedio $\Delta\sigma/\sigma \approx 6.4\%$ y $|\rho_P|, |\rho_S| \approx 0.3$). Mientras que para el grupo 2 de calibradores, los coeficientes de correlación y las reducciones de la dispersión son variados ($0.2 < |\rho_P|, |\rho_S| < 0.6$ y $3\% < \Delta\sigma/\sigma < 18\%$). En general todas las correlaciones son menos intensas para los parámetros que involucran la SFR con respecto a las exploradas anteriormente (p.ej., M_*/Re , M_* , F_{gas} , M_{H_2} , T80, Morf. y T90). Por otro lado, observamos que la distribución de sSFR es similar a la tendencia del ancho equivalente al radio efectivo, $EW(H\alpha)_{Re}$. Este comportamiento es de esperarse dada la estrecha relación entre ambos observables (como se mencionó en el Cap. 2; p.ej., [Mármol-Queraltó et al. 2016](#); [Khostovan et al. 2021](#)).

¹Por sus siglas en inglés *specific Star Formation Rate*

Tasa de formación estelar estimada a partir de un modelo de síntesis de poblaciones estelares (SFR_{SSP}). En el cuarto panel de la Fig. 3.5 podemos observar la distribución de la abundancia de oxígeno como función de la tasa de formación estelar, obtenida a través de la descomposición de poblaciones estelares, SFR_{SSP} . Al igual que en el caso de la SFR estimada a partir de la luminosidad de $\text{H}\alpha$, esta distribución muestra que las galaxias con una mayor formación estelar presentan mayor metalicidad del gas ionizado. Este parámetro exhibe una tendencia similar a la SFR, pero con coeficientes de correlación menores que sugieren que no hay correlación primaria entre SFR_{SSP} y la abundancia de oxígeno, muy probablemente debido a que la precisión en las medidas de SFR utilizando la descomposición estelar es menor que la medida por SFR obtenida de la emisión. Por otro lado, la substracción del ajuste polinomial con respecto a SFR_{SSP} produce una reducción de la dispersión de un 12 % usando el calibrador M13-O3N2. Para otros calibradores, se observa un suave comportamiento incremental de la abundancia conforme aumenta el valor de SFR_{SSP} , con una alta dispersión a bajas tasas de formación estelar. Además el coeficiente de correlación, tanto de Pearson como de Spearman, se encuentra en el límite de correlaciones débiles a nulas ($\rho_P, \rho_S \sim 0.3$). Respecto a la reducción de la dispersión obtenida, una vez abstraído el mejor ajuste polinómico, encontramos un efecto mínimo (de 1 % a 16 %) dependiendo el calibrador examinado.

Fracción de gas molecular (F_{H_2}). La distribución de la abundancia de oxígeno en función de la fracción de gas molecular es mostrada en el quinto panel de la tercera fila de la Fig. 3.5. Los datos provenientes de estimaciones basadas en la extinción por polvo ($\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$, puntos azules) muestran una alta dispersión en el régimen de baja fracción de gas. La abundancia de oxígeno no presentan una tendencia clara en función de los observables $\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$ (diamantes grises) y $\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$. Además, $\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ abarca un rango mayor ($-3 \text{ dex} \lesssim \log(\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}) \lesssim -1 \text{ dex}$) que la distribución de $\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$ ($-2 \text{ dex} < \log(\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}) < -1 \text{ dex}$). Para $\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$, la dispersión es mayor para galaxias con alta fracción de gas y baja abundancia de oxígeno ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8.4 \text{ dex}$). Esta alta dispersión, junto con los valores bajos de los coeficientes $\rho_P, \rho_S = 0.3$, indica una ausencia de correlación con $12 + \log(\text{O}/\text{H})$.

El efecto de abstraer el polinomio de la distribución de $\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ y $\text{F}_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$ usando el calibrador M13-O3N2, produce una reducción de la dispersión de 2.6 % y 1.4 % respectivamente. Para ambos observables el rango muestreado es tan pequeño que los polinomios ajustados (línea azul continua y línea negra a trazos) no describen bien la distribución e interpretarlos sería aventurado. Para los demás calibradores, observamos que la fracción de gas no presenta correlación con la abundancia de oxígeno y que no hay reducción significativa como en el caso del calibrador M13-O3N2.

Masa dinámica (M_{Din}). La distribución de la abundancia de oxígeno como función de la masa dinámica se presenta en el primer panel de la izquierda de la cuarta fila de la Fig. 3.5. Para esta observable contamos con muy pocas mediciones. Por tanto los resultados pueden verse afectados por la limitación estadística de la muestra (< 100 objetos). Para esta distribución observamos una sutil tendencia: galaxias con poca masa dinámica exhiben menor abundancia de oxígeno, el cual incrementa hasta $\log(\text{M}_{\text{Din}}/\text{M}_{\odot}) \sim 10$

dex, y posteriormente se mantiene constante conforme la masa dinámica sigue aumentando. La mayor dispersión la observamos a bajas masas dinámicas. También observamos que solo contamos con mediciones de M_{Din} para galaxias con metalicidades superiores a $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.3$ dex. Por otro lado, el coeficiente de Pearson indica que la correlación entre ambos parámetros se encuentra en el límite de correlación débil o nula ($\rho_P = 0.3$). Mientras que el coeficiente de Spearman indica que no hay correlación con la abundancia de oxígeno ($\rho_S = 0.2$). Referente a la caracterización usando un polinomio, observamos que en efecto, el polinomio traza un suave incremento de la abundancia de oxígeno conforme M_{Din} incrementa, mostrando que esta caracterización logra reducir un 10.9% la dispersión de la abundancia. Esta reducción no es significativa, en concordancia con las tendencias descritas y los coeficientes de correlación reportados. Para otros calibradores observamos una tendencia similar de la abundancia de oxígeno como función de M_{Din} , así como una reducción de la dispersión la cual oscila entre 2% a 19% dependiendo el calibrador estudiado.

Parámetro de ionización (U). Incluimos la distribución de la abundancia de oxígeno en función del parámetro de ionización en la cuarta fila, segundo panel de la Fig. 3.5. Esta distribución presenta forma triangular, con una ausencia de galaxias con abundancias de oxígeno menores a $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \approx 8.4$ dex y con valores del parámetro de ionización menores a $\log(\text{U}) \sim -3$ dex. La mayoría de las galaxias muestreadas en esta distribución se concentran por arriba de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \approx 8.4$ dex y alrededor de $\log(\text{U}) \sim -3$ dex. Los coeficientes de correlación indican que no hay correlación entre ambos parámetros. Además, dado que no observamos una correspondencia unívoca entre la abundancia y U, no podemos caracterizar esta distribución con una función polinómica (o cualquier otra forma funcional). Para la mayoría de calibradores encontramos un comportamiento similar, salvo para el calibrador PM09-O3N2, en el cual observamos que conforme el parámetro de ionización disminuye, la abundancia aumenta. Mostrando mayor dispersión a altos valores de U (Ver Fig. B.7), comportamiento que refuerza la hipótesis de que el calibrador PM09-O3N2 puede presentar una relación espuria con U. En particular para este calibrador, las estimaciones de los coeficientes de correlación indican que el observable U es el segundo parámetro que mejor correlaciona con $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ ($\rho_P \sim -0.3$ y $\rho_S \sim -0.4$), después de la fracción total de gas. Sin embargo, la reducción de la dispersión alcanzada al substrar el ajuste polinomial usando el calibrador PM09-O3N2 es de 17.9%. Para otros calibradores, incluir $\log(\text{U})$ como parámetro que describe la abundancia de oxígeno, como máximo supone una reducción de 9.2%. Además, de acuerdo con las estimaciones de los coeficientes ρ_P y ρ_S para PM09-O3N2, solo F_{gas} y U presentan una correlación débil, mientras que los demás parámetros no muestran una correlación con la abundancia de oxígeno. Esto sugiere que el calibrador PM09-O3N2 presenta problemas o al menos diferencias con respecto al resto de calibradores.

Masa de gas atómico (M_{HI}). La distribución de la abundancia de oxígeno en función de la cantidad de gas neutro en las galaxias se presenta en el panel situado en la cuarta fila, tercer panel. No se aprecia ninguna tendencia clara entre ambos parámetros. Además de presentar una alta dispersión, esta distribución también presenta coeficientes

de correlación que no sugieren la existencia de una relación entre ambos parámetros. Por tanto, la caracterización usando cualquier función, concretamente usando un polinomio, pierde validez para interpretar posibles tendencias. Este comportamiento es independiente del calibrador analizado, por ende, M_{HI} no parece ser un trazador primario de la abundancia de oxígeno.

Radio Efectivo (R_e). La distribución de la abundancia de oxígeno en función del radio efectivo de las galaxias se muestra en el cuarto panel de la cuarta fila de la Fig. 3.5. En este caso, la abundancia presenta una distribución triangular con respecto a R_e , con un tendencia a valores altos de oxígeno para valores altos de R_e y una gran dispersión para valores bajos. Asimismo, no identificamos ningún comportamiento monótono, ni altos coeficientes de correlación. Esto sugiere que el radio efectivo por sí solo no parece ser un buen candidato como trazador primario de la abundancia de oxígeno. El análisis individual sobre R_e sugiere que la masa estelar es el parámetro que domina la correlación en el observable M_*/R_e . De acuerdo con Boardman et al. (2021), la relación entre la abundancia de oxígeno y la relación entre la masa estelar y el tamaño de las galaxias no pueden explicarse simplemente como una dependencia de gradientes de metalicidad del gas ionizado, ni como resultado de la morfología de las galaxias; y que una interpretación de la tendencia observadas en el plano $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_*/R_e$ podría estudiarse en el mismo contexto que la relación fundamental de metalicidad, FMR. Por ello, para explorar el impacto de M_*/R_e sobre la abundancia de oxígeno, en el Cap. 5 analizaremos con detalle el efecto de combinar las distribuciones de R_e y M_* en la dispersión de la distribución de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$.

Distancia a la secuencia principal de galaxias con formación estelar (ΔSFMS). La SFMS evidencia la fuerte correlación entre la M_* y la SFR (Brinchmann et al. 2004; Cano-Díaz et al. 2016) para las galaxias que forman estrellas. Por tanto, su residuo indica que se ha eliminado la dependencia de la masa estelar con la SFR. Por ello, los residuos graficados en función la abundancia de oxígeno podrían indicar si realmente hay una correlación entre la cantidad de estrellas que se forman y el contenido químico del gas. En el quinto panel de la cuarta fila de la Fig. 3.5 mostramos la distribución de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ en función de los residuos de la secuencia principal de formación estelar. En este caso, no se observa ninguna tendencia debido a la alta dispersión, además los coeficientes de correlación calculados son muy bajos ($\rho_P, \rho_S < -0.2$). Este comportamiento es independiente del calibrador empleado. Por tanto, no encontramos evidencia de un efecto dominante primario de la SFR como trazador de la abundancia de oxígeno, al menos para nuestra muestra y datos.

Tiempo cosmológico al cual las galaxias alcanzan el 50% de su masa estelar actual (T50). En el primer panel de la quinta fila de la Fig. 3.5 incluimos la distribución de la abundancia de oxígeno en función de T50. Esta distribución presenta una alta dispersión en forma de abanico, donde la mayor concentración de puntos tiene lugar a altas abundancias y altas edades. Visualmente no hay una tendencia clara, y junto con los valores de los coeficientes de correlación, queda evidenciado que no hay

una correlación entre la abundancia de oxígeno y T50. Por tanto, la caracterización de esta distribución usando un polinomio de tercer grado o cualquier otra función carece de sentido físico. Para los demás calibradores, la distribución de la abundancia de oxígeno en función de T50 muestra el mismo comportamiento que para el calibrador M13-O3N2.

Corrimiento al rojo (z). La distribución de la abundancia de oxígeno en función del corrimiento al rojo la incluimos en el segundo panel de la quinta fila de la Fig. 3.5. En este panel se aprecia que la distribución presenta forma triangular, con una dispersión mayor para valores bajos de z , y con un rango más restringido de abundancia para valores altos de z . La mayor parte de las estimaciones de z se concentran a bajos corrimientos al rojo ($z < 0.03$) y se distribuyen en todo el rango de abundancia. La ausencia de una clara relación monótona y aun menos lineal, junto con los bajos coeficientes de correlación ($\overline{\rho_P}$, $\overline{\rho_S} < 0.3$), sugieren que el uso de cualquier forma funcional para caracterizar la distribución observada carecería de significado e interpretación válidas. Este comportamiento lo observamos en todos los calibradores analizados.

Distancia luminosa (D_L). Hemos incluido también la distribución de la abundancia de oxígeno en función de la distancia luminosa (tercer panel de la quinta fila). Nótese que D_L y el corrimiento al rojo son directamente proporcionales fijada una cosmología. En este caso también observamos una gran dispersión, con una distribución triangular, y una concentración alta de galaxias alrededor de $D_L \sim 10^{1.8}\text{Mpc}$. Los valores más altos de abundancia se encuentran a valores altos de D_L , y la mayor dispersión a valores bajos de D_L (en concordancia con la tendencia observada con el corrimiento al rojo). No observamos tendencias monótonas, acorde con los bajos valores de los coeficientes de correlación. Notamos que no es posible la caracterización a través de una forma polinomial o cualquier otra función unívoca. Las características observadas de esta distribución son independientes del calibrador analizado, por tanto, la distancia cosmológica no muestra una correlación primaria con la abundancia de oxígeno (al menos en nuestra muestra).

Momento angular específico medido al radio efectivo (λ_{Re}). En el cuarto panel de la quinta fila presentamos la distribución de la abundancia de oxígeno en función del momento angular. La distribución con respecto a este parámetro asociado al estado dinámico de las galaxias evidencia una alta dispersión en todo el rango muestreado. Más aún, la falta de una relación monótona evidente y los coeficientes de correlación prácticamente nulos, indican que no hay relación directa entre ambos parámetros, por lo que una caracterización de esta distribución no aportará información adicional. Es importante destacar que para ninguno de los calibradores analizados, el parámetro λ_{Re} parece ser un trazador significativo de la abundancia de oxígeno.

Índice de concentración (C). En el quinto panel de la quinta fila de la Fig. 3.5 incluimos la distribución de la abundancia de oxígeno en función del índice de concentración. En este caso observamos una alta dispersión en todo el rango dinámico, donde para valores altos de C la abundancia tiene valores intermedios y altos, y para valores bajos el rango de abundancias cubre todos los rangos posibles. Además, ambos coeficientes de

correlación son prácticamente nulos. Por tanto, no hay tendencia que pueda describirse con una función polinómica, ni con otra forma funcional. Esto sugiere que no hay una correlación entre la abundancia de oxígeno y el índice de concentración. Este resultado es independiente del calibrador estudiado.

Elipticidad (b/a) y ángulo de inclinación (i). Hemos incluido los parámetros de elipticidad e inclinación en los paneles de la última fila. Las distribuciones de la abundancia con respecto a ambos parámetros presentan una alta dispersión sin tendencia aparente. Los valores de correlación y la reducción de la dispersión muestran que hay poca dependencia con estos parámetros. En [Tremonti et al. \(2004\)](#), analizan la dependencia de la elipticidad en términos de los residuos de la relación masa-metalicidad del gas ionizado para galaxias del catálogo SDSS DR7, encontrando que galaxias completamente de canto son más pobres en gas enriquecido que aquellas que se encuentran de cara. Esta diferencia de resultados puede estar motivada por cuatro posibles razones. La primera explicación (y la más sencilla) es que nosotros eliminamos las galaxias con alta inclinación ($i < 70^\circ$) en la selección de la muestra, lo que reduce el rango dinámico. La segunda es que con los residuos se elimina la dependencia de la abundancia de oxígeno con la masa estelar, lo que originaría ver dicha correlación. La tercera razón pudiera ser que los datos empleados en ese estudio se encuentran sesgados por la apertura de las observaciones del SDSS. La última razón podría sugerir la dificultad para determinar la abundancia de oxígeno en galaxias que se encuentran completamente de canto. Dado que nuestra muestra por construcción no considera galaxias de canto, no se aprecia correlación alguna con observables como la elipticidad, ni el ángulo de inclinación independientes del calibrador estudiado (véanse [3.1, 3.2, 3.3](#) y [3.4](#)).

El análisis de la [Fig. 3.5](#) nos muestra que el gas frío molecular y la masa estelar son dos de los parámetros fuertemente correlacionados con la abundancia de oxígeno. Especialmente cuando ambas componen un tercer observable: $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ o $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$. También encontramos que parámetros asociados a la historia de formación estelar (como T90 o T80) o a la morfología pueden ser importantes, aunque en menor medida, para trazar el comportamiento de la abundancia de oxígeno. Mientras que parámetros asociados a la actual formación estelar, como la SFR, muestran una correlación débil con la abundancia de oxígeno, comparada comparada con los resultados publicados por [Mannucci et al. \(2010\)](#); [Lara-López et al. \(2010\)](#); [Cresci et al. \(2019\)](#). Por otro lado, independientemente del calibrador analizado, la mayoría de las distribuciones no presentan tendencias estrictamente lineales, por lo que el empleo del coeficiente de Pearson debe de considerarse como un parámetro auxiliar en algunos casos, pero no como base para un análisis riguroso. También observamos que los parámetros que exhiben correlaciones usando la estadística de Spearman (es decir, cuando $\rho_S > 0.6$) son aquellos en los que al introducir una relación explícita con la abundancia de oxígeno, la dispersión disminuye significativamente (hasta un $\sim 30\text{-}50\%$) independientemente del grupo de calibradores. Esto lo podemos apreciar en las [Figuras 3.6](#) y [3.7](#), las cuales muestran la reducción de la dispersión alcanzada en función del coeficiente de correlación de Spearman para cada uno de los parámetros analizados. De acuerdo con estas [Figuras](#), parámetros como M_*/R_e , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$, M_* y la morfología, dominan la reducción de la dispersión y al mismo tiempo generan la mayor

correlación al asociarse con la abundancia de oxígeno, independientemente del grupo de calibradores analizado.

Notamos, que las distribuciones asociadas a los parámetros incluidos en las primeras tres filas de la Fig. 3.5 (M_*/Re , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$, M_* , T90, $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$, $M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$, T80, morfología, T80/T50, T90/T50, SFR, $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$, SFE^{Ext} , sSFR, SFR_{SSP} , $F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ y M_{Din}) muestran un crecimiento positivo o negativo seguido de una saturación localizada a altos valores de metalicidad, cuyo valor máximo dependen del calibrador estudiado ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.6$ dex en el caso del calibrador M13-O3N2). Aunque el origen físico de esta meseta ha sido ampliamente explorada para M_* (p.ej., Tremonti et al. 2004; Mannucci et al. 2010; Hughes et al. 2013), aún sigue siendo tema de debate (véase Cap. 1, Sec. 1.3). Es posible que la misma explicación asociada a esta meseta esté relacionada con la saturación observada en los demás parámetros debido a una dependencia implícita con la masa estelar. Este argumento se ve reforzado al observar que parámetros que incluyen la masa estelar pueden ser posibles trazadores principales de la abundancia de oxígeno, al menos para nuestra muestra y conjunto de datos. Por tanto, su efecto real sobre la abundancia debe ser explorado después de eliminar la relación primaria con la masa estelar. Para esto es importante determinar la mejor relación entre la abundancia de oxígeno con estos parámetros. En el siguiente capítulo presentaremos el análisis que nos permitirá estimar la función que mejor describe la relación entre la abundancia de oxígeno y la masa estelar, antes de explorar cualquier posible dependencia secundaria.

Aunque los observables $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ y M_*/Re presentan correlaciones significativas con la abundancia de oxígeno, cada uno de estos depende directamente de parámetros como la masa estelar y de la masa de gas molecular o de la masa de gas neutro o del radio efectivo. Sin embargo, como vimos en el análisis presentado en este capítulo, cuando analizamos $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ en función de los observables Re, M_{H_2} y M_{HI} (por separado), no observamos ninguna dependencia significativa, como sí sucede con M_* . Es decir, que la fuerte dependencia que muestran $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ y M_*/Re con $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ parece ser consecuencia directa de M_* . Por esta razón, inferimos de este análisis que la masa estelar total es el parámetro (de los 31 explorados) que mejor correlaciona con la abundancia de oxígeno. Por tanto, para analizar dependencias secundarias de otros observables sobre $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ requerimos caracterizar la dependencia primaria con la masa estelar. Este análisis se explicará en detalle en el siguiente capítulo.

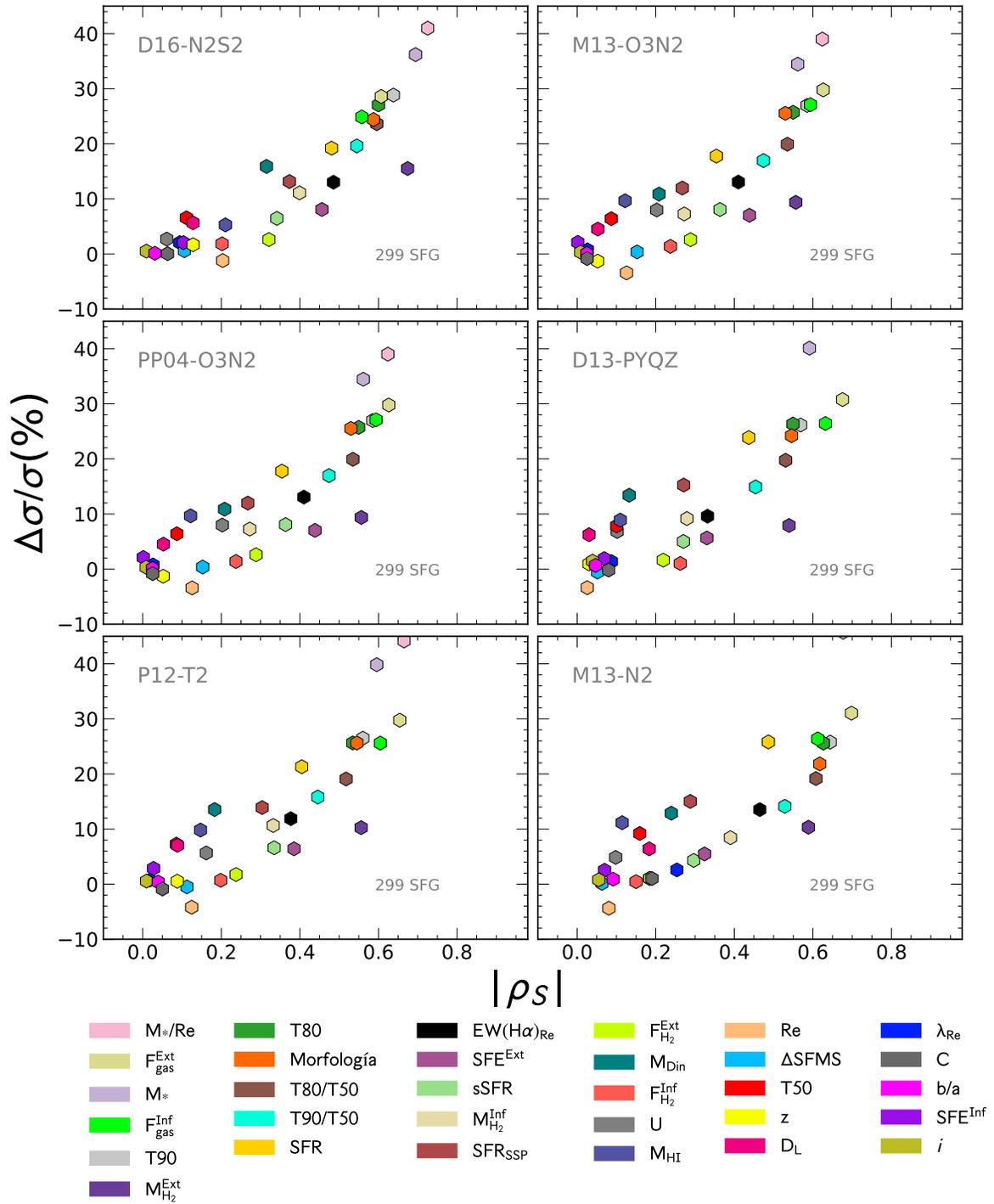


Figura 3.6: Distribución de la reducción de la dispersión alcanzada para el grupo 1 de calibradores en función del coeficiente de correlación absoluto de Spearman para los 31 observables analizados en esta tesis. Cada panel corresponde a un calibrador distinto. Los colores asociados a los parámetros respetan el orden mostrado en la Fig. 3.3.

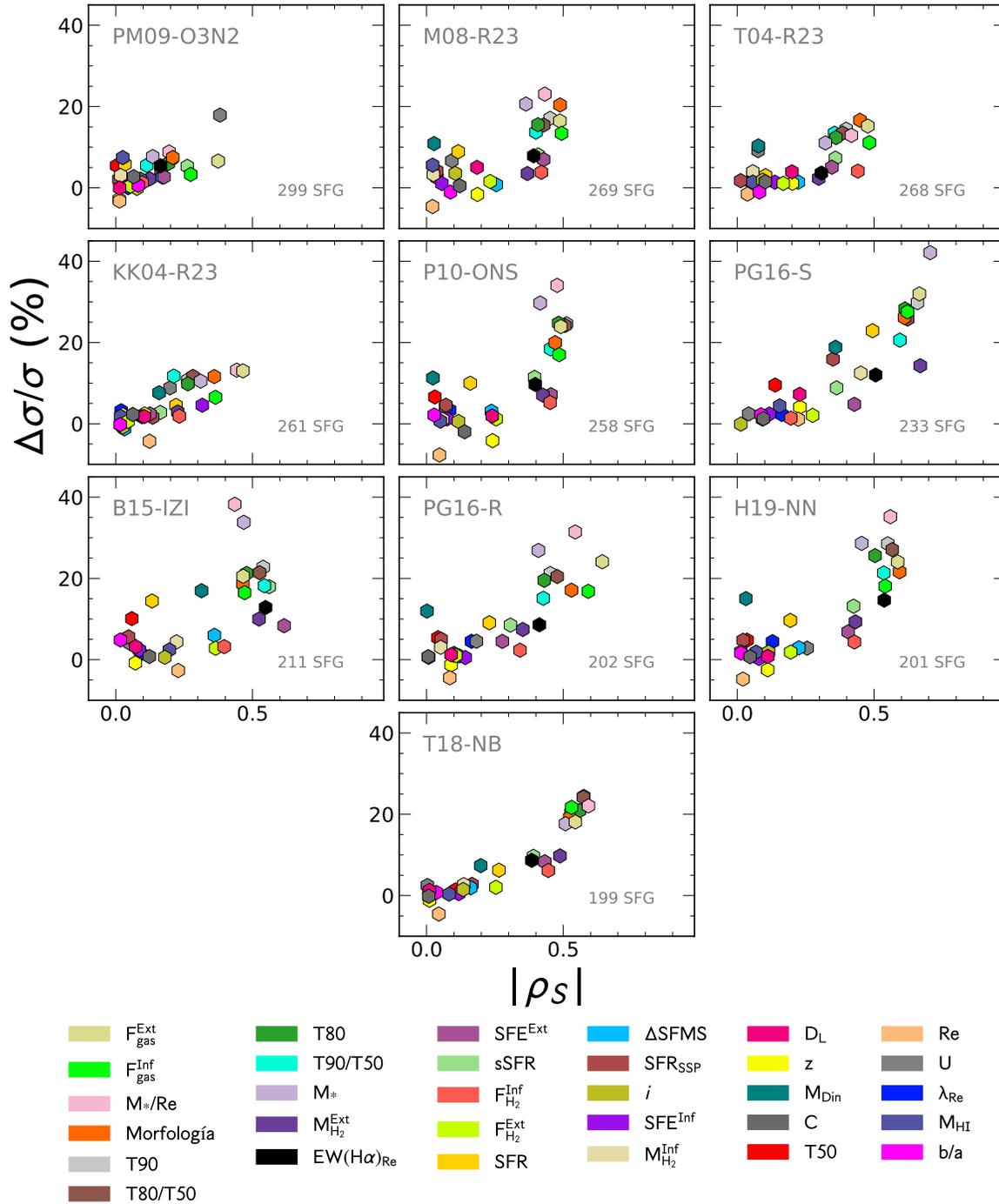


Figura 3.7: Distribución de la reducción de la dispersión alcanzada para el grupo 2 de calibradores en función del coeficiente de correlación absoluto de Spearman para los 31 observables analizados en esta tesis. Cada panel corresponde a un calibrador distinto. Los colores asociados a los parámetros respetan el orden mostrado en la Fig. 3.4.

Capítulo 4

MZR y residuos de la MZR

Los resultados mostrados en el capítulo anterior indican que observables compuestos por la masa estelar (p.ej. $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}} = (\text{MHI} + \text{MH2})/(\text{MHI} + \text{MH2} + M_*)$ y M_*/Re) correlacionan fuertemente con la abundancia de oxígeno. Sin embargo, al explorar los demás parámetros que los componen (p.ej. M_{H_2} , M_{HI} y Re) no observamos dependencias significativas con la abundancia de oxígeno. Este resultado sugiere que la masa estelar parece ser el parámetro que presenta mayor correlación con la abundancia de oxígeno. Por consiguiente, en este capítulo exploraremos la forma funcional que mejor describe la llamada MZR del gas ionizado. Una vez caracterizada la relación MZR, eliminaremos la dependencia principal de la abundancia de oxígeno con la masa estelar para analizar cualquier posible dependencia secundaria con los parámetros explorados en el Cap. 3. Posteriormente exploraremos cuáles observables pudieran presentar correlación con la distribución de la abundancia del gas ionizado en las galaxias del Universo cercano ($z < 0.1$). La siguiente exploración la realizamos usando los dos grupos de calibradores presentados en el Cap. 2. Sin embargo, las gráficas mostradas en este capítulo corresponden al calibrador de referencia M13-O3N2. A lo largo de este capítulo citaremos las diferencias encontradas con otros calibradores. Las gráficas correspondientes a los 15 calibradores restantes están incluidas en el Apéndice C. Parte del trabajo contenido en este capítulo se encuentra publicado en [Alvarez-Hurtado et al. \(2022\)](#).

4.1. Aspectos explorados para caracterizar la MZR

Como vimos en el Cap. 1, Sec. 1.3, la relación MZR ha sido ampliamente explorada asumiendo diversas formas funcionales, técnicas y procedimientos de ajuste. En el presente capítulo explicamos las ventajas y desventajas de cada criterio. También aplicaremos cada uno de ellos y los compararemos para determinar con cual se obtiene la mejor caracterización de la relación MZR. Para estimar la incertidumbre de los parámetros de ajuste, utilizamos una simulación Monte Carlo (MC) para remuestrear 1000 veces la distribución de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar considerando la incertidumbre asociada de cada parámetro (~ 0.07 dex para M_* y ~ 0.06 dex para $12 + \log(\text{O}/\text{H})$). Con este procedimiento buscamos mejorar la precisión de los parámetros

de ajuste de la MZR en todos los escenarios explorados. A continuación presentamos la justificación detrás de cada aspecto explorado para obtener el mejor ajuste de la relación MZR.

4.1.1. Agrupación de datos

Dentro de los escenarios explorados para ajustar la relación masa estelar-metalicidad del gas ionizado, es común encontrar que los ajustes se realizan utilizando valores representativos de la metalicidad sean realizados bajo agrupado de datos por intervalos (técnica denominada *binning* en inglés) como medias o medianas (p.ej., Tremonti et al. 2004; Kewley & Ellison 2008; Jimmy et al. 2015; Sánchez et al. 2019a). Este tipo de técnicas suele usarse para reducir el impacto de la dispersión de los datos. Sin embargo, la selección del valor representativo de cada grupo puede verse afectado por valores atípicos o incluso por la cantidad de mediciones contenidas en cada intervalo. Además, el uso de la media presupone distribuciones normales, ya que apunta al valor central, mientras que las medianas se sugieren para distribuciones sesgadas (Navidi 2009). Otra técnica consiste en realizar el ajuste usando la distribución de datos sin dividirla en intervalos (p.ej., Lee et al. 2006; Berg et al. 2012). Esta técnica también puede presentar sesgos por datos anómalos o incluso puede verse afectada por la dispersión de los datos muestreados. Por ello, para analizar el efecto de aplicar o no un agrupado de datos, analizamos tres tipos de representaciones: ajustes sin agrupar, ajustes con agrupado de tamaño fijo (intervalos del mismo tamaño en el parámetro independiente, en este caso la masa estelar), y lo nombraremos como agrupado FS y ajustes con agrupado de tamaño variable en el parámetro independiente (intervalos con el mismo número de galaxias y en consecuencia su tamaño varía de acuerdo a la submuestra contenida), y lo denotamos con las siglas VS.

Para construir el agrupado FS, en cada iteración segmentamos el rango completo de masa estelar en 9 partes iguales. En cada intervalo se determina el valor representativo de masa estelar y de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ asociado (medias o medianas). Posteriormente, para tener en cuenta la incertidumbre de estos valores, promediamos los valores representativos considerando las 1000 iteraciones del procedimiento MC, tanto en masa estelar como en abundancia de oxígeno. Siguiendo estos pasos, obtenemos un agrupado constituido por 9 intervalos de 0.25 dex en masa estelar con estimación de la desviación estándar para la abundancia de oxígeno. Para generar la división en intervalos de igual número de galaxias, procedimos de forma similar al agrupado anterior: en cada iteración generamos intervalos con 37 galaxias por cada intervalo para generar 8 intervalos por cada iteración. De esta forma el agrupado VS tendrá un número de intervalos similares al agrupado FS. Posteriormente determinamos la media o la mediana tanto en masa como en metalicidad para cada iteración del MC y después promediamos la posición del valor representativo por rango considerando todas las iteraciones. De esta forma obtuvimos un total de 8 intervalos. La disposición de intervalos de acuerdo a las dos formas de agrupar datos la incluimos en la Fig. 4.1. El panel superior muestra la distribución de cada intervalo correspondiente a un agrupado de tamaño fijo. El panel inferior la distribución de las masas estelares de acuerdo al agrupado variable. Las líneas rojas y azules representan el

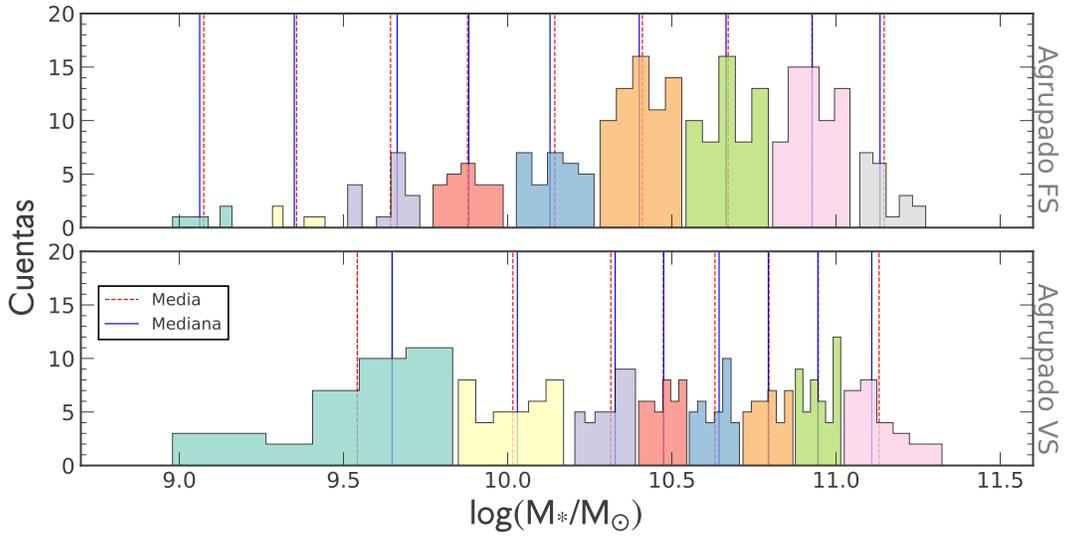


Figura 4.1: Distribución de la masa estelar de acuerdo a los esquemas de agrupado explorados. En el panel superior incluimos la distribución de los nueve intervalos de 0.25 dex del esquema FS. En el panel inferior mostramos el esquema de agrupado de tamaño variable, VS, constituido por 8 intervalos de 37 galaxias cada uno.

valor de la media y la mediana de las distribuciones de cada intervalo, respectivamente. La diferencia entre ambos esquemas de agrupado, FS y VS, la podemos observar en la distribución de masa estelar contenida en cada intervalo. En el panel superior podemos apreciar que el agrupado FS muestra histogramas poco poblados en los extremos de la distribución de la masa estelar de la muestra, especialmente a bajas masas donde hay pocas mediciones (p.ej., primeros tres intervalos de izquierda a derecha). Por otro lado, en el agrupado VS (panel inferior), los histogramas indican distribuciones más pronunciadas. Además notamos que el primer intervalo del agrupado VS (a la izquierda) abarca el rango correspondiente a tres primeros intervalos del esquema de agrupado FS. En el caso de los valores de las medias y las medianas, en el agrupado FS no hay diferencias significativas entre uno y otro, lo que sugiere distribuciones simétricas. Mientras que para el agrupado VS, observamos que solo en el caso del primer intervalo (a la izquierda), el valor de ambas medidas centrales difieren ~ 0.1 dex. Esta diferencia es asociada a una distribución asimétrica ocasionada por los escasos datos de baja masa estelar contenidos en el intervalo. Para homogeneizar el análisis por agrupación de datos, emplearemos la mediana como valor representativo en ambos tipos de agrupado de datos. Como indicamos anteriormente, la mediana se prescribe para distribuciones sesgadas y es idéntica al valor promedio en caso de distribuciones simétricas.

Con estos esquemas de agrupado de datos estamos analizando la abundancia de oxígeno como función de la masa estelar buscando encontrar la mejor forma para caracterizar la relación masa-metalicidad del gas ionizado. No obstante, durante la realización de este trabajo también exploramos el caso contrario, donde la abundancia de oxígeno es tra-

tada como la variable independiente con el fin de buscar técnicas y procedimientos que permitan una caracterización más fiel del comportamiento de la distribución. Para tal exploración, dividimos el rango total de la metalicidad en intervalos fijos y variables y le asignamos un valor representativo de la masa estelar siguiendo el procedimiento descrito en el párrafo anterior. En la Fig. 4.2 mostramos el agrupado FS resultante para ilustrar este procedimiento. De acuerdo con la figura, el agrupado en la variable dependiente muestra que la metalicidad parece continuar aumentando conforme la masa estelar aumenta, sin exhibir una saturación a altas masas como se ha reportado en la literatura (véase 1, Sec. 1.3). También muestra una caída de la metalicidad a masas estelares bajas. Como este comportamiento no refleja la tendencia observada de la distribución de puntos (i.e. la saturación de abundancia de oxígeno a altas masas estelares) y ampliamente reportada de la MZR la descartamos para análisis posteriores. Más adelante en la Subsec. 4.2.1 analizaremos las diferencias que observamos de usar cada agrupado en los ajustes de la relación masa-metalicidad, tomando la masa estelar como la variable independiente. Por el momento continuaremos explorando los criterios comúnmente usados para ajustes de la MZR.

Máximos de la distribución (gradiente matemático). Para determinar la tendencia de los datos de la relación MZR sin presuponer que los parámetros están delimitados usamos la estimación del gradiente matemático de la densidad de puntos. Como el gradiente apunta en la dirección de máxima variación de cualquier distribución, esta exploración nos permite en principio trazar, a través de los puntos que describen, el mayor gradiente en el mapa de densidad (esto es, las crestas o picos de esta distribución).

Para determinar la densidad de puntos exploramos dos técnicas: a través de una distribución de densidad de probabilidad Gaussiana y a través de un histograma 2-dimensional. En el primer caso, se genera una distribución Gaussiana en cada uno de los rangos propuestos, posteriormente cada una de estas curvas promedio son sumadas y ponderadas para obtener la estimación de densidad final. Los intervalos más cercanos entre sí reciben pesos más altos que aquellos más alejados. La segunda técnica emplea un histograma bidimensional del mapa M-Z para representar la frecuencia estadística de puntos de la muestra de acuerdo a un cierto número de intervalos. En donde el valor del histograma es mayor a medida que aumenta la cantidad de puntos agrupados localmente. Por congruencia, en ambos casos empleamos el mismo número de intervalos para determinar las densidades de puntos (i.e. se genera una matriz cuadrada que denotaremos como $\text{dens}_{60 \times 60}$). Para determinar los gradientes de ambas distribuciones (Gaussiana e histograma 2D), generamos una matriz del mismo tamaño (denotada como $\text{grad}_{i \times j}$ para $i, j = 0, \dots, 60$) y le asignamos el valor a la entrada (i, j) ponderando el valor de las entradas vecinas:

$$\text{grad}_{(i,j)} = (8 * \text{dens}_{(i,j)} - \text{dens}_{\text{vecinos}})/8 \quad (4.1)$$

donde $\text{dens}_{(i,j)}$ corresponde a la entrada (i, j) de la matriz asociada a cada densidad de puntos y $\text{dens}_{\text{vecinos}}$ es la suma del valor de densidad de los vecinos inmediatos:

$$\text{dens}_{\text{vecinos}} = \text{dens}_{(i,j-1)} + \text{dens}_{(i,j+1)} + \text{dens}_{(i-1,j)} + \text{dens}_{(i+1,j)} + \dots$$

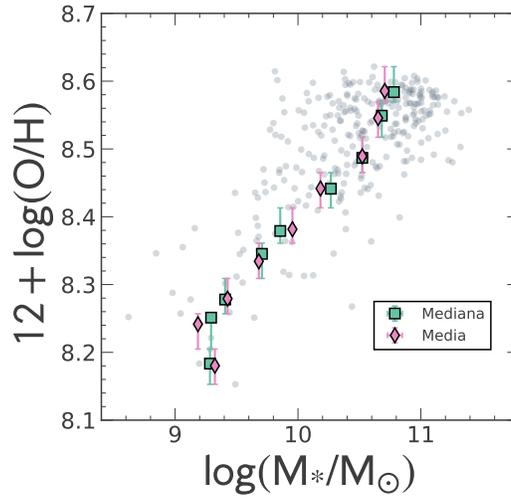


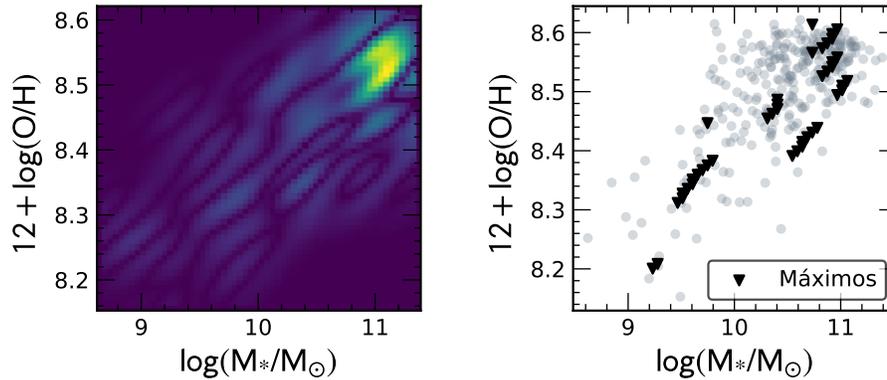
Figura 4.2: Agrupado de datos en la variable dependiente para la distribución masa-metalicidad usando el calibrador M13-O3N2. Los círculos grises representan las galaxias SF de eCALIFA, los cuadros verdes y los diamantes rosas representan las medianas y las medias de cada grupo, respectivamente, usando la agrupación FS.

$$\dots + \text{dens}_{(i-1,j-1)} + \text{dens}_{(i+1,j-1)} + \text{dens}_{(i-1,j+1)} + \text{dens}_{(i+1,j+1)} \quad (4.2)$$

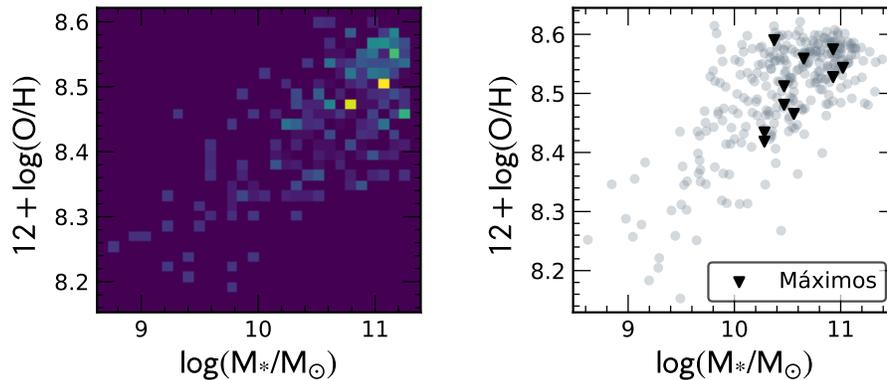
Después de construir la matriz gradiente de cada distribución, extrajimos los primeros valores máximos de cada matriz de gradientes para localizarlos en las distribuciones originales (de densidad de probabilidad Gaussiana e histograma 2D). En la Fig. 4.3 incluimos ambos gradientes matemáticos así como los primeros máximos extraídos en ambos casos. En el panel izquierdo de las subfiguras a) y b) mostramos el gradiente de la distribución Gaussiana y del histograma 2D, respectivamente. En el panel derecho de ambas subfiguras mostramos la posición de los máximos extraídos del gradiente matemático en el respectivo plano $O/H - M_*$ (triángulos negros). En la Fig. 4.3 podemos observar que la extracción de máximos de los gradientes no presenta una tendencia monótona y/o unívoca en ninguna de las dos exploraciones (distribución gaussiana o histograma 2D), por este motivo descartamos esta exploración para caracterizar la MZR.

4.1.2. Tipos de ajustes

Otro aspecto a considerar para determinar la mejor relación masa-metalicidad es el tipo de ajuste empleado. Usualmente, se emplea ajustes por mínimos cuadrados, también conocidos como ajustes OLS (por sus siglas en inglés *Ordinary Least Squares*, cuyo nombre se traduce como mínimos cuadrados ordinarios) (p.ej. Tremonti et al. 2004; Lee et al. 2006; Kewley & Ellison 2008; Berg et al. 2012; Jimmy et al. 2015). Esta técnica de ajuste busca minimizar la suma de las diferencias cuadráticas ordenadas (conocidos también como residuos) entre los datos y los correspondientes puntos generados por la función propuesta evaluada en los puntos correspondientes. De esta forma el ajuste OLS permite predecir una variable respecto de otra. Sin embargo, presenta una desventaja



(a) Gradiente de la distribución Gaussiana



(b) Gradiente del Histograma 2D

Figura 4.3: Exploración de la forma funcional de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar a través del gradiente matemático aplicado sobre: (a) la distribución de densidad Gaussiana (panel izquierdo); o (b) el histograma de densidad de los datos de eCALIFA (panel izquierdo). En ambos paneles izquierdos, la distribución de densidad es presentada como una multitud de pequeños cuadrados los cuales corresponden a la agrupación en intervalos 2D de cada distribución. La concentración de puntos de cada cuadrado está representado por un color diferente (colores más cálidos indican mayor densidad de puntos). La localización de los máximos extraídos del gradiente de cada distribución se muestran en las distribuciones O/H – M de los paneles derechos.

especialmente cuando se utiliza para ajustar curvas (Boggs et al. 1988), ya que los puntos atípicos pueden desproporcionar los residuos debido a su lejanía con el resto de los datos muestreados. Otra desventaja es que el ajuste asume que solo una de las variables tiene un error asociado (Boggs et al. 1988; Kane & Mroch 2020). De acuerdo con Kane & Mroch (2020), si se aplica la técnica OLS considerando que ambas variables presentan errores,

la regresión producirá relaciones funcionales sesgadas. Para examinar el efecto del error en ambas mediciones, en este trabajo hemos incluido ajustes ODR (*Orthogonal Distance Regression*, por su nombre en inglés, que significa regresión de distancia ortogonal). Estos ajustes ortogonales son apropiados cuando se busca estimar la relación funcional entre ambas variables (Kane & Mroch 2020), y se centran en minimizar la suma de las diferencias ortogonales al cuadrado (es decir, distancias perpendiculares) entre los valores medidos y los predichos por la función ajustada. Por tanto, ambas técnicas responden diferentes preguntas científicas y se usarán en esta tesis para abordar la influencia de los errores de los datos, tanto de las mediciones de la abundancia de oxígeno como de la masa estelar. Para la realización de los ajustes ODR y OLS, utilizamos los algoritmos desarrollados para el lenguaje de programación Python incluidos en el paquete SciPy Virtanen et al. (2020), llamados *odr.RealData* y *optimize.leastsq*. Aplicamos ambos tipos de ajustes dentro de cada iteración Monte Carlo, descrita anteriormente, para estimar con mayor precisión los parámetros de ajuste y sus respectivas desviaciones estándar.

4.1.3. Formas funcionales

En esta subsección estudiamos cuatro expresiones, comúnmente usadas en la literatura, que relacionan la masa estelar con la abundancia de oxígeno:

(i) *Forma lineal*. Esta forma funcional se ha empleado para estudiar el incremento observado de la abundancia de oxígeno en función de la luminosidad de la galaxia, o en función de la masa estelar estimada a través de la relación masa-luminosidad en diferentes bandas fotométricas (p.ej., Lequeux et al. 1979; Lee et al. 2006; Berg et al. 2012). Bajo este formalismo se logró identificar que las galaxias más masivas poseen mayor abundancia de oxígeno que las menos masivas, dentro del rango $6 \text{ dex} < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 10 \text{ dex}$, mostrando un decrecimiento continuo conforme la masa estelar disminuye. Estas estimaciones se realizaron por primera vez basándose en una compilación de muestras pequeñas tomadas de la literatura cuyas metalicidades fueron determinadas por diferentes métodos. De hecho, en trabajos más recientes se ha reportado una saturación de la abundancia de oxígeno en galaxias masivas (p.ej., Tremonti et al. 2004; Kewley & Ellison 2008; Sánchez et al. 2013; Barrera-Ballesteros et al. 2017). Sin embargo, incluimos la exploración de la forma lineal para tratar de caracterizar la MZR considerando que la saturación observada en dichos trabajos pudiera estar asociada a un posible efecto del calibrador empleado. La forma explícita adoptada en este trabajo es:

$$y = a + bx, \quad (4.3)$$

donde $y = 12 + \log(\text{O}/\text{H})$ y $x = \log(M_*/M_\odot)$. Los parámetros de ajuste a y b representan la intersección y la pendiente de la relación, respectivamente.

(ii) *Forma exponencial*. Esta parametrización describe naturalmente el aplanamiento de la abundancia de oxígeno para galaxias masivas reportado en trabajos como Tremonti et al. (2004); Kewley & Ellison (2008); Sánchez et al. (2013); Barrera-Ballesteros et al.

(2017). Esta forma funcional es una modificación de las usuales leyes de potencias usadas en la literatura para caracterizar la MZR (p.ej., Moustakas et al. 2011; Andrews & Martini 2013; Zahid et al. 2014; Thomas et al. 2019; Curti et al. 2020) sustituyendo las expresiones logarítmicas por una combinación de funciones lineal-exponencial, la cual se caracteriza por una mayor velocidad de convergencia (véase Sánchez et al. 2013). Siguiendo la parametrización reportada en Sánchez et al. (2013), para este trabajo adoptamos la siguiente forma funcional, tomando los parámetros x y y como fueron descritos para la Ec. 4.3:

$$y = a + b(x_8 - c)e^{-(x_8 - c)}, \quad (4.4)$$

donde $x_8 = x - 8$ ¹. Fijamos $c = 3.5$ para nuestra muestra, basados en la caracterización de la MZR con datos de CALIFA reportada en Sánchez et al. (2017). En este caso, los parámetros a , b y c representan el valor asintótico de la abundancia de oxígeno en el régimen de altas masas, la curvatura y la masa estelar en la que la metalicidad alcanza su valor asintótico, respectivamente (ver más detalles en Sánchez et al. 2016a). Con esta forma funcional notamos que la caída de metalicidad para bajas masas sucede de forma acelerada comparada con la disminución descrita con la forma lineal (p.ej., Sánchez et al. 2013, 2019a, ; véase Fig. 4.5 presentada en la Sec. 4.2).

(iii) *Forma polinomial de tercer grado.* Esta forma funcional se ha adoptado anteriormente en la literatura (por ejemplo, Hughes et al. 2013; Jimmy et al. 2015; Hirschauer et al. 2018; Blanc et al. 2019; Sánchez et al. 2019a) y dependiendo del mejor ajuste, se caracteriza por presentar dos aplanamientos en la relación masa-metalicidad, uno en el régimen de galaxias masivas y el otro para el régimen de galaxias con baja masa estelar (p.ej., Blanc et al. 2019; Sánchez et al. 2019a). No obstante, la existencia de este último aplanamiento aún está en debate debido a las implicaciones sobre los modelos de evolución química de las galaxias (véase Thomas et al. 2019). También es posible encontrar ajustes con polinomios de orden menor (p.ej. Tremonti et al. 2004) o mayor (p.ej. Kewley & Ellison 2008). Para este trabajo, exploraremos únicamente polinomios de tercer grado para estimar la mejor forma de la MZR. Un polinomio de grado 3 es suficiente para realizar la aproximación de a lo más dos curvaturas que pudieran estar presentes en la distribución de datos analizados. De esta forma, comparado con la función exponencial, un polinomio de tercer grado presenta un decrecimiento menos acelerado de la metalicidad, que se adapta mejor a la distribución de los datos en ambos extremos del rango de masa estelar. La forma explícita que emplearemos para caracterizar la MZR es la siguiente (véase paneles de la columna derecha de la Fig. 4.5 en la Sec. 4.2):

$$y = a + bx + cx^2 + dx^3, \quad (4.5)$$

donde x y y corresponden a los mismos parámetros descritos para la forma lineal.

¹Se desplaza la función para que inicie a partir de $\log M_*/M_\odot = 8$.

(iv) *Función arcotangente*. Esta caracterización usada en [Sánchez-Menguiano et al. \(2018\)](#) para describir la distribución radial de la abundancia de oxígeno en galaxias espirales, fue empleada para este trabajo con el fin de trazar posibles puntos de quiebre de la MZR. Esta expresión está constituida por tres rectas unidas a través de funciones arcotangentes para asegurar la continuidad en los puntos de salto. La formulación implementada es:

$$y = (a_1 \cdot x + b_1) \cdot (1 - W_1) + (a_2 \cdot x + b_2) \cdot W_1 \cdot (1 - W_2) + (a_3 \cdot x + b_3) \cdot W_2, \quad (4.6)$$

Esta función se adapta a caídas o aplanamientos de la distribución de los datos gracias a los términos W_i , los cuales introducen un cambio de dominio entre las tres líneas ajustadas:

$$W_i = \frac{\pi/2 + \text{atan}\left(\frac{x-h_i}{\beta}\right)}{\pi}. \quad (4.7)$$

Para $i = 1, 2$, bajo las condiciones de continuidad: $a_1 \cdot h_1 + b_1 = a_2 \cdot h_1 + b_2$ y $a_2 \cdot h_2 + b_2 = a_3 \cdot h_2 + b_3$.

Como puede observarse en la Fig. 4.4, la función arcotangente produce en la práctica una relación lineal. Por tal motivo, la exploración de la función arcotangente fue descartada para caracterizar la MZR y para análisis posteriores. En la siguiente sección presentamos la exploración final que dio lugar a representaciones adecuadas de los datos para la distribución de masa estelar y metalicidad del gas ionizado usando el calibrador de referencia M13-O3N2. En el Apéndice C incluimos las gráficas de la caracterización de la MZR obtenidas para los demás calibradores. Sin embargo, seguiremos reportando las posibles diferencias de las caracterizaciones observadas para los demás calibradores a lo largo de este capítulo.

4.1.4. Tamaño de la muestra

Para encontrar la mejor caracterización de la MZR, también consideramos usar la muestra completa o una submuestra. Esta exploración es particularmente relevante para explorar el efecto de los valores atípicos sobre la caracterización de la MZR. De esta forma, aplicamos las técnicas de ajuste y formas funcionales descritas anteriormente sobre toda la muestra (299 SFG) y seleccionando aquellos puntos incluidos dentro del contorno que engloba el 90 % de los puntos, excluyendo el resto como valores atípicos. El porcentaje de datos excluidos fue elegido de tal manera que se minimicen las diferencias en el número de galaxias para los diferentes calibradores.

Con este análisis, esperamos identificar si el tamaño de la muestra tiene efectos significativos en la forma funcional explorada para caracterizar la MZR.

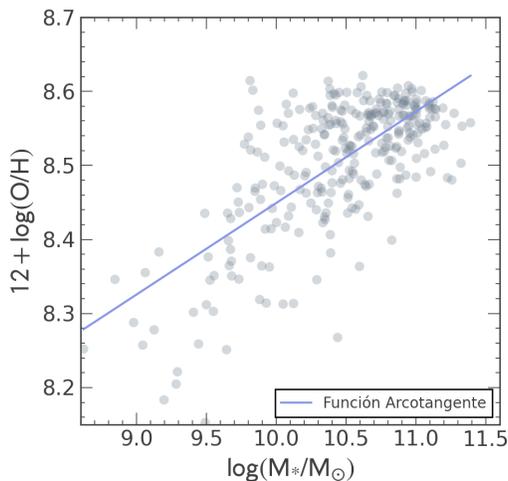


Figura 4.4: Exploración de la relación Masa-metalicidad empleando la función arcotangente descrita en Eq. 4.6 (línea azul). En este caso, la forma funcional no distingue puntos de quiebre.

4.2. Caracterización de la Relación Masa-Metalicidad

En esta sección presentamos las diferentes parametrizaciones de la MZR resultantes de la Sec. 4.1. En total, exploramos 36 combinaciones considerando algún tipo de agrupación de datos (ajustes sin agrupado, ajustes con agrupado FS y VS, cada uno sobre la masa estelar), técnicas de ajuste (OLS y ODR), formas funcionales (lineales, exponenciales y polinomiales) y tamaño de la muestra (completa y excluyendo atípicos). Cada combinación fue explorada dentro de la simulación MC descrita en la Sec. 4.1 para determinar la incertidumbre de los parámetros de ajuste asociados. En [Alvarez-Hurtado et al. \(2022\)](#) incluimos solo 24 de las 36 combinaciones de ajustes analizadas. Los 24 ajustes corresponden a la exploración de las tres formas funcionales, bajo agrupado FS y sin él.

4.2.1. Consideraciones para caracterizar la MZR

Para cuantificar el mejor ajuste usando las diferentes formas funcionales, técnicas de ajuste y agrupado de datos explorados, calculamos para cada uno de ellos la bondad medida por varios parámetros: (i) el Criterio de Schwarz, también conocido como Criterio de Información Bayesiano (BIC por sus siglas en inglés, [Kass & Raftery 1995](#)).

$$\text{BIC} = k \cdot \log(n) - 2 \cdot \log(L_\theta) \quad (4.8)$$

donde k es el número de datos que conforman la muestra y n el número de parámetros asociados al modelo, respectivamente. Mientras que L_θ es la función de verosimilitud conocida como verosimilitud, que indica si podemos confiar en los parámetros del modelo estudiado basado en la muestra observada. Con este criterio buscamos encontrar qué modelo devuelve la mayor calidad para caracterizar los datos observados (i.e. la forma

funcional preferida es aquella que resulta en un BIC más negativo (Baguley 2012). Para el cálculo del BIC de los ajustes analizados, usamos la función *fitdistrplus*, incluida en el paquete MASS² desarrollado para el lenguaje de programación R³. (ii) Como segundo criterio de bondad usamos el parámetro chi-cuadrado reducida ($\tilde{\chi}^2$). Este parámetro se define como la suma ponderada de los residuos al cuadrado para determinar cual de los ajustes explorados minimiza las diferencias.

$$\chi^2 = \sum_i^k \frac{(O_i - P_i)^2}{\sigma_i^2}, i = 1, \dots, k, \quad (4.9)$$

donde O_i son los datos observados, P_i los datos predichos por el ajuste analizado, k el número de datos de la muestra y σ_i la varianza de los datos. Para hacer una comparación que sea igualmente válida al usar diferentes formas funcionales, esta prueba considera el número de grados de libertad del ajuste $\nu = k - l$, donde l es el número de parámetros a ajustar:

$$\tilde{\chi}^2 = \frac{\chi^2}{\nu} \quad (4.10)$$

De esta forma, el mejor ajuste es aquel cuyo valor de $\tilde{\chi}^2$ es el más pequeño.

Otros cálculos estadísticos auxiliares, para determinar si un ajuste en principio es mejor que otro, es emplear la desviación estándar de los residuos⁴ (p.ej., Sánchez et al. 2019a; Cresci et al. 2019), cuanto menor sea la desviación estándar residual ($\sigma_{\Delta\text{MZR}}$), mejor será el ajuste examinado. De esta forma buscamos el ajuste que presente la mínima o nula dependencia de sus residuos con la masa estelar. Por tanto, estas tres variables: BIC, chi-cuadrada reducida y la desviación estándar de los residuos, nos permitirán determinar qué ajuste, de las 36 combinaciones exploradas, es el mejor para caracterizar la MZR de la muestra analizada. Además, usando los residuos evaluamos las dependencias de estos con la masa estelar, mediante la comparación del cociente de correlación de Spearman entre ambos parámetros ($\rho_{\Delta\text{MZR}}$). Igualmente analizaremos los residuos buscando la menor dependencia con la masa estelar para cada ajuste analizado. Para esto último supondremos, por simplificación, que cualquier relación posible entre los residuos y la masa estelar puede modelarse por una relación lineal simple, la cual sería suficiente para caracterizar las tendencias observadas. Para determinar la regresión lineal, ajustaremos la tendencia de las medianas considerando el 85 % de la densidad de puntos de los residuos (el 85 % de las 299 galaxias de la muestra) con la finalidad de remover la mayor parte de los datos más dispersos de la muestra. De esta forma evitamos incluir los datos más externos de la distribución de los residuos que pudieran afectar la interpretación de la tendencia de la mayoría de los intervalos muestreados (p.ej., Cresci et al. 2019). Además, una relación lineal tiene la ventaja de que la pendiente ($m_{\Delta\text{MZR}}$) la podemos

²Siglas del inglés *Modern Applied Statistics with S* (Venables & Ripley 2010)

³<https://cran.r-project.org/web/packages/fitdistrplus/fitdistrplus.pdf>

⁴Los residuos se determinan calculando la diferencia entre los datos reales y los valores resultantes por el ajuste en cuestión.

emplear para estimar la intensidad la relación entre los residuos y M_* . De esta forma, después de determinar la regresión lineal en cada caso, podremos determinar la reducción de la dispersión una vez aplicada la relación lineal ($\Delta\sigma/\sigma_{\text{MZR}}$).

4.2.2. Ajustes de la MZR

Las combinaciones finales de ajustes explorados para el calibrador de referencia M13-O3N2 se muestran en la Fig. 4.5. En la Tabla 4.1 incluimos los parámetros de ajuste, las variables estadísticas de bondad y los coeficientes de correlación derivados para cada ajuste. Los ajustes de las relaciones MZR para el resto de calibradores y las tablas con los parámetros asociados se muestran en el Apéndice C.

De acuerdo con la Fig. 4.5 encontramos que la abundancia de oxígeno aumenta con la masa estelar, como se ha reportado anteriormente (p.ej., Ellison et al. 2008; Tremonti et al. 2004). Esta tendencia concuerda con la interpretación del coeficiente de correlación de Spearman usando ambos parámetros ($\rho_{\Delta_S} = 0.56$, calculado en el Cap. 3, Sec. 3.1, el cual sugiere una correlación entre ambos parámetros). Notamos, además, que cuando se agrupan los datos en intervalos, se aprecian dos tendencias dependiendo el tipo de agrupado. Para el agrupado FS, apreciamos una posible meseta a bajas masas estelares (también reportado en Hughes et al. 2013; Blanc et al. 2019; Sánchez et al. 2019a). Posteriormente hay un incremento de metalicidades conforme la masa estelar también aumenta en el rango $9.5 \text{ dex} < \log(M_*/M_\odot) < 10.6 \text{ dex}$, para luego alcanzar una saturación de abundancias en el régimen de galaxias masivas ($\log(M_*/M_\odot) > 10.6 \text{ dex}$). Para el agrupado VS solo observamos un crecimiento continuo de metalicidades conforme la masa estelar de las galaxias aumenta hasta alcanzar la saturación a altas masas estelares. No obstante, en ambos tipos de agrupado (tomando el 100 % y el 90 % de la muestra) es evidente el aplanamiento de abundancias para las galaxias masivas.

En términos de las formas funcionales, cuando los datos no están agrupados en intervalos, la forma lineal parece describir la tendencia creciente de la abundancia de oxígeno suficientemente bien. Sin embargo, cuando los datos se agrupan en intervalos (FS o VS, representados por cuadrados blancos y círculos grises con barras de error, respectivamente), el modelo lineal ajustado es incapaz de reproducir la(s) meseta(s) observada(s) en la distribución de los rangos promediados. Por otro lado, independientemente del tipo de agrupación de datos empleado para el ajuste, la forma exponencial caracteriza a la MZR con una única meseta para galaxias masivas. En contraste, la forma polinomial, puede o no describir dos mesetas simultáneamente (a altas y bajas masas estelares) dependiendo el tipo de agrupación de datos o incluso de la técnica de ajuste implementada (OLS u ODR). Con respecto a la técnica de ajuste, observamos una diferencia cuando se aplican las técnicas ODR y OLS sobre la muestra sin promediar independientemente de la forma funcional, ya que los ajustes OLS (líneas continuas moradas) predicen metalicidades más altas a bajas masas y una reducción significativa de la dispersión en comparación con los ajustes ODR (líneas continuas verdes), de acuerdo con los resultados incluidos en la Tab. 4.1. En particular para el modelo polinómico notamos que un ajuste basado en la técnica ODR (directamente sobre las 299 galaxias) muestra una caída de abundancia de oxígeno a altas masas. Dado que la distribución de los datos no presenta esta característica, este

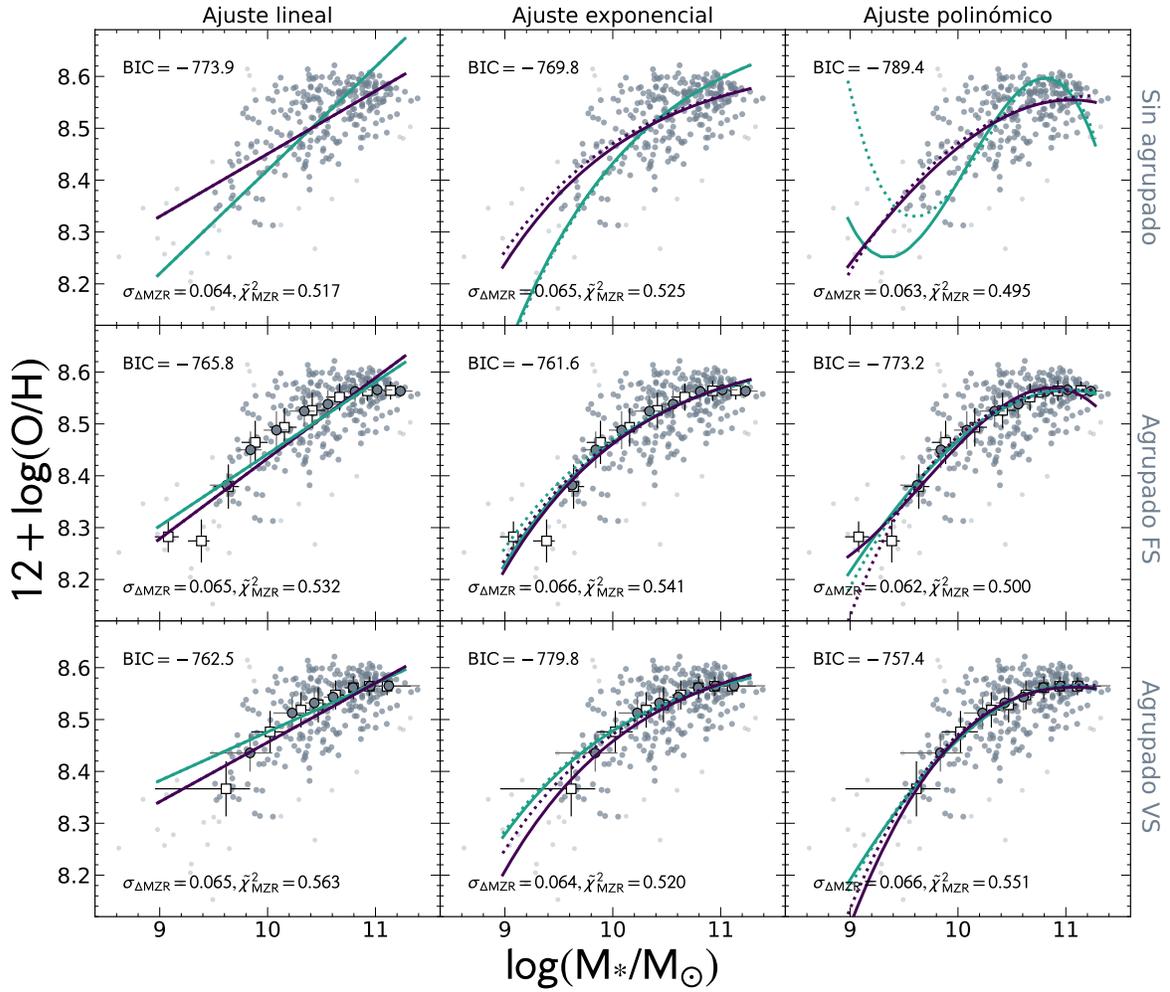


Figura 4.5: Ajustes de la relación masa estelar contra abundancia de oxígeno para el calibrador M13-O3N2. En cada columna se presentan las diferentes formas funcionales exploradas sobre nuestra muestra de 299 SFG (representados como círculos grises tenues en todos los paneles. Los círculos más sólidos corresponden al 90 % de la muestra). Los paneles superiores corresponden a los ajustes derivados sin implementar ninguna agrupación de datos. Los paneles medios corresponden a los ajustes obtenidos usando agrupación de los datos FS. Mientras que los paneles inferiores presentan los ajustes derivados de considerar un agrupado VS. Las tres formas funcionales exploradas se distribuyen por columnas: la relación lineal se incluye en los paneles izquierdos, la relación exponencial en paneles medios y la relación polinomial en paneles de la columna derecha. En todos los paneles, las líneas sólidas (punteadas) moradas y verdes muestran los resultados obtenidos cuando se utiliza la técnica de ajuste OLS y ODR para el 100 % (90 %) de la muestra, respectivamente. En los paneles inferiores, los círculos grises y los cuadrados blancos con barras de error representan la metalicidad promedio para diferentes rangos de masa estelar usando el 90 % y el 100 % de la muestra, respectivamente. Las barras de error en cada uno de los símbolos representa, en el eje x , el tamaño de los rangos promediados de masa estelar, mientras que en el eje y , la desviación estándar de la metalicidad en el intervalo asociado. En cada panel incluimos los criterios de bondad del mejor ajuste en cada caso: BIC, $\tilde{\chi}_{MZR}^2$ y $\sigma_{\Delta MZR}$.

Tabla 4.1: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador M13-O3N2

Ajuste	Técnica	Agrupado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	$\tilde{\chi}_{MZR}^2$	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Linea	OLS	No	100	7.24233 ± 0.00071	$0.12083 \pm 7e-05$	-	-	-0.13	-773.9	0.517	0.064	28.9
	ODR	No	100	6.42487 ± 0.00091	$0.19943 \pm 9e-05$	-	-	-0.6	-664.7	0.752	0.077	14.4
	OLS	FS	100	6.88243 ± 0.00238	0.15511 ± 0.00023	-	-	-0.37	-748.0	0.565	0.067	25.6
	ODR	FS	100	7.05505 ± 0.00338	0.13869 ± 0.00032	-	-	-0.26	-765.8	0.532	0.065	27.8
	OLS	VS	100	7.31096 ± 0.00176	0.1145 ± 0.00017	-	-	-0.09	-773.8	0.519	0.064	28.9
	ODR	VS	100	7.53624 ± 0.00159	0.09399 ± 0.00015	-	-	0.06	-762.5	0.563	0.065	27.8
	OLS	No	90	7.24233 ± 0.00071	$0.12083 \pm 7e-05$	-	-	-0.13	-773.9	0.517	0.064	28.9
	ODR	No	90	6.42487 ± 0.00091	$0.19943 \pm 9e-05$	-	-	-0.6	-664.7	0.752	0.077	14.4
	OLS	FS	90	6.88243 ± 0.00238	0.15511 ± 0.00023	-	-	-0.37	-748.0	0.565	0.067	25.6
	ODR	FS	90	7.05505 ± 0.00338	0.13869 ± 0.00032	-	-	-0.26	-765.8	0.532	0.065	27.8
	OLS	VS	90	7.31096 ± 0.00176	0.1145 ± 0.00017	-	-	-0.09	-773.8	0.519	0.064	28.9
	ODR	VS	90	7.53624 ± 0.00159	0.09399 ± 0.00015	-	-	0.06	-762.5	0.563	0.065	27.8
Exponencial	OLS	No	100	$8.63366 \pm 8e-05$	-17.56889 ± 0.01189	-	-	-0.1	-769.8	0.525	0.065	27.8
	ODR	No	100	$8.71661 \pm 9e-05$	-29.07732 ± 0.01444	-	-	-0.54	-581.1	0.994	0.089	1.1
	OLS	FS	100	8.64773 ± 0.00025	-19.07653 ± 0.03319	-	-	-0.16	-755.4	0.551	0.066	26.7
	ODR	FS	100	8.64503 ± 0.00018	-18.49252 ± 0.03016	-	-	-0.14	-761.6	0.541	0.066	26.7
	OLS	VS	100	8.6504 ± 0.0002	-19.68538 ± 0.0277	-	-	-0.19	-748.3	0.564	0.067	25.6
	ODR	VS	100	8.63133 ± 0.00018	-15.68899 ± 0.03257	-	-	-0.02	-779.8	0.52	0.064	28.9
	OLS	No	90	$8.63016 \pm 8e-05$	-16.35502 ± 0.01214	-	-	-0.05	-777.3	0.514	0.064	28.9
	ODR	No	90	8.71862 ± 0.00011	-29.57356 ± 0.01793	-	-	-0.56	-571.1	1.03	0.09	-0.0
	OLS	FS	90	8.6429 ± 0.00021	-17.97005 ± 0.03006	-	-	-0.12	-766.5	0.534	0.065	27.8
	ODR	FS	90	8.63468 ± 0.00024	-16.64891 ± 0.03389	-	-	-0.06	-775.8	0.519	0.064	28.9
	OLS	VS	90	8.64253 ± 0.00016	-17.51977 ± 0.02787	-	-	-0.1	-770.1	0.532	0.065	27.8
	ODR	VS	90	8.63133 ± 0.00018	-15.68899 ± 0.03257	-	-	-0.01	-780.5	0.526	0.064	28.9
Polinomio	OLS	No	100	8.71647 ± 0.30819	-1.06825 ± 0.09027	0.18939 ± 0.00088	-0.000851 ± 0.00029	-0.04	-789.4	0.495	0.063	30.0
	ODR	No	100	231.44856 ± 0.63936	-67.11812 ± 0.19066	6.69697 ± 0.01892	-0.22157 ± 0.00062	-0.28	-534.6	1.169	0.096	-6.7
	OLS	FS	100	55.14733 ± 0.80247	-14.95181 ± 0.23814	1.56832 ± 0.0235	-0.054 ± 0.00077	-0.11	-790.1	0.5	0.062	31.1
	ODR	FS	100	8.00902 ± 0.84744	-0.99408 ± 0.24782	0.19417 ± 0.02411	-0.00902 ± 0.00078	-0.1	-773.2	0.525	0.064	28.9
	OLS	VS	100	-29.50635 ± 1.11221	9.65212 ± 0.32062	-0.81193 ± 0.03077	0.02264 ± 0.00098	-0.16	-652.9	0.784	0.079	12.2
	ODR	VS	100	7.12224 ± 1.43995	-0.81694 ± 0.41385	0.18397 ± 0.0396	-0.00889 ± 0.00126	-0.15	-757.4	0.551	0.066	26.7
	OLS	No	90	-12.3203 ± 0.4738	5.12543 ± 0.1358	-0.41693 ± 0.01296	0.01123 ± 0.00041	-0.04	-765.7	0.536	0.065	27.8
	ODR	No	90	300.96439 ± 1.67272	-86.51263 ± 0.48692	8.49717 ± 0.04719	-0.27716 ± 0.00152	-0.19	-345.0	2.241	0.133	-47.8
	OLS	FS	90	-37.01483 ± 1.13372	11.98403 ± 0.32487	-1.05063 ± 0.031	0.03071 ± 0.00098	-0.1	-668.1	0.746	0.077	14.4
	ODR	FS	90	-10.04587 ± 0.97468	4.23002 ± 0.28004	-0.30876 ± 0.02679	0.00709 ± 0.00085	-0.1	-739.2	0.59	0.068	24.4
	OLS	VS	90	-28.59469 ± 2.14001	9.52829 ± 0.61185	-0.81283 ± 0.05825	0.02307 ± 0.00185	-0.13	-682.0	0.711	0.075	16.7
	ODR	VS	90	7.12224 ± 1.43995	-0.81694 ± 0.41385	0.18397 ± 0.0396	-0.00889 ± 0.00126	-0.13	-736.7	0.592	0.068	24.4

estudio sugiere que el decrecimiento a altas masas puede ser un artificio de la técnica ODR, ya que una meseta en el régimen de galaxias masivas es la representación más general de los datos para este calibrador. Además, el ajuste ODR exponencial describe una meseta más alta a la descrita por el ajuste OLS. A diferencia de los ajustes que usan la muestra completa sin dividirla en intervalos, los ajustes ODR y OLS son bastante similares usando el agrupado FS o VS independientemente de la forma funcional adoptada (ver paneles intermedios e inferiores de la Fig. 4.5).

Respecto a la exclusión de valores atípicos, no encontramos una diferencia significativa en los ajustes al considerar la muestra completa o solo el 90 % de ella (líneas discontinuas moradas y verdes). De hecho, considerando solo el 90 % de la muestra, notamos que la mayoría de las galaxias se encuentran en el régimen de alta masa estelar ($\log(M_*/M_\odot) \gtrsim 9.5$ dex).

Para determinar cuál de los 36 ajustes explorados caracteriza mejor la relación masa-metalicidad, hemos inspeccionado cada uno de los parámetros estadísticos de bondad citados al final de la Sec. 4.2.1. Respecto a los parámetros $\tilde{\chi}_{\text{MZR}}^2$ y BIC, el estudio comparativo entre los 36 ajustes analizados sugiere que el polinomio de tercer grado (ajustado usando la técnica OLS con agrupado FS o sin agrupar los datos) es el que genera la mejor caracterización, cuando se compara con las formas lineales y exponenciales respectivas (consulte Tabla 4.1). No obstante, para el agrupado VS, es la forma funcional exponencial el ajuste que presenta los menores valores de $\tilde{\chi}_{\text{MZR}}^2$ y BIC. Además encontramos que las tres formas funcionales (línea, exponencial y polinomio) bajo los diferentes agrupados (no bin, FS y VS) proporcionan una desviación estándar de los residuos ($\sigma_{\Delta\text{MZR}}$) similar hasta el segundo decimal, el cual no supera la incertidumbre sistemática reportada para el calibrador M13-O3N2 (~ 0.08 dex). Además de minimizar BIC y $\tilde{\chi}_{\text{MZR}}^2$ (los cuales consideran los grados de libertad de la forma funcional), el ajuste debe producir una reducción significativa de la dispersión de sus residuos $\sigma_{\Delta\text{MZR}}$. Finalmente, los residuos de la forma funcional que mejor describe la relación masa-metalicidad no deben presentar dependencia con la masa estelar, ya que es la dependencia que pretende eliminar. Para llevar a cabo este análisis, hemos incluido en las Figs. 4.6 y 4.7 la distribución de los residuos de la abundancia de oxígeno (ΔMZR) frente a la masa estelar asociados a cada una de las 36 combinaciones de ajustes usando el calibrador M13-O3N2.

En la Fig. 4.6 mostramos los residuos de los 12 ajustes realizados sin emplear agrupado y en la Fig. 4.7 los residuos obtenidos para ajustes basados en agrupado FS (subfigura superior) y VS (subfigura inferior).

En ambas figuras incluimos el coeficiente de Pearson como parámetro adicional para evaluar correlaciones entre ΔMZR y la masa estelar. La lista completa de los parámetros usados para comparar los 36 ajustes derivados para el calibrador M13-O3N2 se han incluido en la Tabla 4.1. Las tablas correspondientes al resto de calibradores pueden consultarse en el Apéndice C.

Para facilitar la interpretación de las Figs. 4.6 y 4.7, analizaremos cuál de los ajustes presentados muestra la menor dependencia con la masa estelar por cada tipo de agrupado.

Para la Fig. 4.6, correspondiente a ajustes sin emplear agrupación de datos, podemos apreciar que los ajustes ODR producen residuos con una dependencia significativa con la masa estelar, independientemente de si se consideran la muestra completa o el 90 % de

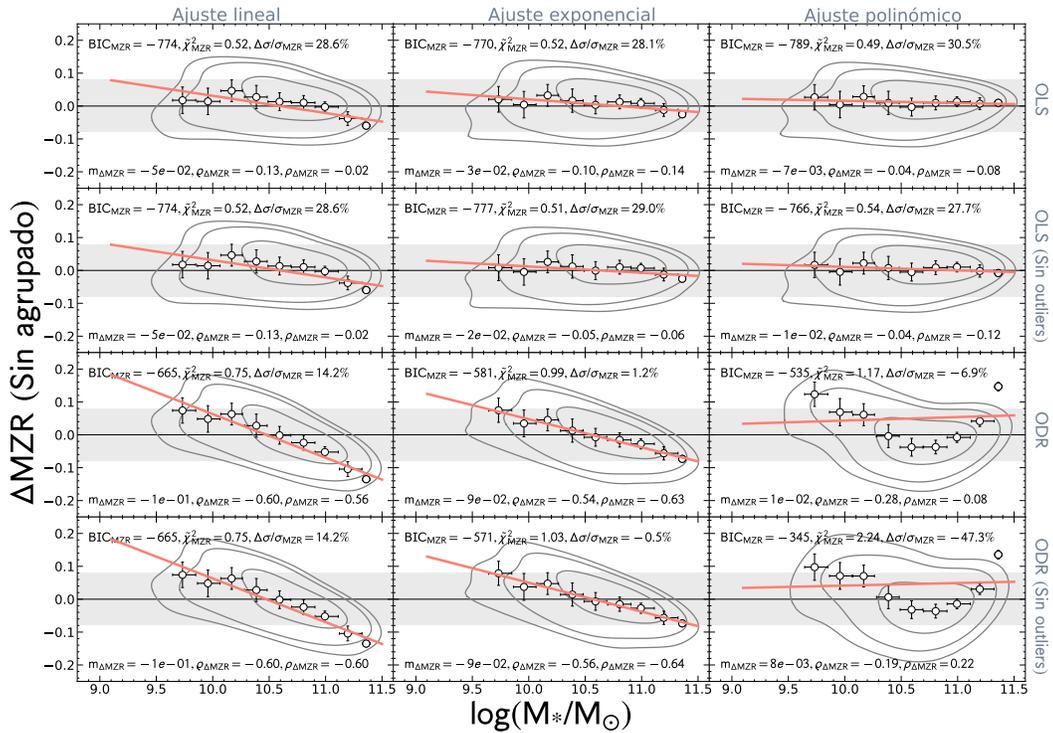


Figura 4.6: Residuos de los 12 ajustes sin usar agrupado de la relación de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar, solo para el calibrador M13-O3N2. En cada panel incluimos los residuos obtenidos para cada ajuste. Cada columna está asociada a una de las tres formas funcionales (lineal, exponencial y polinomial, respectivamente). Cada fila corresponde a una de las técnicas aplicadas para hacer los ajustes (OLS u ODR) considerando la muestra completa o la muestra excluyendo los datos atípicos. Los contornos representan la distribución de densidad de ΔMZR , rodeando el 90 %, 80 % y 50 % de los puntos, respectivamente. Los círculos blancos representan los valores promedio de los residuos agrupados en intervalos de 0.2 dex de masa estelar. Las barras verticales de error corresponden a las desviaciones estándar alrededor de los valores medios. Las líneas naranjas corresponden a los ajustes lineales aplicados a los residuos. En cada panel incluimos (i) el parámetro de bondad BIC, (ii) el valor de $\tilde{\chi}_{MZR}^2$, (iii) la reducción de la dispersión de la MZR después de caracterizarla, (iv) la pendiente de la recta ajustada a los intervalos de los residuos y (v) los coeficientes de correlación calculados entre la masa estelar y los residuos de la abundancia de oxígeno.

ella, para las tres formas funcionales exploradas. Mientras que para los ajustes basados en la técnica OLS, observamos que aunque las tendencias de las distribuciones de los residuos son similares y los coeficientes de correlación asociados muestran una leve variación entre formas funcionales y tamaño de la muestra, las medianas de la distribución de residuos para las funciones polinomiales y exponenciales presentan tendencias más horizontales (paralelas a la línea $\Delta MZR=0$) comparadas con las tendencias de los valores promediados de la forma funcional lineal, especialmente con los ajustes ODR. Esto nos lleva a descartar ajustes ODR como técnica adecuada para caracterizar la relación

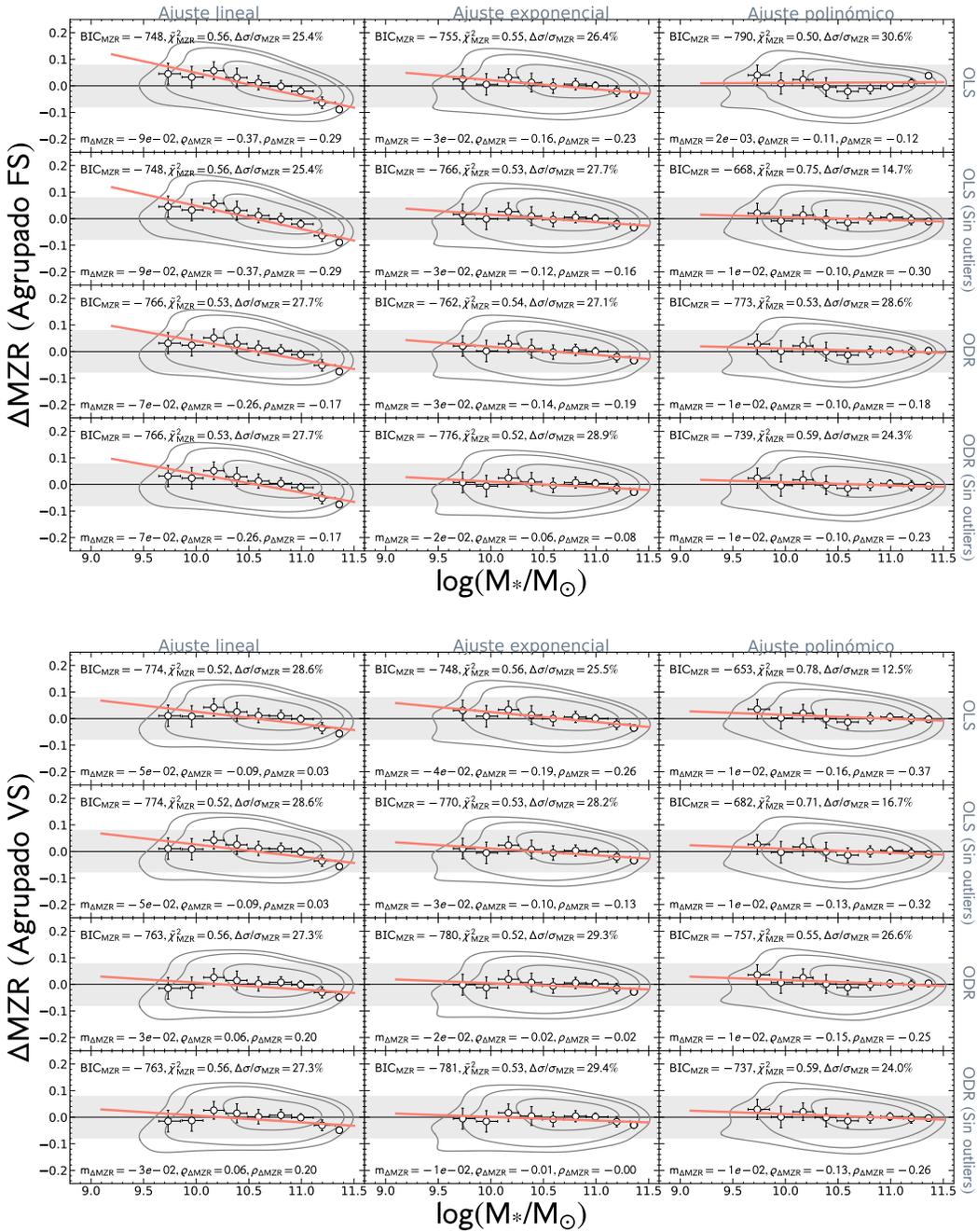


Figura 4.7: Residuos de los ajustes MZR usando los dos esquemas de agrupado de datos por intervalos (FS, superior y VS, inferior) para el calibrador M13-O3N2. La descripción de esta figura es similar a la descripción incluida en la Fig. 4.6.

masa-metalicidad, usando los datos sin agruparlos. Más aún, para los ajustes OLS no se aprecian diferencias significativas en los coeficientes de correlación de Spearman y Pearson ($\varrho_{\Delta MZR}$, $\rho_{\Delta MZR} \lesssim -0.1$). Sin embargo, las pendientes de los residuos pueden variar,

Tabla 4.2: Parámetros del mejor ajuste de la MZR para cada calibrador

Calibrador	Técnica	Muestra (%)	a	b	c	d	BIC	$\tilde{\chi}_{MZR}^2$	$\sigma_{\log(O/H)}$	$\sigma_{\Delta MZR}$	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
M13-O3N2	OLS	100	8.71647 ± 0.30819	-1.06825 ± 0.09027	0.18939 ± 0.00088	-0.00851 ± 0.00029	-789.4	0.495	0.09	0.063	30.0
D16-N2S2	OLS	100	71.89124 ± 0.68003	-20.46447 ± 0.20139	2.14759 ± 0.01984	-0.07339 ± 0.00065	-242.9	0.406	0.249	0.157	37.0
PP04-O3N2	OLS	100	8.94826 ± 0.4177	-1.57697 ± 0.12232	0.28085 ± 0.01192	-0.01264 ± 0.00039	-551.3	0.494	0.142	0.094	34.0
D13-PYQZ	OLS	100	-1.22748 ± 0.6712	0.47054 ± 0.19673	0.17059 ± 0.01919	-0.01164 ± 0.00062	-356.9	0.452	0.195	0.13	33.0
P12-T2	OLS	100	20.62715 ± 0.33322	-4.74734 ± 0.09767	0.57333 ± 0.00953	-0.02171 ± 0.00031	-756.5	0.43	0.102	0.066	35.0
M13-N2	ODR-FS	100	-26.792 ± 0.62667	9.20801 ± 0.1814	-0.80012 ± 0.01748	0.02316 ± 0.00056	-825.9	0.523	0.082	0.059	28.0
PM09-O3N2	OLS-FS	100	38.06982 ± 0.82838	-9.44411 ± 0.24568	0.9954 ± 0.02423	-0.03458 ± 0.00079	-815.2	0.923	0.63	0.06	4.8
M08-R23	OLS	100	-1.03799 ± 0.95664	0.92365 ± 0.27899	0.0853 ± 0.02708	-0.00783 ± 0.00087	-299.8	0.756	0.157	0.136	13.4
T04-R23	OLS	100	84.05675 ± 0.69767	-23.31715 ± 0.20498	2.3854 ± 0.02004	-0.08055 ± 0.00065	-333	0.804	0.143	0.127	11.2
KK04-R23	OLS	100	39.85282 ± 0.54419	-10.06135 ± 0.15925	1.05738 ± 0.01551	-0.03649 ± 0.0005	-591	0.829	0.085	0.076	10.6
T18-NB	OLS	100	108.00757 ± 1.0576	-29.71837 ± 0.31192	2.9399 ± 0.03061	-0.09628 ± 0.001	-381.9	0.721	0.108	0.09	16.7
PG16-R	OLS-VS	100	54.0693 ± 4.53544	-15.15645 ± 1.29591	1.63487 ± 0.12333	-0.05753 ± 0.00391	-432.7	0.609	0.105	0.081	22.9
PG16-S	OLS	100	45.6862 ± 0.54285	-12.3552 ± 0.15998	1.32307 ± 0.01569	-0.04606 ± 0.00051	-504.8	0.348	0.137	0.08	41.6
H19-NN	OLS	100	76.53187 ± 1.24404	-22.29319 ± 0.36407	2.37678 ± 0.03546	-0.08282 ± 0.00115	-292.4	0.546	0.156	0.114	26.9
B15-IZI	OLS	100	-0.34086 ± 0.5216	2.22845 ± 0.15194	-0.17589 ± 0.01474	0.00453 ± 0.00048	-971.7	0.568	0.036	0.024	33.3
P10-ONS	OLS	100	-6.8248 ± 0.89462	2.23097 ± 0.25929	-0.01935 ± 0.02502	-0.0051 ± 0.0008	-448.1	0.594	0.13	0.099	23.8

dependiendo de si se consideran o no los datos atípicos, cuando se ajusta con cada forma funcional. No obstante, el ajuste polinomial da lugar al mejor BIC y a una reducción de la dispersión mayor que la alcanzada por el ajuste exponencial. Además, observamos que los intervalos, para el ajuste polinomial, muestran menor variación alrededor de la línea cero de ΔMZR en el régimen de galaxias masivas que un ajuste exponencial. Este análisis sugiere que un polinomio parece ser la forma funcional que mejor describe la meseta de galaxias masivas, en comparación con una forma exponencial en ajustes sin agrupado. Por tanto, esta exploración indica que el polinomio OLS proporciona el mejor ajuste para la MZR, cuando no se usa agrupación de los datos.

En el caso de los ajustes derivados con un agrupado de tamaño fijo, FS (correspondientes a la subfigura superior) de la Fig. 4.7), podemos observar que la forma funcional lineal devuelve aún una dependencia con la masa estelar en comparación con las forma exponencial y polinomial, independientemente de si se excluyen o no los datos atípicos o usando ambas técnicas de ajuste, OLS u ODR. Por ello descartamos la forma funcional lineal como candidata a caracterizar la MZR bajo un agrupado FS. Además, aunque las formas funcionales exponenciales y polinomiales tienden a generar coeficientes de correlación similares ($\varrho_{\Delta\text{MZR}} \lesssim -0.1$, $\rho_{\Delta\text{MZR}} \lesssim -0.3$), se aprecia que las pendientes de los residuos exponenciales son hasta tres veces mayores que las pendientes de los residuos asociados a ajustes polinomiales (de $m_{\Delta\text{MZR}} \sim -3 \times 10^{-2}$ para exponenciales a $m_{\Delta\text{MZR}} \sim -1 \times 10^{-2}$ para polinomios). Más aún, al emplear la muestra completa, el ajuste usando un polinomio da lugar a valores BIC menores y reduce más la dispersión ($\text{BIC} < -770$, $\Delta\sigma/\sigma_{\text{MZR}} \gtrsim 28\%$ tanto en los ajustes OLS como ODR) que su contraparte exponencial. No obstante, cuando solo se considera el 90% de la muestra, la forma exponencial genera los mejores valores del BIC y la mayor reducción de la dispersión ($\text{BIC} < -760$, $\Delta\sigma/\sigma_{\text{MZR}} \sim 28\%$). Si analizamos la variación de los intervalos de masa estelar alrededor de la línea cero de ΔMZR , notamos que el polinomio ODR muestra que los residuos de abundancia de oxígeno en galaxias masivas son en promedio nulos. Mientras que los residuos promedio de la función exponencial en el régimen de alta masa estelar muestran que hay una sobre-estimación de la metalicidad arriba de $\log(M_*/M_\odot) \sim 11.2$ dex. **Esto sugiere que de las 12 combinaciones exploradas para el agrupado FS y usando toda la muestra de galaxias en formación estelar, el polinomio ODR produce la mejor caracterización de la relación masa-metalicidad para este calibrador.**

Finalmente, para los residuos basados en ajustes con agrupado VS (mostrados en la subfigura inferior) de la Fig. 4.7), observamos que los ajustes lineales para caracterizar la MZR sobre-estiman la metalicidad observada en galaxias masivas, ya que los intervalos en ese régimen de masa se encuentran debajo de la línea cero. Este comportamiento sugiere que el ajuste lineal es incapaz de caracterizar la meseta descrita por los intervalos del agrupado VS. No obstante, la forma lineal en cualquiera de sus configuraciones (ajustes ODR u OLS, con o sin valores atípicos) da lugar a mejores valores del criterio BIC y de la reducción de la dispersión que la forma polinomial, de este conjunto de paneles. En términos de los coeficientes de correlación, con los residuos de los ajustes OLS exponenciales y polinomiales obtenemos coeficientes de Pearson mayores que para los residuos asociados a los ajustes ODR. Por otro lado, para cada una de las formas funcio-

nales exploradas bajo los ajustes ODR, observamos que si se consideran o no los valores atípicos no hay diferencias significativas en los parámetros estadísticos (BIC, $m_{\Delta\text{MZR}}$ y $\Delta\sigma/\sigma_{\text{MZR}}$). Además notamos que aunque la función ODR exponencial presenta los mejores valores estadísticos de BIC, $\tilde{\chi}_{\text{MZR}}^2$ y $\Delta\sigma/\sigma_{\text{MZR}}$, comparado con los residuos de la función lineal y polinomial respectivas. Las medianas de la distribución de los residuos del ajuste ODR exponencial indican que la caracterización exponencial ODR produce residuos promedios negativos en galaxias masivas, comparados con la forma polinomial que produce residuos promedios nulos. Pese a esto, encontramos que la forma polinomial tiende a subestimar las metalicidades en galaxias poco masivas, dado que los intervalos en este régimen muestran una suave trayectoria ascendente. Para estos residuos se obtiene coeficientes de correlación mayores que para los residuos del ajuste, usando la forma exponencial. **De acuerdo al análisis anterior, la selección del mejor ajuste no es concluyente para este tipo de agrupado.**

En resumen, las mejores formas funcionales por cada tipo de agrupación de datos son: (a) Mejor ajuste sin emplear agrupado: polinomio OLS usando el 100 % de galaxias en formación estelar. (b) Mejor ajuste con un agrupado de tamaño fijo (0.25 dex): polinomio ODR usando el 100 % de galaxias en formación estelar. (c) Mejor ajuste con un agrupado de tamaño variable (37 galaxias por intervalo): exponencial o polinomial ODR usando el 100 % de galaxias en formación estelar. Esto sugiere que, para el calibrador M13-O3N2, la forma polinomial es cuantitativamente la forma que mejor describe los datos de la distribución masa estelar-metalicidad del gas ionizado.

La forma polinomial suele describir mejor la relación MZR que una forma exponencial, lo que es apreciable al cuantificar los parámetros de bondad que consideran los grados de libertad de la función y la reducción de la dispersión. También observamos que usar un esquema sin agrupado de datos suele ser el mejor tratamiento estadístico para ajustar la relación MZR, ya que produce la mejor caracterización.

Estudios previos, basados en datos espectroscópicos no resueltos, sugieren que la forma de la relación MZR depende en gran medida del calibrador adoptado (ver [Kewley & Ellison 2008](#)). Hemos aplicado el mismo análisis imparcial anterior para caracterizar la relación MZR para cada uno de los calibradores incluidos en este trabajo, usando los datos característicos del catálogo eCALIFA, sin hacer presuposiciones sobre la forma funcional. De dicha exploración encontramos que la forma polinomial también suele dar lugar a la mejor caracterización para la relación MZR, al menos para las galaxias en fase de formación estelar del muestreo de eCALIFA. Los parámetros estadísticos de cada ajuste (como el criterio BIC_{MZR} , $\tilde{\chi}_{\text{MZR}}^2$, $\Delta\sigma/\sigma_{\text{MZR}}$ y $\varrho_{\Delta\text{MZR}}$), así como los parámetros de ajuste de cada forma funcional explorada para cada uno de los 15 calibradores restantes se muestran en el Apéndice C (de la tabla C.1 a la tabla C.15). En este apéndice también incluimos figuras similares a 4.5 y 4.6 para los demás calibradores.

En la Fig. 4.8 presentamos la mejor forma funcional de la relación masa-metalicidad (polinomio de tercer orden representado con una línea continua roja) derivada para cada uno de los 16 calibradores explorados (un calibrador por panel).

Para cada uno de los calibradores analizados, observamos que la abundancia de oxígeno presenta una saturación en galaxias masivas, aunque el valor de abundancia donde

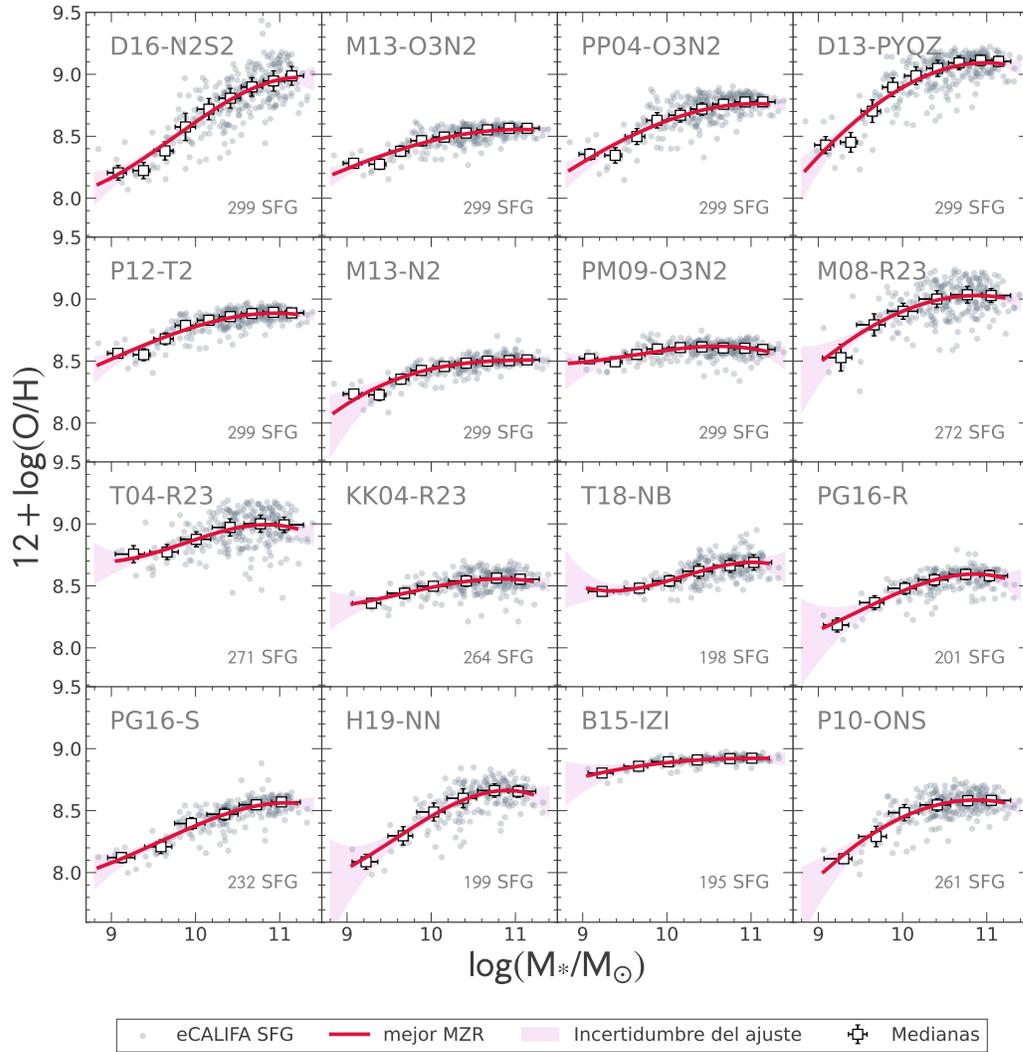


Figura 4.8: Relación Masa-metalicidad del gas ionizado para 16 calibradores. Los círculos grises representan la distribución a lo largo del diagrama $\text{O}/\text{H}-M_*$ de las SFG de eCALIFA. Los cuadrados blancos con barras de error representan la metalicidad promedio para el intervalo de masa estelar representado (0.25 dex). Las barras de error verticales y horizontales representan respectivamente una desviación estándar de la abundancia de oxígeno y el tamaño de cada intervalo. La línea roja continua representa nuestro mejor ajuste, mientras que la región sombreada en rojo representa el rango de variación de cada ajuste de acuerdo a las realizaciones de la simulación Monte Carlo.

se alcanza la meseta depende de cada calibrador. También notamos que al considerar las 1000 iteraciones MC aplicadas, nuestro conjunto de datos produce una incertidumbre mayor en el extremo de baja masa comparada con el extremo masivo. Esto sugiere que en el resultado no es posible identificar la presencia o no de un aplanamiento de la abundancia de oxígeno en ese régimen de masa ($\log(M_*/M_\odot) < 9.6$ dex) debido al limitado número de galaxias poco masivas con la que contamos. Los parámetros de ajustes

correspondientes a la mejor caracterización de la MZR derivada para cada calibrador se pueden consultar en la Tabla 4.2, así como los parámetros de bondad, la dispersión de la abundancia de oxígeno, y los residuos de la MZR y la reducción de la dispersión alcanzada por cada ajuste.

En resumen, con base en los resultados aquí mostrados, sugerimos que para obtener una caracterización confiable de la relación MZR se opte primero por un ajuste polinomial OLS, para el conjunto de datos completo, o un ajuste ODR u OLS (también polinomial), si se agrupan los datos en intervalos de tamaño fijo.

4.3. Comparación con la literatura

La Fig. 4.9 muestra una comparación entre nuestros mejores ajustes de la MZR (representados con una línea de color rojo) usando el conjunto completo de calibradores con ajustes construidos empleando muestras IFS o de espectroscopía de una sola fibra extraídos de la literatura. Antes de realizar esta comparación, los diferentes ajustes se corrigieron para incluir el efecto del cambio de las diferentes IMF (véase Tab. 4.3) adoptadas en diferentes trabajos consultados (re-escalas todas a la de Salpeter 1955⁵). Nos referiremos a las formas logarítmicas, polinómicas y exponenciales de la MZR tomadas de las literatura como log-MZR, pMZR y eMZR, respectivamente. La descripción de los paneles mostrados en la Fig. 4.9 procederá de izquierda a derecha y de arriba a abajo. Las características y parametrizaciones de las muestras para las cuales se derivaron las relaciones MZR de la literatura se incluyen en las tablas 4.3 y 4.4, respectivamente. Para simplificar la lectura, los ajustes de la relación MZR asociados a la misma referencia bibliográfica y a la misma forma funcional derivados para diferentes calibradores, se representarán usando la misma traza y el mismo color, a menos que se indique lo contrario y en tal caso se señalarán las diferencias.

En el panel correspondiente al calibrador D16-N2S2 de la Fig. 4.9, la línea discontinua naranja representa el ajuste pMZR derivado para alrededor de 83,000 galaxias del SDSS-DR7 (K16; Kashino et al. 2016). La línea discontinua azul representa el ajuste exponencial de Sánchez et al. (2017) (SFS17) derivado con el mismo conjunto de datos CALIFA, sin excluir galaxias altamente inclinadas (612 galaxias). La línea verde representa el ajuste pMZR derivado usando ~ 1000 galaxias del muestreo SAMI (SFS19; Sánchez et al. 2019a). Para este calibrador, los ajustes pMZR (K16) y pMZR (SFS19) describen un incremento de abundancias de oxígeno similares al incremento mostrado por nuestro

⁵Para cambiar la escala de las masas estelares de las IMF de Chabrier (2003) o Kroupa (2001) a Salpeter (1955), aplicamos un desplazamiento sugerido por Madau & Dickinson (2014) de $m_{\text{oChabrier}} = \log(0.66) = 0.18$ dex y $m_{\text{oKroupa}} = \log(0.61) = 0.21$ dex, de acuerdo a la expresión: $\log(M_*/L)_{\text{Salpeter}} = \log(M_*/L)_{\text{IMF}} - m_{\text{oIMF}}$, donde $\log(M_*/L)_{\text{IMF}}$ es al cociente masa-luminosidad calculada para cualquier otra IMF y m_{oIMF} el valor del desplazamiento correspondiente (véase Bernardi et al. 2010).

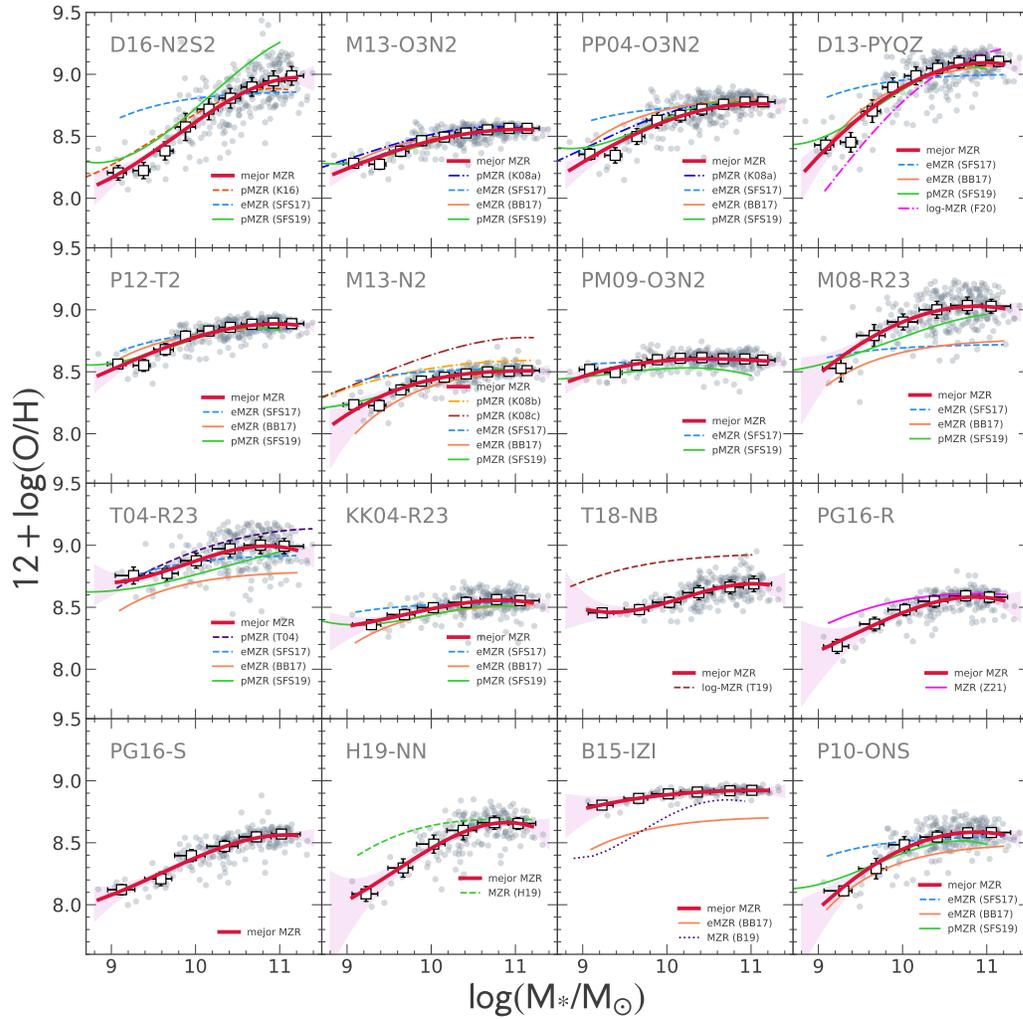


Figura 4.9: Similar a la Fig. 4.8, incluyendo los resultados de la literatura. Incluimos, para cada calibrador, ajustes MZR logarítmicos, exponenciales y polinómicos derivados de estudios de literatura basados en espectroscopia de una sola fibra así como de conjuntos de datos IFS, tales como MaNGA (BB17 Barrera-Ballesteros et al. 2017), CALIFA (SFS17 Sánchez et al. 2017), SAMI (SFS19 Sánchez et al. 2019a y H19 Ho 2019), SDSS Data Release 4 (K08a, K08b y K08c Kewley & Ellison 2008), MUSE (F20 Franchetto et al. 2020), SDSS Data Release 2 (Tremonti et al. 2004, T04), SDSS Data Release 7 (T19 Thomas et al. 2019), B19 Blanc et al. 2019 y H19 Ho 2019)

mejor ajuste. Sin embargo, el polinomio de SFS19 continua creciendo por arriba de nuestra distribución de puntos (para $\log(M_*/M_\odot) < 10.4$ dex), sugiriendo que la meseta en el régimen masivo se alcanza a metalicidades más altas que las descritas por nuestra distribución de galaxias en el plano $O/H-M_*$. La diferencia en la meseta observada con el ajuste SFS19 podría deberse a la baja resolución de los datos del catálogo de SAMI comparados con la resolución del catálogo eCALIFA (véase Tabla 4.3) lo cual implica una

Tabla 4.3: Relaciones MZR extraídas de la literatura

Referencia ^a	Muestreo	Técnica ^b	Ajustes ^c	IMF ^d	z ^e	Tamaño ^f	Apertura ^g	Notas ^h
T04	SDSS DR2	FS, 0.1 dex [†]	P	K	0.005 a 0.25	~53,400	3"(1.5)	A
K08	SDSS DR4	FS, 0.2 dex [†]	P	C	0.04 a 0.1	27,730	3"(1.8)	A
K16	SDSS DR7	FS, 0.1 dex [†]	P	C	0.04 a 0.3	83,076	3"(1.8)	A
SFS17	CALIFA	FS, ~0.5 dex [†]	E	S	0.04 a 0.005	612	1 Re(0.8)	A
BB17	MaNGA	FS, 0.2 dex [†]	E	S	0.03 a 0.17	1704	1 Re(2.5)	A
T19	SDSS DR7	—	Log	K	< 0.02	231,429	1 Re(1.8)	A
SFS19	SAMI	FS, ~0.2dex [†]	P	S	0.005 a 0.1	2307	1 Re(2.2)	A
B19	SDSS DR7	No aplica	—	K	0.04 a 0.25	43,000	3"(3)	A
H19	SDSS DR7, SAMI	OLS [†]	—	K	< 0.12	49,000 (868)	3"(1.8) y 1 Re(2.2)	A
F20	MUSE	OLS	Log	C	0.005 a 0.1	114	1 Re(0.3)	A,D,G
Z21	MaNGA	OLS [†]	—	C	0.03 a 0.17	1431	<0.1Re(2.5)	A

^aOrdenadas de la más antigua a la más reciente. T04: Tremonti et al. (2004); K08: Kewley & Ellison (2008); K16: Kashino et al. (2016); SFS17 Sánchez et al. (2017); BB17: Barrera-Ballesteros et al. (2017); T19: Thomas et al. (2019); SFS19 Sánchez et al. (2019a); B19: Blanc et al. (2019); H19 Ho (2019); F20: Franchetto et al. (2020) y Z21: Zinchenko et al. (2021)

^bTipo de agrupación de datos. FS: intervalos de un tamaño fijo; —: cuando no se agrupan datos. El superíndice † indica agrupado con medianas.

^cTipo de caracterización. P: polinómicos; E: exponenciales; Log: logarítmicos; —: No hay caracterización disponible.

^dFunción inicial de masa asumida para determinar masas estelares. K: Kroupa (2001); C: Chabrier (2003); S: Salpeter (1955).

^eRango de corrimiento al rojo

^fNúmero de galaxias usadas

^gApertura a la que se integra la abundancia de oxígeno y resolución espacial física en Kpc

^hA: No aplican corte en inclinación, D: Galaxias disco, G: Galaxias en grupos.

mayor contaminación del gas ionizado difuso (Mast et al. 2014) o incluso debido a que en el muestreo SAMI solo se ve la parte central de las galaxias. Con respecto al ajuste eMZR (SFS17), notamos que el comportamiento de la relación eMZR difiere de nuestro ajuste en todo el rango de la muestra eCALIFA, tanto en la meseta a altas metalicidades como en la caída de la abundancia a bajas masas estelares. En este caso, la diferencia podría radicar en que en SFS17 no se aplica un corte en inclinación, lo que podría inducir un efecto sobre esta relación. En todos los ajustes se describe una meseta a altas masas estelares, pero solo el ajuste pMZR (SFS19) exhibe claramente un segundo aplanamiento a bajas abundancias, donde el número de galaxias de SAMI es mayor, comparada con la cantidad de galaxias poco masivas de eCALIFA.

En el panel del calibrador M13-O3N2 incluimos 4 diferentes ajustes. Kewley & Ellison (2008) proponen una forma polinómica (denotada como K08a) basada en el calibrador PP04-O3N2 obtenida con ~27,700 galaxias del SDSS-DR4. Aplicando una transformación lineal sobre esta calibración obtuvimos la pMZR en términos del calibrador M13-O3N2, la cual está representada con la línea raya-punto azul. En SFS17 obtienen una forma exponencial para la relación masa-metalicidad usando el calibrador M13-O3N2 (línea azul discontinua) para el catálogo de galaxias CALIFA. Además, incluimos la forma exponencial derivada para ~1700 galaxias extraídas del catálogo MaNGA (BB17; Barrera-Ballesteros et al. 2017), denotada como eMZR (BB17) y representada con una línea naranja continua. Finalmente, la línea verde representa el ajuste pMZR derivado con el mismo calibrador usando el muestreo de SAMI. Para este calibrador, observamos que aunque el ajuste pMZR (K08a) está ligeramente desplazado hacia valores más altos de metalicidad (~0.1 dex mayor que los demás ajustes) en el extremo de bajas masas ($\log(M_*/M_\odot) < 10$ dex), todos los ajustes alcanzan la misma meseta a altas masas coincidiendo, salvo incertidumbres, con nuestra distribución.

En el panel correspondiente al calibrador PP04-O3N2 incluimos los siguientes ajustes:

Tabla 4.4: Parametrizaciones de la MZR extraídas de la literatura

Referencia	Calibrador	Caracterización ^a	$M_*[M_\odot]^b$	Nomenclatura ^c
Tremonti et al. 2004	T04-R23	$a = -1.49, b = 1.84, c = -0.802^\dagger$	$10^{8.5}$ a $10^{11.5}$	pMZR (T04)
Kewley et al. 2008	PP04-O3N2	$y_1 = 32.14 - 8.51 \cdot x^2 + 0.97 \cdot x^2 - 0.035 \cdot x^3$	$10^{8.5}$ a $10^{11.5}$	pMZR (K08a)
	M13-O3N2*	$y_2 = (y_1 - 8.73) \cdot 0.69 + 8.54$		
	PP04-N2	$y = 23.9, b = -5.62, c = 0.64, d = -0.02^\dagger$		pMZR (K08b)
	PP04-N2*	$y = 8.7 + 0.46 \cdot ((y_2 - 9.12)/0.73)$ con $y_2 = -8.71 + 4.15 \cdot x - 0.32 \cdot x^2 + 0.01 \cdot x^3$		pMZR (K08c)
Kashino et al. 2016	D16-N2S2	$a = 69.67, b = -20.10, c = 2.15, d = -0.07^\dagger$	10^8 a $10^{11.3}$	pMZR (K16)
Sánchez et al. 2017	D16-N2S2	$a = 9.05, b = 0.102, c = 3.5$	$10^{8.5}$ a $10^{11.7}$	eMZR (SFS17)
	M13-O3N2	$a = 8.57, b = 0.04, c = 3.5^\dagger$		
	M13-N2	$a = 8.57, b = 0.03, c = 3.5$		
	P10-ONS	$a = 8.59, b = 0.03, c = 3.5$		
	KK04-R23	$a = 8.57, b = 0.02, c = 3.5$		
	PP04-O3N2	$a = 8.82, b = 0.04, c = 3.5$		
	D13-PYQZ	$a = 9.12, b = 0.07, c = 3.5$		
	P12-T2	$a = 8.86, b = 0.01, c = 3.5$		
	M08-R23	$a = 8.82, b = 0.06, c = 3.5$		
	T04-R23	$a = 8.96, b = 0.04, c = 3.5$		
	PM09-O3N2	$a = 8.62, b = 0.02, c = 3.5$		
	Barrera-Ballesteros et al. 2017	M13-O3N2	$a = 8.58, b = 0.02, c = 4$	$10^{8.5}$ a $10^{11.7}$
M13-N2		$a = 8.54, b = 0.02, c = 4^\dagger$		
P10-ONS		$a = 8.51, b = 0.03, c = 4$		
KK04-R23		$a = 8.62, b = 0.06, c = 4$		
PP04-O3N2		$a = 8.85, b = 0.03, c = 4$		
D13-PYQZ		$a = 9.15, b = 0.04, c = 4$		
P12-T2		$a = 8.90, b = 0.02, c = 4$		
M08-R23		$a = 8.79, b = 0.03, c = 4$		
T04-R23		$a = 8.92, b = 0.07, c = 4$		
B15-IZI		$a = 8.73, b = 0.02, c = 4$		
Thomas et al. 2019	T18-NB	$y = 8.95 - \log((10^x/10^{8.78})^{-0.65} + 1)$	$10^{8.5}$ a $10^{11.3}$	log-MZR (T19)
Sánchez et al. 2019	D16-N2S2	$a = 8.85, b = -0.62, c = 0.95, d = -0.07^\dagger$	$10^{8.5}$ a 10^{11}	pMZR (SFS19)
	M13-O3N2	$a = 8.52, b = -0.44, c = 0.46, d = -0.07$		
	M13-N2	$a = 8.29, b = -0.12, c = 0.29, d = -0.06$		
	P10-ONS	$a = 8.33, b = -0.27, c = 0.52, d = -0.10$		
	KK04-R23	$a = 8.71, b = -0.44, c = 0.49, d = -0.081$		
	PP04-O3N2	$a = 8.77, b = -0.67, c = 0.68, d = -0.1$		
	D13-PYQZ	$a = 8.73, b = -0.55, c = 0.78, d = -0.15$		
	P12-T2	$a = 8.78, b = -0.36, c = 0.48, d = -0.09$		
	M08-R23	$a = 8.59, b = -0.01, c = 0.29, d = -0.05$		
	T04-R23	$a = 8.79, b = -0.4, c = 0.29, d = -0.05$		
	PM09-O3N2	$a = 8.5, b = -0.01, c = 0.18, d = -0.2$		
Franchetto et al. 2020	D13-PYQZ	$y = 9.01 - \log(0.5) - \log((10^x/10^{10.45})^{-1.02} + 1)$	$10^{9.25}$ a $10^{11.5}$	log-MZR (F20)

^aCaracterización o parametrización empleada para determinar $y = 12 + \log(O/H)$ en función de $x = \log(M_*/M_\odot)$.

Las parametrizaciones señaladas con * indican que involucra una transformación lineal entre calibradores.

^bRango de masa estelar de validez.

^cFormas logarítmicas, polinómicas y exponenciales de la MZR denotadas como log-MZR, pMZR y eMZR, respectivamente, seguido de la nomenclatura de la referencia asociada entre paréntesis.

Las caracterizaciones señaladas con [†] emplean la forma funcional Eq.4.4 para eMZR o Eq.4.5 para pMZR, según sea el caso.

pMZR (K08a), eMZR (SFS17), eMZR (BB17) y pMZR (SFS19), todos derivados con el mismo calibrador. Para el polinomio derivado en K08, observamos que el desplazamiento a bajas masas es más evidente con el calibrador PP04-O3N2 que con el calibrador M13-O3N2, y que el ajuste cae por arriba de los intervalos de masa estelar. Esta diferencia en el comportamiento del ajuste pudiera estar asociado al tamaño de la muestra de la cual

se obtuvo la caracterización. Nuevamente apreciamos una diferencia en el incremento de abundancias del ajuste eMZR (SFS17) por debajo de $\log(M_*/M_\odot) \lesssim 10.2$ dex. Esta diferencia podría estar asociada al ya mencionado efecto por inclinación de las galaxias muestreadas. En el caso de la forma exponencial derivada por BB17 para las galaxias de MaNGA, también observamos una diferencia en la caída del ajuste a bajas masas estelares. Finalmente, para el ajuste pMZR (SFS19) derivado con datos de SAMI, observamos que es similar a nuestro mejor ajuste en el rango $9.6 \text{ dex} < \log(M_*/M_\odot) < 11.3$ dex. En los cuatro casos, los ajustes alcanzan la misma meseta (o un valor muy similar a $12 + \log(O/H) \sim 8.8$ dex) a la saturación de los datos de eCALIFA (ubicada entre $10.5 \text{ dex} < \log(M_*/M_\odot) < 11.2$ dex). Las diferencias en la caída de metalicidades de los cuatro ajustes por debajo de $\log(M_*/M_\odot) \lesssim 9.6$, puede deberse a: (i) las diferentes restricciones aplicadas a las muestras empleadas en cada caso. (ii) A la resolución de observación que caracteriza cada catálogo. O (iii) a algún otro factor inherente al procedimiento de análisis y ajuste empleado en los diferentes estudios.

En el panel correspondiente al calibrador D13-PYQZ incluimos los ajustes eMZR (SFS17), eMZR (BB17), pMZR (SFS19) y log MZR, este último correspondiente a la ley de potencias aplicada para ajustar la MZR usando 114 galaxias disco de MUSE (Ajuste denotado como F20 y representado con una línea rosa raya-punto; [Franchetto et al. 2020](#)). Todos estos ajustes obtenidos con datos basados en la técnica IFS muestran una saturación de la relación masa-metalicidad en el extremo de galaxias masivas. La exponencial reportada por SFS17 describe una saturación de abundancia de oxígeno por debajo de los valores promedio de nuestra distribución. Así mismo, el ajuste eMZR (BB17) muestra una meseta a valores de $12 + \log(O/H)$ más bajas (~ 0.1 dex) a la descrita con las medianas de la distribución de galaxias eCALIFA. Por otro lado, el ajuste polinomial derivado por SFS19 nuevamente presentan similitudes con nuestra caracterización en el rango $9.4 \text{ dex} < \log(M_*/M_\odot) < 10.8$ dex. En el caso del ajuste log-MZR (F20), tanto la meseta como la caída de metalicidad que describe no corresponden con la distribución de galaxias de eCALIFA. Esto podría atribuirse a una diferencia en la configuración y restricciones impuestas al modelo de fotoionización empleado para determinar las abundancias en [Franchetto et al. \(2020\)](#).

En el panel correspondiente al calibrador P12-T2 incluimos tres ajustes de la literatura obtenidos con el mismo calibrador. Estos tres ajustes, alcanzan la misma meseta en la región del diagrama asociado a galaxias masivas. En la región de bajas masas estelares, los ajustes de la literatura no coinciden con nuestro mejor ajuste. De hecho, la metalicidad estimada por estos ajustes para bajas masas es mas alta que los valores promedio medidos para las galaxias eCALIFA. Con respecto al ajuste pMZR (SFS19), notamos que la segunda meseta que describe a bajas masas parece coincidir con la distribución del agrupado por intervalos de nuestra muestra.

En el panel correspondiente al calibrador M13-N2 incluimos 5 diferentes ajustes. La línea raya-punto amarilla representa el ajuste polinomial derivado en [Kewley & Ellison \(2008\)](#) con datos del muestreo SDSS-DR4 usando el calibrador PP04-N2 (transformado linealmente al calibrador M13-N2 para incluirlo en este panel), el cual es denotado como pMZR (K08b). La línea raya-punto marrón representa el ajuste polinomial derivado también por K08 usando el calibrador descrito en [Denicoló et al. \(2002\)](#) (K08c); para

incluirlo en la comparación de ajustes, aplicamos una transformación lineal con el fin de obtener el ajuste para el calibrador M13-N2 (consulte Tabla 4.4). Para este calibrador observamos que los ajustes K08b y K08c exhiben metalicidades más altas que el valor para el cual nuestro ajuste alcanza su valor de saturación ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.5$). Además, en todos los ajustes extraídos de la literatura, se observa la meseta a altas masas estelares. Nuevamente, la forma exponencial eMZR (SFS17) muestra que en la región del diagrama asociado a galaxias poco masivas, las abundancias de oxígeno descritas por los valores promedio de nuestra muestra, son menores a las que predice el ajuste eMZR (SFS17). Para el ajuste eMZR (BB17) observamos el caso contrario, su ajuste eMZR pasa por debajo de nuestros valores promediados. Finalmente, observamos que la forma polinomial pMZR (SFS19) está situada dentro de la región sombreada roja, asociada a la incertidumbre de nuestro mejor ajuste, adaptándose muy bien a la distribución de valores promediados. Aunque es destacable que la segunda meseta a bajas masas descrita por esta misma forma funcional para los datos de SAMI usando los calibradores analizados en los paneles anteriores ya no es tan marcada para este calibrador.

En el panel correspondiente al calibrador PM09-O3N2 incluimos los ajustes eMZR (SFS17) y pMZR (SFS19). En este panel observamos que la forma exponencial de SFS17 alcanza la misma meseta a altas masas estelares, como era de esperarse al derivarse empleando la muestra CALIFA. Sin embargo, observamos que también para este calibrador la caída descrita por el ajuste eMZR (menor a $\log(M_*/M_\odot) \approx 9.6$ dex) indica metalicidades más altas que las metalicidades derivadas para nuestra muestra (restringida en ángulo de inclinación). Por otro lado, el ajuste pMZR (SFS19) no coincide con la tendencia de los valores promedio de nuestra distribución de galaxias en el plano $\text{O}/\text{H}-M_*$. Además, la meseta a bajas masas, que caracterizaba a los datos de SAMI y observada en calibradores analizados en los paneles anteriores, ya no se observa con el calibrador PM09-O3N2.

En el panel correspondiente al calibrador M08-R23 incluimos los ajustes eMZR (SFS17), eMZR (BB17) y pMZR (SFS19) obtenidos en [Sánchez et al. \(2017\)](#); [Barrera-Ballesteros et al. \(2017\)](#) y [Sánchez et al. \(2019a\)](#), respectivamente. Para este calibrador, observamos un aplanamiento de la abundancia de oxígeno en el régimen de masas estelares altas. Sin embargo, el valor de saturación alcanzado por cada ajuste de la literatura es menor que el obtenido por nuestro ajuste. Ninguno de los ajustes de la literatura muestra similitud con la distribución de datos en el diagrama de abundancia de oxígeno en función de la masa estelar. Esta discrepancia puede deberse posiblemente al polinomio interpolante que se emplea (ver [Espinosa-Ponce et al. 2020](#)), o debido a algún límite de validez impuesto sobre los indicadores de acuerdo a cada autor.

En el panel asociado al calibrador T04-R23 incluimos los ajustes eMZR (SFS17), eMZR (BB17) y pMZR (SFS19) obtenidos en [Sánchez et al. \(2017\)](#); [Barrera-Ballesteros et al. \(2017\)](#) y [Sánchez et al. \(2019a\)](#), así como el ajuste polinomial derivado en [Tremonti et al. \(2004\)](#) para alrededor de $\sim 53,000$ galaxias tomadas del catálogo SDSS DR7, el cual denotaremos como pMZR (T04), este último estando representado con una línea morada discontinua. El ajuste pMZR (T04) alcanza una meseta por arriba de la saturación descrita por nuestro ajuste polinómico ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 9$ dex). Por otra parte, los valores de saturación de los ajustes restantes son menores al de nuestro ajuste polinómico,

incluso para el ajuste eMZR (SFS17), el cual se obtuvo con la muestra de CALIFA. Cabe destacar que para este calibrador, nuestra mejor forma funcional parece mostrar un segundo aplanamiento alrededor de $\log(M_*/M_\odot) \sim 9.6$ dex. similar al aplanamiento del polinomio pMZR (SFS19), pero desplazado hacia abundancias más bajas⁶.

En el panel asociado al calibrador KK04-R23 incluimos las caracterizaciones obtenidas por [Sánchez et al. \(2017\)](#); [Barrera-Ballesteros et al. \(2017\)](#) y [Sánchez et al. \(2019a\)](#) para este calibrador. Observamos que los ajustes exponenciales y polinomiales derivados en la literatura exhiben metalicidades de saturación similares al valor alcanzado por nuestro mejor ajuste. Observamos nuevamente que la forma exponencial eMZR (SFS17) muestra para galaxias poco masivas, abundancias de oxígeno mayores (~ 0.1 dex) a las descritas por los valores promedio de nuestra muestra. Finalmente, la forma polinomial pMZR (SFS19), aunque es similar a nuestro mejor ajuste, se observa desplazada ligeramente hacia metalicidades más bajas.

En el panel correspondiente al calibrador T18-NB incluimos el ajuste derivado en [Thomas et al. \(2019\)](#) usando una forma funcional logarítmica (para $\sim 230,000$ galaxias del SDSS DR7) Este ajuste es denotado como log MZR (T19) y representado por una línea marrón discontinua. Para este calibrador, observamos que el ajuste log MZR (T19) alcanza un valor máximo de $12 + \log(O/H) \sim 8.9$ dex, mayor al valor descrito por nuestra distribución ($12 + \log(O/H) \sim 8.7$ dex). Además nuestro mejor ajuste se diferencia del ajuste derivado por [Thomas et al. \(2019\)](#) al mostrar una segunda meseta en el régimen de bajas masas estelares ($\log(M_*/M_\odot) \sim 9.4$ dex). Dado que el calibrador T18-NB emplea códigos de fotoionización, las restricciones iniciales impuestas al modelo de ionización podrían ser responsables de las diferentes estimaciones de la abundancia.

En panel correspondiente al calibrador PG16-R incluimos la relación masa metalicidad obtenida en [Zinchenko et al. \(2021\)](#). Este ajuste representado con una línea rosa continua, es denotado en el panel como MZR (Z21). Este ajuste alcanza la misma meseta en la región de galaxias masivas que nuestro mejor ajuste. Sin embargo, a bajas masas estelares, la relación MZR (Z21) traza metalicidades más altas (por arriba de los valores promedio de la distribución de galaxias eCALIFA). Este comportamiento se debe posiblemente a la reducida cantidad de galaxias eCALIFA para las cuales contamos con mediciones de abundancia de oxígeno usando este calibrador.

En el panel correspondiente al calibrador PG16-S, incluimos nuestro mejor ajuste de la relación masa-metalicidad. En este caso, observamos que la abundancia de oxígeno incrementa conforme la masa estelar también lo hace hasta alcanzar un valor límite de abundancia de oxígeno. No observamos un segundo aplanamiento en el régimen de galaxias de baja masa estelar. Para este calibrador, no hay en la literatura, ningún ajuste o relación masa-metalicidad que nos permita hacer un análisis comparativo. Sin embargo,

⁶La determinación de la abundancia de oxígeno basado en modelos de fotoionización puede introducir incertidumbres de hasta 0.4 dex (véase [Pérez-Montero & Contini 2009](#)), dependiendo de (i) una posible fuga de fotones que afecta a las líneas de baja ionización formadas en las partes exteriores de las regiones ionizadas; (ii) la estructura de ionización supuesta; (iii) la plantilla de población estelar usada para describir el espectro (p.ej., [Tremonti et al. 2004](#)); (iii) el tamaño de la rejilla del modelo de fotoionización o (iv) si se usaron modelos para regiones que no necesariamente coinciden con la definición de regiones HII (p.ej., [Espinosa-Ponce et al. 2020](#); [Thomas et al. 2019](#)).

lo incluimos por completitud.

En el panel asociado al calibrador H19-NN incluimos la relación masa-metalicidad derivada por [Ho \(2019\)](#) a través de una red neuronal, sobre 49,000 SFG del catálogo SDSS DR7 cuyas metalicidades no pueden determinarse con modelos de fotoionización. Esta relación, representada con una línea verde discontinua, la denotamos como MZR (H19). En este caso la relación MZR (H19) alcanza la misma meseta descrita por nuestro mejor ajuste en la región de altas masas estelares. Sin embargo, las metalicidades predichas por MZR (H19) suelen ser mayores en dos terceras partes del rango muestreado (para valores $\log(M_*/M_\odot) < 10.8$ dex) comparado con los valores promediados de nuestra distribución de datos. Esta diferencia puede deberse a la cantidad de galaxias muestreadas a baja masa estelar comparadas con el número de galaxias consideradas por [Ho \(2019\)](#).

En panel asociado al calibrador B15-IZI, incluimos el ajuste eMZR (BB17) obtenido por [Barrera-Ballesteros et al. \(2017\)](#) y la MZR extraída de [Blanc et al. \(2019\)](#) derivada para 43,000 galaxias del catálogo SDSS DR7. Este último ajuste, denotado como MZR (B19), está representado por una línea punteada morada. En este panel observamos que el ajuste eMZR (BB17) alcanza un valor máximo de abundancias en $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.7$ dex, 0.2 dex menor al valor descrito por nuestro ajuste ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.9$ dex). Además, el ajuste exponencial derivado en [Barrera-Ballesteros et al. \(2017\)](#) muestra un comportamiento similar a nuestro ajuste polinomial: la metalicidad aumenta suavemente conforme la masa estelar también incrementa, hasta alcanzar un valor constante en el régimen de masas estelares altas. Por otro lado, la relación MZR (B19) exhibe una segunda meseta a bajas masas estelares, prediciendo metalicidades más bajas que las derivadas para las galaxias poco masivas del catálogo eCALIFA. Las diferencias entre nuestro mejor ajuste de la MZR y las correspondientes relaciones de la literatura pueden ser consecuencia, nuevamente, del número de galaxias consideradas para cada ajuste, así como del modelo de fotoionización IZI⁷.

Finalmente, en el panel del calibrador P10-ONS incluimos las caracterizaciones de la MZR obtenidas por [Sánchez et al. \(2017\)](#); [Barrera-Ballesteros et al. \(2017\)](#) y [Sánchez et al. \(2019a\)](#). Observamos que los ajustes exponenciales y polinomiales de la literatura muestran metalicidades de saturación similares al valor alcanzado por nuestro ajuste. La forma exponencial eMZR de SFS17 describe metalicidades más altas en galaxias de baja masa estelar, comparado con los valores promediados de nuestra muestra. Por otro lado, la forma polinomial pMZR de SFS19 se observa desplazada ligeramente hacia metalicidades más bajas, cuyo aplanamiento a altas masas sucede a valores más bajos que el de nuestro ajuste. Además, el polinomio pMZR de SFS29 muestra una posible segunda meseta para galaxias de baja masa estelar. Este segundo aplanamiento puede tener el mismo origen que en el caso del ajuste pMZR de SFS19 para el calibrador D16-N2S2.

Resumiendo la Fig. 4.9, la caracterización de la MZR derivada en este trabajo es consistente (dentro de las incertidumbres) con la forma de la MZR para los calibra-

⁷[Blanc et al. \(2019\)](#) usan el modelo de [Levesque et al. \(2010\)](#), donde consideran diversos parámetros estelares, como los efectos de la rotación estelar sobre el espectro ionizante ([Levesque et al. 2010](#); [Mingozzi et al. 2020](#)).

dores M13-O3N2, P12-T2, PM09-O3N2 y KK04-R23, independientemente del conjunto de datos basados en espectroscopía de campo integral. En el caso de la presencia de diferencias significativas en la forma de la MZR para el resto de calibradores, estas diferencias podrían deberse al impacto de la apertura considerada para las mediciones de la abundancia de oxígeno (aperturas de 3", 1 Re o menores a 0.1 Re, véase tabla 4.3) y/o debido a las restricciones de las muestras empleadas en cada caso sobre los calibradores (D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, M13-N2, M08-R23, T04-R23, T18-NB, PG16-R, PG16-S, H19-NN, B15-IZI y P10-ONS). Además, aunque nuestro mejor ajuste para los 16 calibradores explorados es una forma polinomial, solo para el calibrador T18-NB observamos que nuestro ajuste describe una suave saturación a bajas masas, como las diversas caracterizaciones de la MZR derivadas con datos de SAMI. Esto puede reflejar la posibilidad de que una muestra más completa y significativa en el régimen de baja masa pueda revelar un aplanamiento en la MZR en este extremo (p. ej., [Blanc et al. 2019](#)). No obstante, existen diversas exploraciones basadas en galaxias de muy baja masa que sugieren una disminución monótona de la abundancia de oxígeno (p.ej., [Lee et al. 2006](#); [Rosario et al. 2008](#); [Ma et al. 2016](#)), descartando la posibilidad de un segundo posible aplanamiento de la MZR a bajas masas. Para explorar esta debatida segunda meseta requerimos más estudios con muestras más numerosas de galaxias de baja masa utilizando datos IFS. A continuación exploramos dependencias secundarias entre los residuos (ΔMZR) de la mejor MZR con respecto a los parámetros de las galaxias explorados en el Cap. 3.

4.4. Estudio de las dependencias secundarias a través de los residuos

Estudios previos han sugerido que la forma de la MZR puede verse afectada por otros observables de las galaxias, como la SFR ([Ellison et al. 2008](#); [Mannucci et al. 2010](#)), la SFE ([de Rossi et al. 2007](#); [Mouhcine et al. 2008](#)), el contenido de gas ([Erb et al. 2006](#); [Bothwell et al. 2013](#)) o con parámetros como la elipticidad de las galaxias ([Tremonti et al. 2004](#)). Sin embargo, algunos de esos parámetros están fuertemente correlacionados con la masa estelar, por ello su relación con la abundancia de oxígeno puede ser inducida por M_* . Como vimos en el Cap. 3, además de la masa estelar, algunos de los parámetros físicos explorados en la Sec. 3.1 muestran una correlación con la abundancia de oxígeno ($\rho > 0.3$). Por ello, el siguiente paso es estudiar si alguno(s) de esos 31 parámetros analizados en el capítulo anterior presentan algunas dependencias secundarias con la MZR. En otras palabras, queremos estudiar si los residuos de la MZR presentan dependencias con algunos de los parámetros mencionados anteriormente.

Para la exploración de posibles dependencias secundarias seguimos un análisis similar al aplicado en la sección anterior (Subsec. 4.2.1). Para determinar el impacto de cada observable sobre los residuos, cuantificamos la reducción en la dispersión a través de una comparación relativa de dispersiones: $\Delta\sigma/\sigma_{rel} = \frac{\sigma_{\Delta MZR} - \sigma_{res}}{\sigma_{\Delta MZR}}$, donde $\sigma_{\Delta MZR}$ es la desviación estándar de los residuos originales del mejor ajuste de la MZR y σ_{res} es la

dispersión obtenida una vez restadas las relaciones lineales que describen las tendencias entre ΔMZR y cada uno de los observables. Si llegase a existir una dependencia secundaria de ΔMZR con un observable cualquiera, un ajuste entre ambos parámetros (ΔMZR y observable) deberá de producir una dispersión σ_{res} menor en comparación con $\sigma_{\Delta\text{MZR}}$. También, incluimos un análisis de la intensidad de las correlaciones de Pearson y Spearman sobre los residuos ΔMZR en función de cada uno de los parámetros explorados. Finalmente, exploramos la pendiente (m_{Δ}) de las regresiones lineales obtenidas para cada distribución, siguiendo un procedimiento de análisis similar al mostrado con cada uno de los ajustes de la MZR.

En la Fig. 4.10 presentamos las distribuciones de los residuos del mejor ajuste de la relación masa metalicidad en función de los 31 parámetros de las galaxias de eCALIFA para el calibrador M13-O3N2. De izquierda a derecha, y de arriba a abajo, cada panel muestra las distribuciones de ΔMZR en función de los parámetros F_{gas} , z , D_L , Re , M_{HI} , M_{Din} , Morfología, $T90/T50$, F_{H_2} , $T80/T50$, SFR_{SSP} , $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$, $T50$, M_{H_2} , ΔSFMS , $s\text{SFR}$, SFE , $T90$, M_*/Re , SFR , $T80$, C , U , λ_{Re} , i y b/a (ordenados de acuerdo a la clasificación de correlación promedio de los residuos del grupo 1 de calibradores, apreciables en la Fig. 4.13). Las gráficas asociadas a los 15 calibradores restantes se pueden consultar en el Apéndice D. La reducción de las dispersiones medidas en las distribuciones presentadas en la Fig. 4.10 son tan significativas como las reportadas en la sección 3.1 del Cap. 3. Sin embargo, resaltaremos aquellos parámetros que dan lugar a mayores relaciones en la reducción de la dispersión o coeficientes de correlación que indiquen o sugieran relaciones secundarias. Los coeficientes de correlación entre los residuos del mejor ajuste MZR y las 31 observables exploradas, así como la reducción de la dispersión alcanzada después de ajustar una recta, se muestran en las Tablas 4.7, 4.5, 4.9, 4.8, 4.6 y 4.10). Es importante recordar que para la interpretación de correlaciones consideramos valores del coeficiente de correlación $\rho \lesssim 0.3$ corresponden a correlación nula, $0.3 \lesssim \rho \lesssim 0.6$ a una correlación débil, y $\rho \gtrsim 0.6$ a una clara correlación. Para evitar introducir sesgos en la comparación de la reducción de la dispersión, comparamos los observables derivados directamente de datos CO y aquellos derivados a partir de la extinción en el mismo rango dinámico.

En la Fig. 4.10 podemos observar que solo las observables $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, z , D_L muestran correlaciones débiles (con el coeficiente de Spearman $|\overline{\rho_{\Delta S}}| \approx 0.3$) con la abundancia de oxígeno, calculada usando el calibrador M13-O3N2. Para los demás parámetros, no observamos correlación, ni tendencia alguna en el comportamiento de los valores promediados. Además, en ningún caso la reducción de la dispersión mejora significativamente (en general $\Delta\sigma/\sigma_{rel} \lesssim 7\%$, véase Tabs. 4.9 y 4.10). Observamos que existe congruencia entre las distribuciones de los residuos en función de los parámetros derivados a partir de la extinción por polvo (como $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$, $F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ y SFE^{Ext}) con los datos inferidos usando mediciones de CO ($F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$, $M_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$, $F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$ y SFE^{Inf}). La ausencia de correlaciones significativas de los residuos de la MZR, en función de los 31 parámetros explorados en esta tesis, se observa independientemente si se estudian los calibradores de forma individual o en grupo.

En resumen, no encontramos evidencia de correlaciones secundarias claras (i.e. con coeficientes de correlación $|\rho_{\Delta P}|, |\rho_{\Delta S}| > 0.6$), ni reducciones de la dispersión significativa

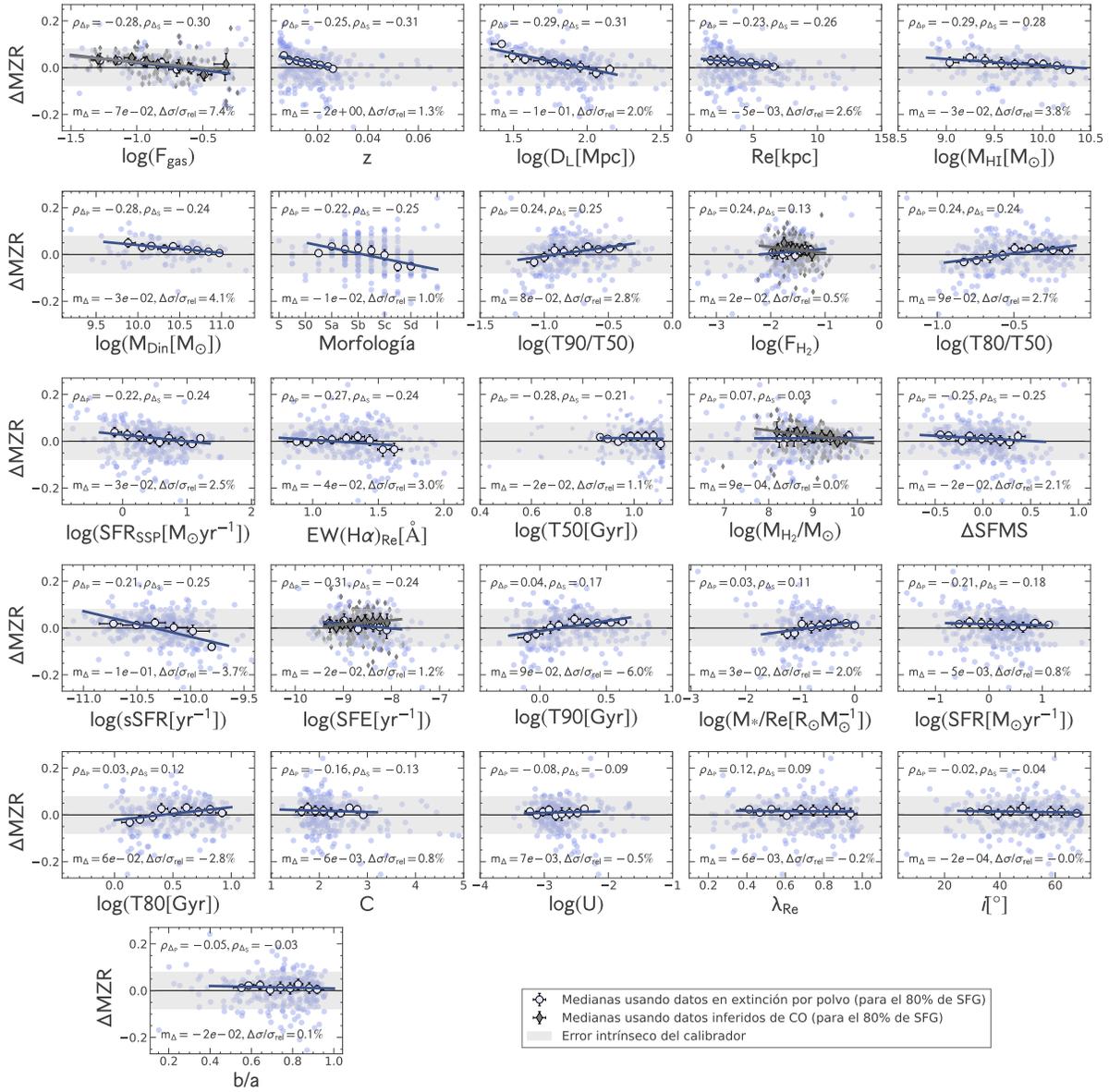


Figura 4.10: Distribución de los residuos de la relación MZR de las galaxias de nuestra muestra, utilizando el calibrador M13-O3N2, en función de cada uno de los 31 parámetros explorados en este análisis, cada uno representado en un panel. En cada panel se observa la distribución de los datos de eCALIFA (círculos azules) con la respectiva regresión lineal ajustada (línea azul). Para las observables asociadas al gas molecular (M_{H_2} , F_{H_2} , SFE y F_{gas}), hemos incluido las distribuciones asociadas a las mediciones directas de la submuestra APEX-EDGE (rombos grises), así como la regresión lineal derivada en cada caso (línea gris). Cada panel incluye los coeficientes de correlación de Pearson ($\rho_{\Delta P}$) y Spearman ($\rho_{\Delta S}$), así como la pendiente de la regresión lineal (m_{Δ}) y la reducción relativa de la dispersión ($\Delta\sigma/\sigma_{rel}$) alcanzadas tras realizar el ajuste a cada distribución.

de ΔMZR ($\gtrsim 30\%$), al introducir una dependencia secundaria con alguno de los parámetros explorados. La mayor reducción de la dispersión promedio ($\sim 6\%$) se logra al tener en cuenta la posible relación con la fracción de gas total, basada en la extinción por polvo ($F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$) en el grupo 1 de calibradores. Mientras que para el grupo 2 se alcanza con D_L (4%). Sin embargo, estas reducciones no son significativas en comparación con la reducción que se obtuvo para la MZR en el Cap. 3 ($\sim 20\%$ a 40%). También observamos que una fracción significativa de galaxias ($\sim 80\%$) muestra residuos ΔMZR más pequeños que el error sistemático asociado con el calibrador (áreas sombreadas en gris en la Fig. 4.10), esto es evidencia de que estos observables no tienen un impacto significativo en la forma de la abundancia de oxígeno como con la masa estelar. Por otro lado, si comparamos los coeficientes de correlación derivados en esta sección con los coeficientes de correlación del Cap. 3 (31 observables), podremos identificar el impacto que tiene la masa estelar sobre las posibles dependencia de otros observables sobre la abundancia de oxígeno. Para esta comparación, hemos incluido en las Figs. 4.11, 4.12, 4.13 y 4.14, los coeficientes de correlación determinados entre la abundancia de oxígeno y los observables de las galaxias (obtenidos en la Sec. 3.1, Cap. 3) y los coeficientes de correlación calculados entre los residuos de la mejor MZR con esos mismos observables (Sec. 4.4 de este capítulo). Hemos realizado la comparación por grupo de calibradores, considerando los valores de los coeficientes de correlación de Pearson y Spearman.

De acuerdo a las figuras, ordenamos los paneles al valor por medio de los coeficientes de correlación de todos los calibradores calculados en la Sec. 4.4 (disminuyendo $\rho_{\Delta P}$ o $\rho_{\Delta S}$; de arriba a abajo, de izquierda a derecha, tomando los valores promedio absolutos que se listan en la Tabla 4.7). La descripción de estas figuras es similar a las Figs. 3.1, 3.2, 3.3 y 3.4 del Cap. 3. Solo hemos incluido los símbolos sin contorno que representan los coeficientes de correlación derivados entre ΔMZR y cada observable, siguiendo la misma asignación de colores que en el capítulo anterior. En general, encontramos que los coeficientes de correlación derivados entre ΔMZR y cualquiera de los parámetros explorados son significativamente más pequeños que los coeficientes de correlación hallados para la abundancia de oxígeno. Esto sugiere que las correlaciones derivadas de la abundancia de oxígeno y los parámetros físicos reflejan una relación intrínseca entre estos parámetros y la masa estelar (o entre ellos), en lugar de una dependencia particular con la abundancia de oxígeno en sí. Además, al extraer la dependencia primaria con M_* , los observables $F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$ y $F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$ y D_L suelen dominar la clasificación de correlación, independientemente del grupo de calibradores analizado (consulte el orden de correlación mostrado en las Tabs. 4.7, 4.5, 4.8 y 4.6).

El análisis presentado en este capítulo sugiere que los 31 parámetros estudiados no parecieran tener un impacto significativo en modular la abundancia de oxígeno, como sí lo tiene la masa estelar. Aunque observables como z , D_L , $F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ ($F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$), o Re encabezan la clasificación de correlación mostrada en las Tablas 4.9 y 4.10, los coeficientes de correlación, junto con las reducciones de la dispersión alcanzadas, no indican un claro efecto sobre los residuos de la MZR.

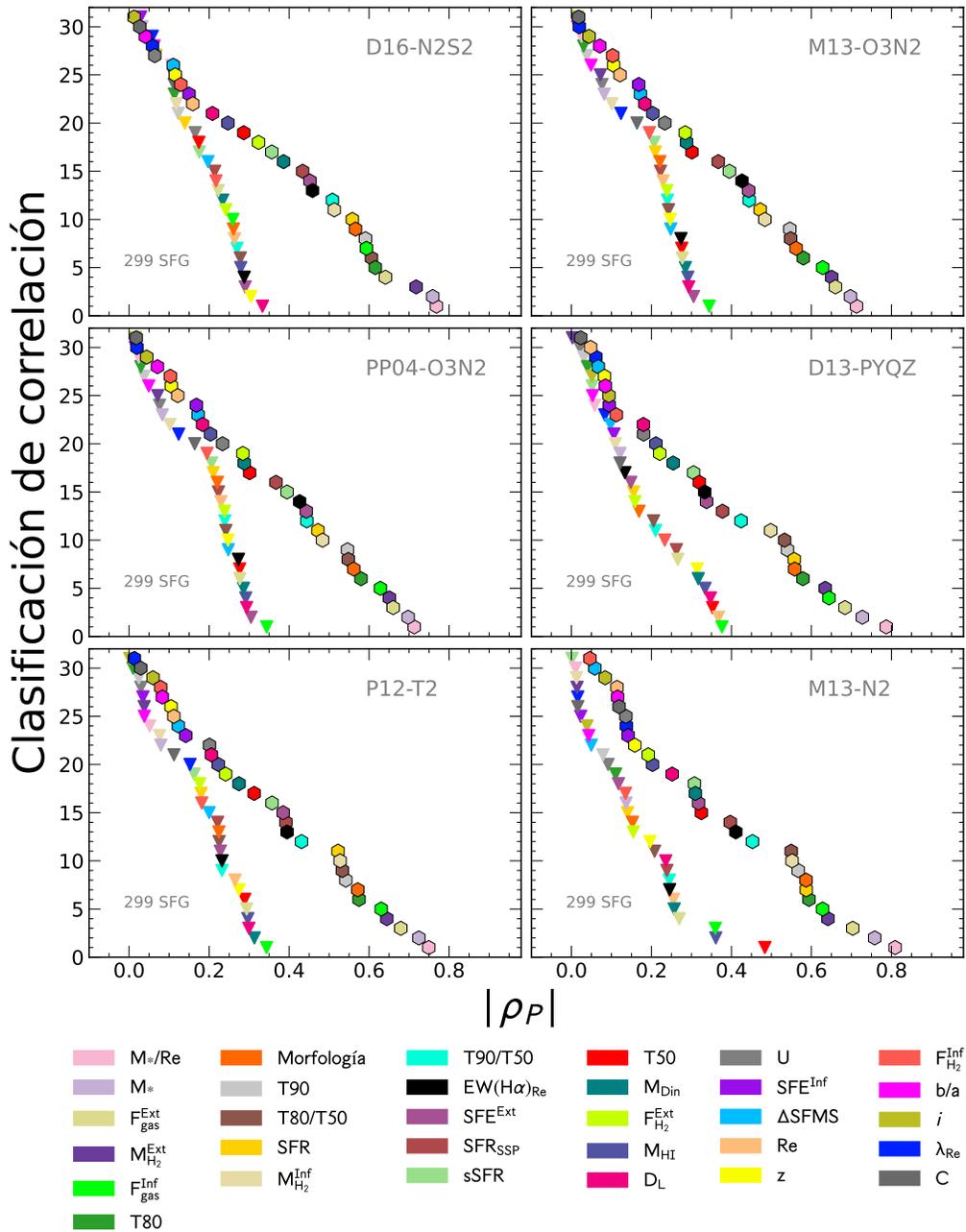


Figura 4.11: Clasificación de correlación de Pearson entre los coeficientes de correlación derivados con los residuos ΔMZR de la mejor MZR y los 31 observables. El eje horizontal está asociado al coeficiente de correlación de Pearson, mientras que el eje vertical establece el orden de correlación de los coeficiente. De esta forma los valores más pequeños del orden indican el mayor grado de correlación. Para fines comparativos incluimos la clasificación de correlación mostrada en la Fig. 3.1, cuyos valores de correlación están representados con hexágonos con contorno. En cada panel los triángulos representan los coeficientes de correlación derivados al emplear los residuos ΔMZR en cada uno de los 31 observables, usando los seis calibradores del grupo 1. Cada parámetro explorado está representado por un color diferente. Las etiquetas están ordenadas de forma descendente, de acuerdo al valor promedio absoluto de correlación directa ($|\overline{\rho_P}|$), encontrado para los calibradores de este grupo (de arriba hacia abajo y de izquierda a derecha) mostrada en la Fig. 3.1.

Tabla 4.5: Coeficientes de correlación de Pearson ($\rho_{\Delta P}$) calculados entre los residuos de la abundancia de oxígeno y cada uno de los 31 observables, para el grupo 1 de calibradores.

Calibrador	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	z	D_L	Re	M_{HI}	M_{Din}	Morfología	T90/T50	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$
D16-N2S2	-0.22 (-0.26)	-0.30	-0.33	-0.26	-0.28	-0.23	-0.26	0.27	0.24 (-0.22)
M13-O3N2	-0.28 (-0.34)	-0.25	-0.29	-0.23	-0.29	-0.28	-0.22	0.24	0.24 (-0.19)
PP04-O3N2	-0.28 (-0.34)	-0.25	-0.29	-0.23	-0.29	-0.29	-0.22	0.24	0.24 (-0.19)
D13-PYQZ	-0.27 (-0.38)	-0.31	-0.35	-0.37	-0.33	-0.32	-0.17	0.21	0.16 (-0.23)
P12-T2	-0.29 (-0.34)	-0.27	-0.30	-0.26	-0.30	-0.31	-0.22	0.23	0.18 (-0.18)
M13-N2	-0.27 (-0.36)	-0.20	-0.24	-0.26	-0.36	-0.26	-0.15	0.24	0.15 (-0.14)
Promedio	-0.27 (-0.34)	-0.26	-0.30	-0.27	-0.31	-0.28	-0.21	0.24	0.15 (-0.19)
Calibrador	T80/T50	SFR _{SSP}	EW(H α) _{Re}	T50	$M_{\text{H}_2}^{\text{ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{inf}})$	ΔSFMS	sSFR	SFE ^{Ext} (SFE ^{Inf})	T90
D16-N2S2	0.28	-0.21	-0.29	-0.17	0.11 (-0.12)	-0.20	-0.18	-0.29 (0.03)	0.12
M13-O3N2	0.24	-0.22	-0.27	-0.28	0.07 (-0.10)	-0.25	-0.21	-0.31 (-0.02)	0.04
PP04-O3N2	0.24	-0.22	-0.27	-0.28	0.07 (-0.10)	-0.25	-0.21	-0.30 (-0.02)	0.04
D13-PYQZ	0.21	-0.26	-0.13	-0.35	-0.00 (-0.11)	-0.10	-0.05	-0.15 (0.11)	-0.03
P12-T2	0.23	-0.22	-0.23	-0.29	0.04 (-0.08)	-0.20	-0.16	-0.23 (0.03)	0.02
M13-N2	0.21	-0.24	-0.25	-0.48	-0.01 (0.01)	-0.05	-0.00	-0.12 (0.02)	-0.08
Promedio	0.23	-0.23	-0.24	-0.31	0.05 (-0.08)	-0.17	-0.13	-0.23 (0.03)	0.02
Calibrador	M_*/Re	SFR	T80	C	U	λ_{Re}	i	b/a	
D16-N2S2	0.11	-0.14	0.11	-0.11	0.17	0.06	-0.07	-0.06	
M13-O3N2	0.03	-0.21	0.03	-0.16	-0.08	0.12	-0.02	-0.05	
PP04-O3N2	0.02	-0.21	0.03	-0.16	-0.08	0.12	-0.02	-0.05	
D13-PYQZ	0.06	-0.16	-0.04	-0.12	0.02	0.08	0.05	-0.05	
P12-T2	0.05	-0.18	0.01	-0.11	-0.03	0.15	-0.00	-0.04	
M13-N2	0.01	-0.14	-0.11	0.02	0.09	-0.02	0.04	-0.04	
Promedio	0.05	-0.17	0.01	-0.11	0.02	0.09	-0.00	-0.05	

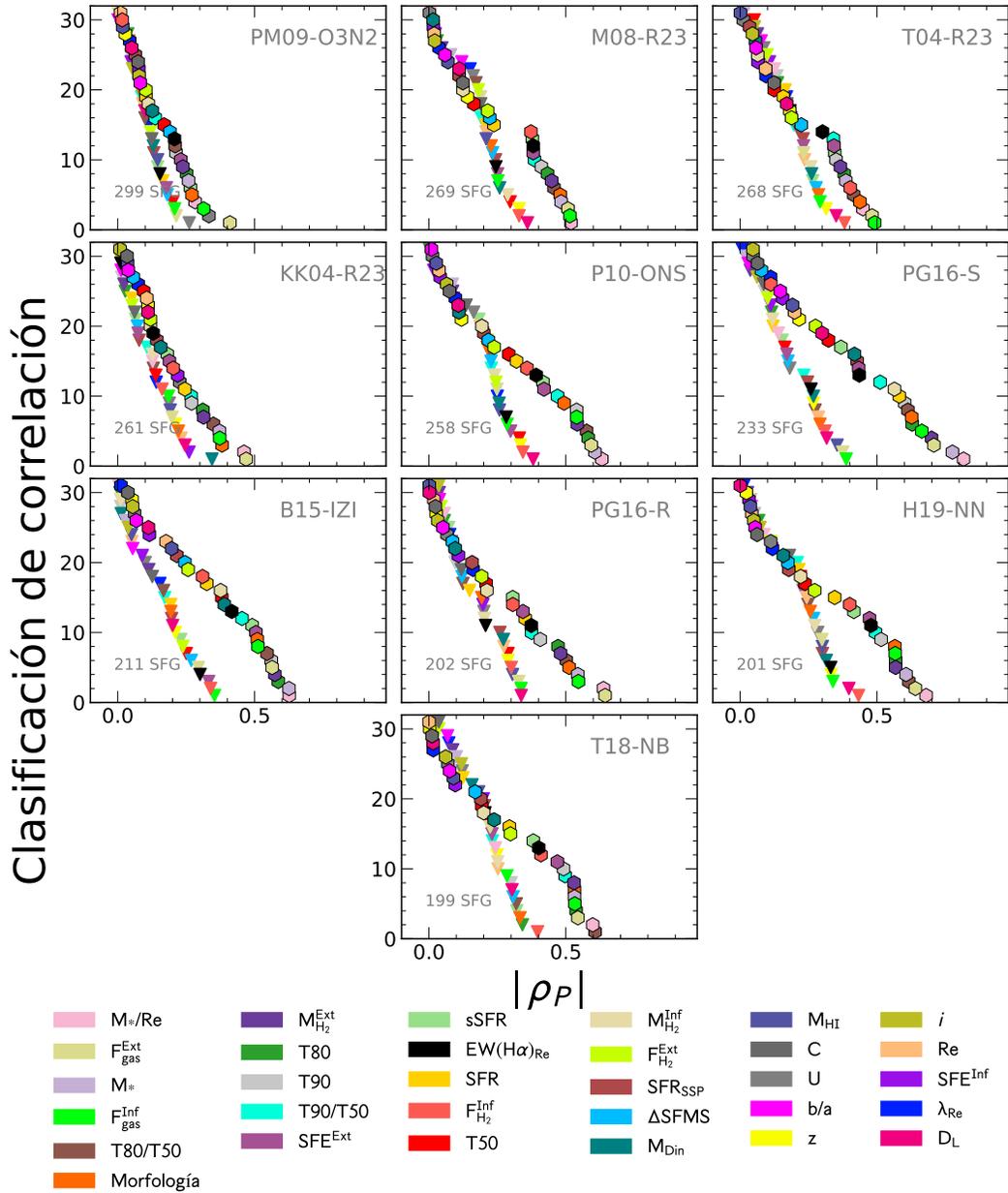


Figura 4.12: Clasificación de correlación de Pearson entre los coeficientes de correlación derivados con los residuos ΔMZR de la mejor MZR y los 31 observables, usando los seis calibradores del grupo 2. La descripción es similar a la Fig. 4.11.

Tabla 4.6: Coeficientes de correlación de Pearson ($\rho_{\Delta P}$) obtenidos entre los residuos de la MZR y cada uno de los 31 observables, para el grupo 2 de calibradores.

Calibrador	$F_{H_2}^{Ext} (F_{H_2}^{Inf})$	D_L	$F_{gas}^{Ext} (F_{gas}^{Inf})$	z	Morfología	$EW(H\alpha)_{Re}$	M_{Din}	M_{HI}	$SFE^{Ext} (SFE^{Inf})$
PM09-O3N2	0.12 (-0.04)	-0.10	-0.21 (-0.21)	-0.07	-0.08	-0.15	-0.13	-0.15	-0.18 (-0.05)
M08-R23	0.18 (-0.33)	-0.36	-0.19 (-0.25)	-0.33	-0.23	-0.24	-0.26	-0.21	-0.25 (0.02)
T04-R23	0.10 (-0.38)	-0.35	-0.23 (-0.29)	-0.31	-0.29	-0.18	-0.26	-0.19	-0.23 (0.11)
KK04-R23	0.05 (-0.16)	-0.25	-0.20 (-0.19)	-0.21	-0.22	-0.01	-0.34	-0.19	-0.07 (0.26)
T18-NB	0.04 (-0.40)	-0.30	-0.22 (-0.29)	-0.25	-0.33	-0.20	-0.16	-0.18	-0.23 (0.20)
PG16-R	0.04 (-0.30)	-0.34	-0.33 (-0.34)	-0.29	-0.19	-0.21	-0.27	-0.31	-0.08 (0.20)
PG16-S	0.10 (-0.31)	-0.32	-0.37 (-0.39)	-0.27	-0.29	-0.26	-0.27	-0.35	-0.17 (0.11)
H19-NN	0.11 (-0.43)	-0.40	-0.30 (-0.34)	-0.33	-0.26	-0.33	-0.31	-0.30	-0.23 (0.12)
B15-IZI	0.24 (-0.34)	-0.20	-0.29 (-0.35)	-0.21	-0.19	-0.30	0.01	-0.05	-0.33 (-0.09)
P10-ONS	0.24 (-0.34)	-0.38	-0.25 (-0.29)	-0.33	-0.21	-0.28	-0.26	-0.26	-0.30 (-0.02)
Promedio	0.12 (-0.3)	-0.3	-0.26 (-0.29)	-0.26	-0.23	-0.22	-0.22	-0.22	-0.21 (0.09)

Calibrador	SFR_{SSP}	Re	$\Delta SFMS$	T80/T50	sSFR	$M_{H_2}^{Ext} (M_{H_2}^{Inf})$	T90/T50	T50	SFR
PM09-O3N2	-0.13	-0.09	-0.18	0.10	-0.15	0.01 (-0.00)	0.09	-0.20	-0.16
M08-R23	-0.24	-0.21	-0.23	0.17	-0.19	0.05 (-0.29)	0.19	-0.30	-0.21
T04-R23	-0.23	-0.24	-0.28	0.22	-0.27	0.06 (-0.26)	0.20	-0.05	-0.16
KK04-R23	-0.08	-0.23	-0.07	0.13	-0.07	0.02 (-0.13)	0.11	-0.14	-0.05
T18-NB	-0.20	-0.25	-0.31	0.32	-0.32	0.09 (-0.25)	0.23	0.22	-0.12
PG16-R	-0.26	-0.27	-0.12	0.12	-0.07	-0.04 (-0.20)	0.08	-0.29	-0.15
PG16-S	-0.25	-0.29	-0.17	0.27	-0.15	0.04 (-0.12)	0.23	-0.16	-0.12
H19-NN	-0.30	-0.24	-0.27	0.25	-0.22	0.03 (-0.27)	0.21	-0.22	-0.21
B15-IZI	-0.20	-0.05	-0.27	0.17	-0.23	0.11 (-0.01)	0.17	-0.25	-0.19
P10-ONS	-0.20	-0.19	-0.23	0.23	-0.18	0.09 (-0.24)	0.23	-0.33	-0.21
Promedio	-0.21	-0.21	-0.21	0.2	-0.18	0.05 (-0.18)	0.17	-0.17	-0.16

Calibrador	C	λ_{Re}	U	M_*/Re	T80	T90	i	b/a
PM09-O3N2	-0.12	0.11	-0.26	-0.05	-0.04	-0.05	0.05	-0.00
M08-R23	-0.19	0.15	0.16	0.01	-0.03	-0.01	-0.02	-0.12
T04-R23	-0.17	0.17	0.09	0.12	0.14	0.13	-0.05	-0.08
KK04-R23	-0.06	0.14	-0.19	0.13	0.03	0.01	0.01	0.01
T18-NB	-0.04	0.07	0.12	0.24	0.34	0.30	-0.12	0.07
PG16-R	-0.12	-0.08	0.20	0.06	-0.06	-0.10	-0.04	-0.04
PG16-S	-0.09	-0.01	0.18	0.14	0.11	0.09	-0.06	0.03
H19-NN	-0.18	-0.01	0.28	0.09	0.07	0.04	-0.07	-0.04
B15-IZI	-0.13	0.15	0.10	-0.00	-0.01	-0.01	-0.04	-0.05
P10-ONS	-0.14	0.25	0.16	-0.01	0.00	0.01	-0.04	-0.09
Promedio	-0.12	0.1	0.08	0.07	0.06	0.04	-0.04	-0.03

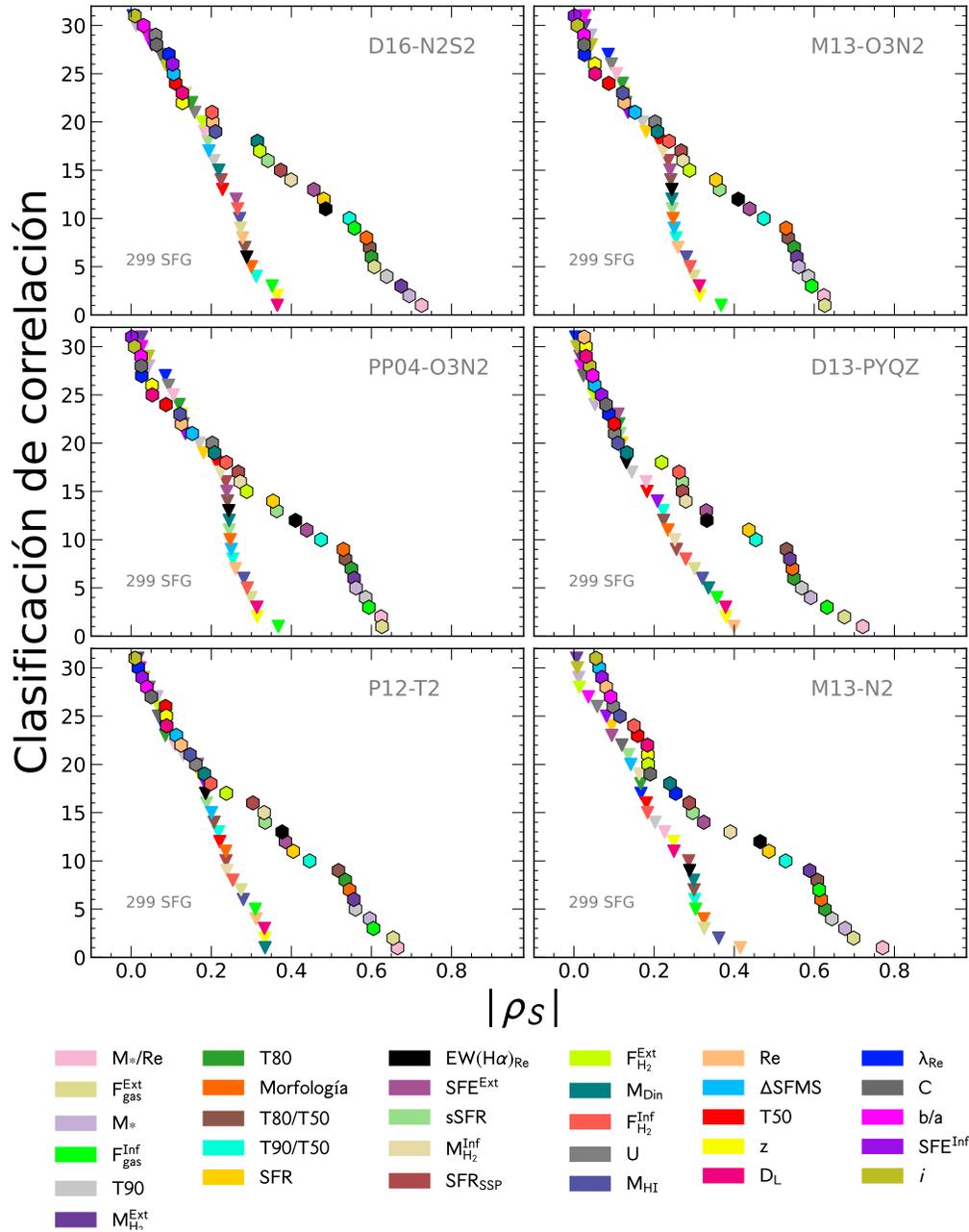


Figura 4.13: Clasificación de correlación de Spearman entre los coeficientes de correlación derivados con los residuos ΔMZR de la mejor MZR y los 31 observables, para el grupo 1 de calibradores. La descripción es similar a la Fig. 4.11.

Tabla 4.7: Coeficientes de correlación de Spearman ($\rho_{\Delta S}$) calculados entre los residuos de la abundancia de oxígeno y cada uno de los 31 observables, para el grupo 1 de calibradores. Los parámetros derivados de los datos observados a partir de CO se incluyen en las columnas asociadas a los datos obtenidos a partir de la extinción (indicados con superíndice ^{inf} y ^{ext}, respectivamente).

Calibrador	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	z	D_L	Re	M_{HI}	M_{Din}	Morfología	T90/T50	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$
D16-N2S2	-0.27 (-0.35)	-0.36	-0.36	-0.28	-0.27	-0.22	-0.30	0.31	0.18 (-0.27)
M13-O3N2	-0.30 (-0.37)	-0.31	-0.31	-0.26	-0.28	-0.24	-0.25	0.25	0.13 (-0.29)
PP04-O3N2	-0.30 (-0.37)	-0.31	-0.31	-0.26	-0.28	-0.24	-0.25	0.25	0.12 (-0.29)
D13-PYQZ	-0.30 (-0.36)	-0.38	-0.38	-0.40	-0.32	-0.34	-0.23	0.22	0.05 (-0.28)
P12-T2	-0.27 (-0.31)	-0.33	-0.33	-0.31	-0.28	-0.33	-0.24	0.22	0.07 (-0.25)
M13-N2	-0.33 (-0.30)	-0.25	-0.25	-0.42	-0.36	-0.30	-0.32	0.30	0.01 (-0.18)
Promedio	-0.30 (-0.34)	-0.33	-0.33	-0.32	-0.30	-0.28	-0.27	0.26	0.07 (-0.26)
Calibrador	T80/T50	SFR _{SSP}	EW(H α) _{Re}	T50	$M_{\text{H}_2}^{\text{ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{inf}})$	ΔSFMS	sSFR	SFE ^{Ext} (SFE ^{Inf})	T90
D16-N2S2	0.28	-0.22	-0.29	-0.23	0.10 (-0.14)	-0.19	-0.19	-0.26 (0.05)	0.21
M13-O3N2	0.24	-0.24	-0.24	-0.21	0.03 (-0.22)	-0.25	-0.25	-0.24 (0.13)	0.17
PP04-O3N2	0.24	-0.24	-0.24	-0.21	0.03 (-0.22)	-0.25	-0.24	-0.24 (0.14)	0.17
D13-PYQZ	0.22	-0.26	-0.13	-0.18	-0.02 (-0.25)	-0.12	-0.12	-0.11 (0.21)	0.14
P12-T2	0.21	-0.24	-0.19	-0.22	-0.02 (-0.24)	-0.20	-0.19	-0.17 (0.18)	0.13
M13-N2	0.30	-0.29	-0.29	-0.18	0.01 (-0.16)	-0.14	-0.14	-0.09 (0.08)	0.20
Promedio	0.25	-0.25	-0.23	-0.21	0.02 (-0.21)	-0.19	-0.19	-0.19 (0.13)	0.17
Calibrador	M_*/Re	SFR	T80	C	U	λ_{Re}	i	b/a	
D16-N2S2	0.18	-0.11	0.15	-0.07	0.16	0.01	-0.09	-0.04	
M13-O3N2	0.11	-0.18	0.12	-0.13	-0.09	0.09	-0.04	-0.03	
PP04-O3N2	0.11	-0.18	0.12	-0.13	-0.09	0.09	-0.04	-0.03	
D13-PYQZ	0.18	-0.12	0.11	-0.02	0.05	0.00	-0.01	-0.02	
P12-T2	0.11	-0.17	0.09	-0.07	-0.05	0.08	-0.03	-0.02	
M13-N2	0.23	-0.09	0.17	0.12	0.06	-0.17	0.01	0.04	
Promedio	-0.01	-0.31	0.13	-0.20	0.17	0.17	-0.13	-0.02	

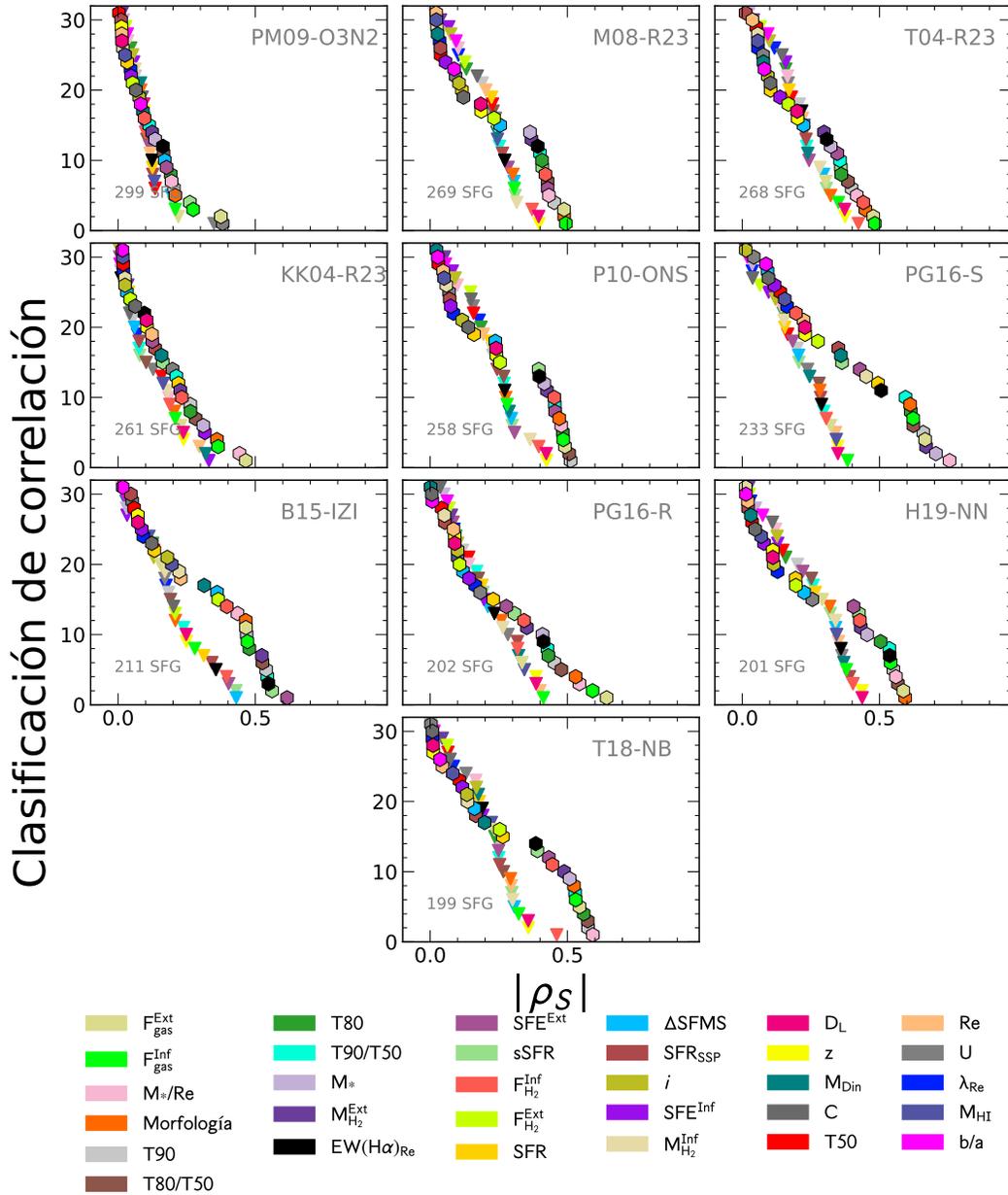


Figura 4.14: Clasificación de correlación de Spearman entre los coeficientes de correlación derivados con los residuos ΔMZR de la mejor MZR y los 31 observables, usando los diez calibradores del grupo 2. La descripción es similar a la Fig. 4.13.

Tabla 4.8: Coeficientes de correlación de Spearman ($\rho_{\Delta S}$) obtenidos entre los residuos de la MZR y cada uno de los 31 observables, para el grupo 2 de calibradores.

Calibrador	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	z	D_L	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	ΔSFMS	sSFR	Morfología	SFR _{SSP}	Re
PM09-O3N2	0.03 (-0.10)	-0.09	-0.09	-0.22 (-0.21)	-0.19	-0.20	-0.08	-0.13	-0.12
M08-R23	0.13 (-0.37)	-0.40	-0.39	-0.24 (-0.31)	-0.31	-0.31	-0.30	-0.26	-0.20
T04-R23	0.06 (-0.42)	-0.37	-0.37	-0.30 (-0.35)	-0.30	-0.31	-0.32	-0.23	-0.22
KK04-R23	-0.04 (-0.19)	-0.24	-0.24	-0.23 (-0.21)	-0.06	-0.08	-0.21	-0.08	-0.30
T18-NB	0.06 (-0.46)	-0.36	-0.36	-0.23 (-0.32)	-0.31	-0.30	-0.29	-0.25	-0.30
PG16-R	-0.07 (-0.32)	-0.39	-0.39	-0.33 (-0.41)	-0.21	-0.19	-0.26	-0.32	-0.40
PG16-S	0.06 (-0.31)	-0.35	-0.35	-0.32 (-0.38)	-0.21	-0.21	-0.28	-0.29	-0.34
H19-NN	0.03 (-0.40)	-0.44	-0.44	-0.29 (-0.38)	-0.34	-0.32	-0.32	-0.39	-0.35
B15-IZI	0.21 (-0.39)	-0.25	-0.25	-0.15 (-0.28)	-0.43	-0.43	-0.21	-0.34	-0.07
P10-ONS	0.15 (-0.40)	-0.42	-0.42	-0.23 (-0.28)	-0.30	-0.30	-0.28	-0.24	-0.19
Promedio	0.06 (-0.34)	-0.33	-0.33	-0.26 (-0.31)	-0.26	-0.26	-0.25	-0.25	-0.25

Calibrador	$M_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	M_{HI}	M_{Din}	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$	T90/T50	$\text{SFE}^{\text{Ext}} (\text{SFE}^{\text{Inf}})$	T80/T50	SFR	T90
PM09-O3N2	-0.02 (-0.06)	-0.13	-0.08	-0.12	0.10	-0.12 (0.06)	0.10	-0.13	0.06
M08-R23	0.04 (-0.32)	-0.25	-0.24	-0.27	0.25	-0.28 (0.07)	0.23	-0.22	0.19
T04-R23	0.04 (-0.28)	-0.23	-0.24	-0.22	0.23	-0.24 (0.16)	0.23	-0.17	0.21
KK04-R23	-0.04 (-0.18)	-0.16	-0.32	0.01	0.08	-0.01 (0.33)	0.10	-0.04	0.05
T18-NB	0.04 (-0.30)	-0.22	-0.18	-0.19	0.25	-0.25 (0.19)	0.27	-0.18	0.25
PG16-R	-0.08 (-0.26)	-0.34	-0.32	-0.23	0.17	-0.08 (0.20)	0.18	-0.19	0.12
PG16-S	0.01 (-0.15)	-0.34	-0.25	-0.29	0.30	-0.18 (0.10)	0.28	-0.15	0.20
H19-NN	-0.02 (-0.34)	-0.34	-0.37	-0.36	0.26	-0.22 (0.13)	0.25	-0.27	0.20
B15-IZI	0.07 (-0.17)	-0.11	-0.03	-0.36	0.24	-0.40 (-0.03)	0.19	-0.31	0.18
P10-ONS	0.05 (-0.36)	-0.24	-0.29	-0.27	0.27	-0.31 (0.08)	0.27	-0.22	0.23
Promedio	0.01 (-0.24)	-0.24	-0.23	-0.23	0.21	-0.21 (0.13)	0.21	-0.19	0.17

Calibrador	T50	T80	U	M_*/Re	C	i	λ_{Re}	b/a
PM09-O3N2	-0.13	0.05	-0.35	0.03	-0.09	0.05	0.10	0.03
M08-R23	-0.23	0.13	0.24	0.10	-0.17	-0.07	0.10	-0.09
T04-R23	-0.18	0.16	0.17	0.16	-0.14	-0.10	0.12	-0.09
KK04-R23	-0.16	0.04	-0.13	0.18	0.04	-0.00	0.07	-0.01
T18-NB	-0.06	0.24	0.13	0.17	-0.07	-0.17	0.08	0.01
PG16-R	-0.14	0.09	0.28	0.14	-0.04	-0.10	-0.09	-0.06
PG16-S	-0.17	0.15	0.24	0.14	-0.04	-0.12	-0.04	0.02
H19-NN	-0.15	0.16	0.36	0.12	-0.11	-0.13	-0.03	-0.07
B15-IZI	-0.13	0.13	0.17	-0.01	-0.20	-0.13	0.17	-0.02
P10-ONS	-0.16	0.18	0.16	0.10	-0.15	-0.09	0.18	-0.06
Promedio	-0.15	0.13	0.13	0.11	-0.1	-0.09	0.07	-0.03

Tabla 4.9: Porcentajes de la reducción de la dispersión obtenido para la distribución de la abundancia de oxígeno, una vez eliminada la mejor relación, para cada uno de los parámetros analizados, para el grupo 1 de calibradores. Los parámetros derivados de los datos observados a partir de CO se incluyen en las columnas asociadas a los datos obtenidos a partir de la extinción (indicados con superíndice $^{\text{inf}}$ y $^{\text{ext}}$, respectivamente).

Calibrador	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$ ($F_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$)	D_L	M_{HI}	Re	T50	T80/T50	T90/T50	$M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ ($M_{\text{H}_2}^{\text{inf}}$)	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$
D16-N2S2	6.4 (4.4)	5.5	1.7	2.7	0.0	3.8	2.1	-0.0 (1.8)	2.8
M13-O3N2	7.4 (6.4)	2.0	3.8	2.7	1.1	2.7	2.8	0.0 (2.5)	3.0
PP04-O3N2	7.4 (6.4)	0.5	3.8	2.7	0.9	2.7	2.7	0.0 (2.5)	2.7
D13-PYQZ	7.9 (6.0)	6.2	5.7	7.0	6.4	1.8	2.0	0.1 (3.0)	0.5
P12-T2	6.4 (4.6)	4.3	2.8	2.5	4.0	2.5	2.7	-0.2 (2.4)	1.0
M13-N2	7.4 (3.6)	1.2	6.6	3.1	6.3	2.2	3.0	-0.3 (0.6)	1.9
Promedio	7.2 (5.2)	3.3	4.1	3.4	3.1	2.6	2.6	-0.1 (2.1)	2.0

Calibrador	Morfología	SFR	SFE^{Ext} (SFE^{Inf})	M_{Din}	SFR_{SSP}	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$ ($F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}}$)	ΔSFMS	z	b/a
D16-N2S2	2.5	1.0	1.9 (-1.2)	1.6	1.8	0.3 (2.7)	1.9	-0.7	-0.6
M13-O3N2	1.0	0.8	1.2 (-1.5)	4.1	2.5	0.5 (1.8)	2.1	1.3	0.1
PP04-O3N2	1.8	1.0	1.2 (-1.5)	3.1	2.5	0.5 (1.8)	2.1	1.8	0.1
D13-PYQZ	-0.4	0.1	0.3 (-1.1)	5.1	3.4	-0.1 (2.4)	-0.1	4.8	-0.2
P12-T2	1.5	1.4	0.8 (-0.3)	4.3	2.2	-0.0 (1.4)	1.4	2.2	0.1
M13-N2	-0.1	0.9	0.0 (-2.2)	3.0	2.9	-0.1 (0.8)	0.1	-2.8	-0.2
Promedio	1.0	0.9	0.9 (-1.3)	3.5	2.5	0.2 (1.8)	1.2	1.1	-0.1

Calibrador	i	λ_{Re}	C	U	sSFR	M_*/Re	b/a	T80	T90
D16-N2S2	0.2	-1.0	-0.6	-3.8	0.9	-2.5	-0.0	-4.3	
M13-O3N2	-0.0	-0.2	0.8	-0.5	-3.7	-2.0	-2.8	-6.0	
PP04-O3N2	-0.0	-0.3	1.2	-0.5	-3.6	-1.8	-3.0	-6.3	
D13-PYQZ	-0.9	-0.9	-2.3	-1.1	0.1	-1.8	-4.7	-8.1	
P12-T2	-0.0	0.3	-2.2	-0.2	-0.3	-1.4	-0.8	-0.7	
M13-N2	-0.3	-0.6	-0.5	0.4	-0.7	-0.6	-3.9	-3.7	
Promedio	-0.2	-0.5	-0.6	-0.9	-1.2	-1.7	-2.5	-4.9	

Tabla 4.10: Porcentajes de la reducción de la dispersión obtenido para la distribución de la abundancia de oxígeno una vez eliminada la mejor relación para cada uno de los parámetros analizados, para el grupo 2 de calibradores.

Calibrador	D_L	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	$M_{\text{H}_2}^{\text{ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{inf}})$	M_{Din}	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$	M_{HI}	$\text{SFE}^{\text{Ext}} (\text{SFE}^{\text{Inf}})$	Morfología	ΔSFMS
PM09-O3N2	0.2	1.4 (0.8)	0.2 (0.3)	0.4	0.1 (-0.1)	0.7	-0.6 (-0.9)	0.2	1.1
M08-R23	6.4	3.7 (2.9)	-0.1 (3.8)	3.1	0.4 (2.6)	0.8	3.0 (0.3)	0.2	-0.7
T04-R23	5.2	3.9 (3.4)	-0.2 (2.5)	3.3	0.0 (3.6)	1.5	2.0 (1.3)	1.7	3.3
KK04-R23	2.9	3.7 (1.6)	-0.0 (0.9)	6.1	0.0 (0.7)	1.7	-0.0 (5.3)	2.4	-1.6
T18-NB	3.4	2.8 (7.5)	-0.0 (3.1)	1.0	-0.1 (4.5)	1.7	2.3 (1.4)	4.1	4.4
PG16-R	5.7	6.4 (1.8)	-0.0 (3.1)	3.3	-0.1 (1.8)	3.7	0.7 (0.5)	-0.0	-0.1
PG16-S	4.3	5.6 (4.2)	-0.5 (2.1)	1.0	0.0 (2.4)	6.5	0.6 (0.5)	4.0	1.5
H19-NN	7.5	5.1 (3.4)	0.0 (6.0)	4.3	0.2 (4.0)	4.0	2.9 (-0.4)	2.3	3.6
B15-IZI	2.0	1.7 (3.8)	0.2 (0.7)	-0.0	1.2 (1.4)	-0.1	5.4 (0.6)	1.7	3.4
P10-ONS	6.9	4.5 (3.4)	0.1 (6.9)	2.4	0.1 (2.9)	2.5	3.2 (-0.3)	1.1	2.2
Promedio	4.4	3.9 (3.3)	-0.0 (2.9)	2.5	0.2 (2.4)	2.3	2.0 (0.8)	1.8	1.7

Calibrador	$\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$	T80/T50	Re	SFR_{SSP}	T90/T50	λ_{Re}	SFR	sSFR	b/a
PM09-O3N2	0.9	0.5	-1.8	0.4	0.4	0.2	0.6	1.0	-0.2
M08-R23	1.6	0.4	2.2	1.6	0.2	1.1	0.5	-5.1	0.7
T04-R23	0.7	1.9	2.1	2.5	1.0	1.1	0.7	1.6	-0.2
KK04-R23	-1.4	0.7	0.2	-1.3	0.4	0.8	-1.5	-2.8	-0.3
T18-NB	0.8	4.7	2.3	-0.7	1.5	-1.3	-0.5	5.2	-0.7
PG16-R	-3.9	-2.3	1.3	1.5	-0.6	0.3	0.6	-0.8	-1.1
PG16-S	3.1	3.8	4.1	2.6	1.9	-0.1	0.5	1.2	0.0
H19-NN	5.6	1.7	2.7	3.2	2.2	-1.8	0.2	2.2	-0.0
B15-IZI	4.6	1.4	-0.4	1.0	1.1	1.0	-0.1	1.1	0.1
P10-ONS	4.0	2.6	1.1	-0.2	2.4	3.0	0.3	-3.6	0.4
Promedio	1.6	1.5	1.4	1.1	1.0	0.4	0.1	0.0	-0.1

Calibrador	i	z	T50	T80	M_*/Re	U	C	T90
PM09-O3N2	0.1	-10.0	1.8	-0.9	-3.7	1.4	-5.4	-2.0
M08-R23	-3.0	0.8	1.5	-2.0	-0.1	-0.5	1.8	-9.9
T04-R23	0.1	-1.8	-1.6	0.6	-1.2	-0.2	-0.1	-3.6
KK04-R23	-0.2	1.8	-0.5	-0.1	0.2	0.2	-9.7	-1.9
T18-NB	0.7	-14.0	-11.1	4.1	1.5	0.7	-4.2	2.9
PG16-R	-0.4	3.5	3.3	-3.6	-3.9	-2.6	-4.2	-6.2
PG16-S	0.1	3.6	1.3	-0.4	0.9	-3.3	-0.2	-5.3
H19-NN	0.3	5.3	-3.9	-4.0	-1.4	-8.3	-1.8	-1.6
B15-IZI	-0.1	0.9	2.8	-0.8	-0.9	-1.0	-0.7	-4.3
P10-ONS	-0.2	4.1	-0.5	-2.2	-0.3	1.1	-0.7	-6.9
Promedio	-0.3	-0.6	-0.7	-0.9	-0.9	-1.2	-2.5	-3.9

4.4.1. Correlación secundaria con z

Como hemos visto hasta ahora, la distancia cosmológica y el corrimiento al rojo muestran una correlación débil con ΔMZR , una vez eliminada la dependencia con la masa estelar (ambos observables con correlaciones negativas, i.e., $|\rho_{\Delta}| \approx 0.3$). Este resultado podría indicar que la abundancia de oxígeno experimenta un efecto en donde mayor distancia implicaría valores más bajos de $\log(\text{O}/\text{H})$ (p.ej., Pérez-Montero et al. 2013; Huang et al. 2019). Sin embargo, la dispersión de la abundancia de oxígeno como función de z de la Fig. 4.10 pudiera ser de origen espurio, generado por el sesgo del tamaño de las observaciones disponibles para cada calibrador o incluso reflejar algún efecto evolutivo de la MZR dentro del Universo cercano. En este sentido, recientemente una serie de estudios han explorado la evolución de la abundancia de oxígeno a diferentes corrimientos al rojo, desde $z = 0.05$ hasta $z \lesssim 2$ (Savaglio et al. 2005; Rodrigues et al. 2008; Moustakas et al. 2011; Lara-López et al. 2013; Saviane et al. 2014; Erb et al. 2006; Maiolino et al. 2008; Salim et al. 2015). De acuerdo con estos estudios, la relación masa-metalicidad experimenta una evolución dependiendo del rango de corrimiento al rojo, mostrando un aplanamiento en los corrimientos al rojo altos, y una disminución en la metalicidad en corrimientos al rojo bajos. Por tanto, un efecto del corrimiento al rojo sobre la MZR podría ser interpretado como un aumento de la dispersión debido a un desplazamiento de la relación masa-metalicidad.

Para evaluar un posible efecto del corrimiento al rojo sobre la dispersión de la MZR, hemos incluido un análisis basado en una simulación Monte Carlo, en la cual para cada galaxia perturbamos la masa estelar calculada a partir de la distancia ($M_* \propto L(z)^2$), introduciendo un error aleatorio en la medida del corrimiento al rojo, tal que $z' = z + \Delta z$ ($\Delta z \lesssim 150$ km/s en el mismo rango de las observaciones: $0.008 < z < 0.05$). Finalmente, la masa estelar se re-calcula como $M'_* = M_* \cdot (L(z')^2/L(z)^2)$. Con este análisis iterativo buscamos identificar si el corrimiento al rojo aumenta la dispersión intrínseca de la MZR. En la Fig. 4.15 mostramos el resultado de las iteraciones (representado con los puntos naranjas). La línea negra representa el mejor ajuste de la MZR para el calibrador M13-O3N2. En el panel inferior derecho hemos incluido los residuos, calculados a partir de la MZR y de la simulación MC.

Como podemos observar en la Fig. 4.15, variar de forma aleatoria la masa estelar como función del corrimiento al rojo no genera dispersión significativa en la relación MZR ($\sigma_{\Delta\text{MZR}} = 1 \times 10^{-4}$), aunque notamos que los residuos de la MZR simulada exhiben una dispersión mayor relativa a bajas masas que en el régimen opuesto de masa. Este análisis sugiere que el corrimiento al rojo no produce ningún efecto en la dispersión de la relación MZR para galaxias cercanas.

En resumen, se requiere una exploración amplia de las diferentes técnicas de ajuste y criterios estadísticos para obtener la mejor MZR posible. De esta forma es posible minimizar la dispersión de los residuos de la relación MZR. Además, con la mejor caracterización de esta relación, nuestro análisis muestra que los parámetros que exhiben correlaciones directas con la abundancia de oxígeno, no modifican significativamente la dispersión de los residuos, una vez minimizada la dependencia con la masa estelar. Es-

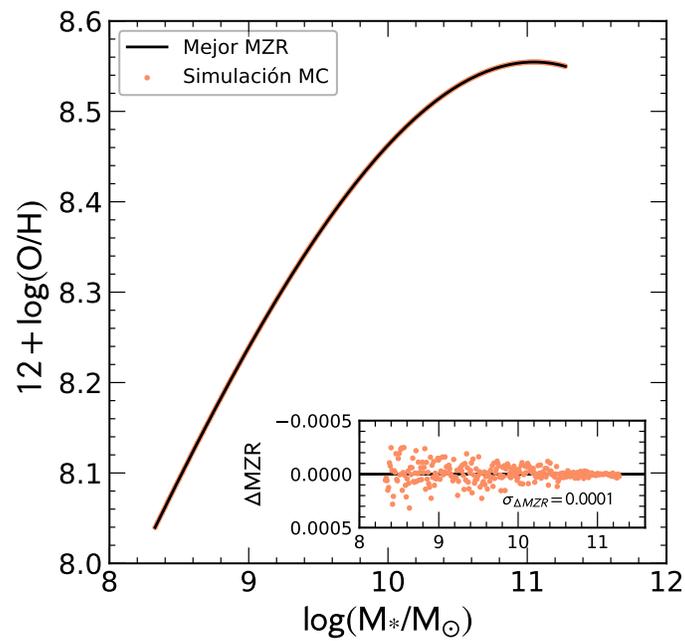


Figura 4.15: Distribución de la relación MZR construida, a partir de una simulación Monte Carlo, sobre el mejor ajuste, al variar aleatoriamente el corrimiento al rojo de la muestra. En el panel inferior mostramos los residuos resultantes de la simulación. Esta prueba muestra el poco impacto que podría tener el corrimiento al rojo en nuestros residuos.

to sugiere que los 12 parámetros candidatos analizados en el Cap. 3, Sec. 3.1 (M_*/R_e , $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}(F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$, $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$, T80, Morfología, T90, T80/T50, T90/T50, $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{R_e}$, SFE^{Ext} y sSFR) no juegan un papel importante en la forma de la MZR, sino que pueden estar relacionados directamente con la masa estelar o entre ellos mismos.

Capítulo 5

FMR generalizada

En el Cap. 3 encontramos que hay una serie de propiedades (M_* , F_{gas} y M_*/R_e), con una clara dependencia con la M_* , que correlacionan fuertemente con la abundancia de oxígeno. Al caracterizar, y posteriormente abstraer, la dependencia primaria que presenta la abundancia de oxígeno con M_* , encontramos que no hay dependencias secundarias significativas con ninguno de los observables explorados. Sin embargo, aún queda por explorar si los observables, estudiados en los capítulos anteriores, pueden reducir la dispersión de la abundancia de oxígeno al suponer que ésta depende simultáneamente de la masa estelar y de algún otro parámetro. En especial, buscamos identificar si la Relación Fundamental de Metalicidad, (FMR), descrita por [Mannucci et al. \(2010\)](#) es un artificio estadístico o un fenómeno físico real, siguiendo la metodología aplicada a los 16 diferentes calibradores descritos en el Cap. 2.

5.1. Relación Fundamental de Metalicidad

En los últimos años se han llevado a cabo diversas exploraciones que sugieren que la masa estelar y la abundancia de oxígeno se relacionan fuertemente de forma simultánea con la SFR (p.ej., [Ellison et al. 2008](#); [Mannucci et al. 2010](#); [Lara-López et al. 2010](#); [Hirschauer et al. 2018](#); [Cresci et al. 2019](#)). Esta relación es conocida como Relación Fundamental de Metalicidad (denotada como FMR por sus siglas en inglés), fue sugerida por primera vez en [Mannucci et al. \(2010\)](#) (M10) a través de una exploración de datos espectroscópicos de fibra única (*single fiber-spectroscopy*) tomados del cartografiado SDSS-DR7. De acuerdo con la exploración presentada por [Mannucci et al. \(2010\)](#) usando más de 140,000 galaxias en proceso de formación estelar del Universo local ($z < 0.30$), estos tres observables ($12 + \log(\text{O}/\text{H})$, M_* y SFR) definen una superficie de tres dimensiones donde la relación MZR es una proyección de esta relación fundamental (véase también [Lara-López et al. 2010](#)).

Bajo el marco de la FMR, galaxias en el mismo rango de masa estelar presentan una disminución de metalicidad conforme la SFR aumenta, mientras que para galaxias muy masivas, la metalicidad no parece mostrar dependencia alguna con la SFR. Aunque la relación FMR es ampliamente aceptada, aún existe un fuerte debate sobre la existencia

de dicha relación. Algunos autores (p.ej., [Kashino et al. 2016](#); [Telford et al. 2016](#); [Sánchez et al. 2017](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2017](#); [Vale Asari et al. 2019](#); [Sánchez et al. 2019a](#)) han sugerido que las dependencias secundarias de la abundancia de oxígeno pueden ser atribuidas a diferentes sesgos asociados con la apertura de las observaciones, la calibración de la metalicidad, las muestras empleadas, el corrimiento al rojo, entre otros. Tal es el caso del muestreo del SDSS, cuya apertura otorgada por las fibras corresponde a 3 arcosegundos centrales, lo que limita la recuperación de la información espectroscópica para estimar la luz emitida por la fuente solo a la parte central de las galaxias (p.ej., [Yates et al. 2012](#); [Rosales-Ortega et al. 2012](#); [Sánchez et al. 2013](#)).

De acuerdo con [Yates et al. \(2012\)](#), la estimación de la SFR total media puede ser aproximadamente 0.6 dex más alta que la SFR de la fibra, con un mayor efecto en galaxias de baja masa y de bajo corrimiento al rojo. Este sesgo por apertura también puede afectar la estimación de la abundancia de oxígeno (p.ej., [Sánchez et al. 2012a,b](#)), ya que en galaxias ubicadas a altos corrimientos al rojo, la superficie de la galaxia cubierta por la fibra del SDSS es mayor que en galaxias más cercanas de la misma masa estelar. Por tanto, las estimaciones de parámetros, como SFR o la abundancia de oxígeno, usando espectroscopía de una sola fibra pueden no ser representativas de toda la galaxia y pueden presentar una dependencia con la corrección de apertura aplicada (p.ej., [Gerssen et al. 2012](#)). También se ha encontrado que la elección del calibrador de metalicidad podría estar induciendo correlaciones falsas con la relación masa-metalicidad, debido a: i) errores sistemáticos asociados a las líneas de emisión empleadas, o ii) los intervalos de confianza impuestos para los indicadores de metalicidad, o iii) la degeneración existente entre la metalicidad y otros parámetros tales como el parámetro de ionización, o incluso por iv) diversas suposiciones empleadas en los modelos de fotoionización o el método con el que se determinó el calibrador empleado. Concretamente, [Telford et al. \(2016\)](#) señalan que existe una anticorrelación más débil entre la metalicidad y la SFR, a una masa estelar fija, que la señalada por [Mannucci et al. \(2010\)](#) incluso con el mismo muestreo de galaxias SDSS-DR7; y que dicha anticorrelación es fuerte solo para unas pocas galaxias y que depende del calibrador empleado. Mientras que en [Kashino et al. \(2016\)](#) señalan que la anticorrelación entre la metalicidad y la tasa de formación estelar desaparece al utilizar un calibrador de metalicidad diferente.

Por otro lado, [Vale Asari et al. \(2019\)](#) sugieren un fuerte impacto del gas ionizado difuso (DIG, por sus siglas en inglés) en la determinación de la abundancia de oxígeno y la SFR, el cual suele no ser considerado en algunos análisis espectroscópicos, ya que usualmente la emisión de $H\alpha$ se atribuye a la formación de estrellas, aunque existen otras fuentes de ionización como estrellas HOLMES (del inglés *Hot Evolved Low-Mass Stars*) o post-AGBs (véase Cap. 1). En consecuencia, el efecto del DIG sobre estas estimaciones, especialmente en galaxias masivas, es aumentar la abundancia de oxígeno y la SFR con respecto a su valor real. Estos mismos autores también sugieren un efecto sobre los índices empleados para estimar la abundancia de oxígeno. En el caso del índice O3N2, el efecto del DIG es despreciable, ya que los cocientes $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ como $[NII]\lambda 6584/H\alpha$ aumentan de forma aproximadamente proporcional uno del otro con respecto al DIG. Mientras que para el índice N2, hay un efecto notable en donde O/H correlaciona con la SFR para galaxias masivas, especialmente a altas metalicidades, generando una sobreestimación de

O/H de hasta 0.1 dex, si no se realiza la corrección por DIG (p.ej., [Kumari et al. 2019](#); [Vale Asari et al. 2019](#)).

De acuerdo con trabajos teóricos basados en simulaciones cosmológicas, hidrodinámicas, semi-analíticas y analíticas, la FMR puede reproducirse incrementando la eficiencia de las eyecciones de gas debido a supernovas o vientos estelares, eficiencia conocida como *mass-loading factor* en inglés¹ (p.ej., [Torrey et al. 2019](#); [Trayford & Schaye 2019](#); [De Lucia et al. 2020](#); [van Loon et al. 2021](#); [Fontanot et al. 2021](#)). Sin embargo, la eficiencia de eyección del gas observada suele ser menor que lo que indican las simulaciones (p.ej., [Chisholm et al. 2017](#); [Li et al. 2017](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2018](#)). Esta diferencia entre simulaciones y observaciones pueden deberse a la dificultad de restringir las condiciones de ionización, la metalicidad del material expulsado, la velocidad de salida del material, o que las propias simulaciones crean efectos de selección no deseados cuando se considera una limitada cantidad de procesos o fenómenos físicos involucrados ([Gallagher & Smeenk 2023](#)). Dados los sesgos y errores observacionales, las estimaciones de la masa estelar, la SFR y la abundancia de oxígeno representan un desafío para las teorías de evolución química. Esto sugiere que todos los supuestos referentes a la FMR deben ser cuidadosamente re-evaluados, considerando los efectos antes mencionados, para evitar interpretaciones incorrectas.

No obstante, incluso con datos de mejor resolución espacial provenientes de los catálogos de CALIFA y MaNGA, [Cresci et al. \(2019\)](#) sugieren que existe una dependencia secundaria fuerte de la abundancia de oxígeno con la SFR a una masa estelar fija, confirmando aparentemente los resultados de la exploración de [Mannucci et al. \(2010\)](#). Analizando con detenimiento la exploración de [Cresci et al. \(2019\)](#), la afirmación que sostienen se fundamenta en una desviación que presentan los valores atípicos, o extremos de los residuos, de la relación masa-metalicidad frente a la tasa de formación estelar. Sin embargo, como vimos en el Cap. 4, una caracterización inadecuada de la MZR puede inducir dependencias residuales con la masa estelar, lo que puede interpretarse erróneamente como dependencias secundarias con otros observables.

Para cuantificar la reducción de la dispersión que experimenta la MZR al asociarla con la tasa de formación estelar, en la siguiente sección aplicamos el procedimiento descrito en [Mannucci et al. \(2010\)](#) para explorar alguna aparente dependencia secundaria con la SFR, pero usando los datos del catálogo eCALIFA.

5.2. Análisis de la Relación Fundamental de Metalicidad

De acuerdo con [Mannucci et al. \(2010\)](#), el argumento principal para afirmar la existencia de una dependencia secundaria de la relación masa-metalicidad con la SFR (usando los datos del SDSS-DR7) es la reducción significativa de la dispersión obtenida para la abundancia de oxígeno al establecerla como función de la variable independiente μ ,

¹El factor η , o *mass-loading factor*, es la razón entre la tasa de salida de masa de gas, \dot{M}_{out} , y la tasa de formación estelar, $\eta = \dot{M}_{\text{out}}/\text{SFR}$.

definida como:

$$\mu = \log (M_*/M_\odot) - \alpha \cdot \log (\text{SFR}[M_\odot\text{yr}^{-1}]), \quad (5.1)$$

cuando $\alpha = 0.32$. Siguiendo su análisis, y usando los datos del catálogo eCALIFA, ajustamos a través de un polinomio de cuarto grado la abundancia de oxígeno como función de la variable μ , variando α entre -1 a 1. De esta manera, cuando $\alpha = 0$ se recupera la relación masa-metalicidad y cuando $\alpha = 1$, la abundancia de oxígeno será función del cociente $1/\text{sSFR}$. Por tanto, el parámetro α permitirá cuantificar qué tan involucrada está la SFR con la masa estelar y la abundancia de oxígeno.

Para identificar el valor de α que minimiza la dispersión en los residuos del mismo ampliamos el rango de variación del parámetro α respecto al rango trabajado en [Mannucci et al. \(2010\)](#)², extendiéndolo de -2 a 2, tomando un tamaño de paso de 0.02. Dado que disponemos de a lo más 299 galaxias, realizamos el ajuste de la abundancia de oxígeno como función de la variable μ usando un agrupado de tamaño fijo constituido por 7 intervalos, obteniendo así una relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_* - \text{SFR}$ para los 16 calibradores (grupo 1 y grupo 2). Posteriormente, determinamos la desviación estándar total (σ_{Tot}) de los residuos de esta relación.

En la Figura 5.1 mostramos la distribución de la dispersión estándar σ_{Tot} de los residuos de la abundancia de oxígeno en función del parámetro α obtenida con datos de eCALIFA para el grupo 1 y 2 de calibradores. Se puede observar que cuando la masa estelar es multiplicada por la SFR (es decir, cuando $\alpha \gtrsim -1$ y $\alpha < 0$ en la Eq. 5.1), la dispersión se mantiene constante en todos los calibradores. Para valores en el rango $0 < \alpha < 0.3$, la dispersión se reduce alcanzando su mínimo, el cual varía dependiendo del calibrador empleado. Para valores superiores a $0.3 \lesssim \alpha \lesssim 1$ (i.e., cuando la variable independiente tiende a $1/\text{sSFR}$, ver Eq. 5.1) la dispersión aumenta alcanzando un máximo (para valores $\alpha \geq 1$) y posteriormente se mantiene constante. Este aumento en la dispersión cambia de acuerdo al calibrador analizado. Sin embargo notamos que este incremento en σ_{Tot} aparece en todos los calibradores, ya sea en mayor o menor medida. Más aún, podemos observar que los valores mínimos de α , asociados al grupo 1³ de calibradores son similares al valor encontrado en M10 ($\sim 0.2 - 0.3$ dex). Mientras que para el grupo 2⁴ de calibradores, el valor de α_{min} abarca un rango más amplio, de 0.2 dex a 0.52 dex. Para cuantificar el cambio en la dispersión de la abundancia de oxígeno cuando se incluye o no la tasa de formación estelar ($\alpha = 0$ para MZR o $\alpha \neq 0$, cuando la SFR aparece junto a la masa estelar como variable independiente), comparamos la dispersión alcanzada en $\alpha = 0$ y en $\alpha = \alpha_{\text{min}}$ mediante el siguiente cociente, esto es, la

²En el artículo de [Mannucci et al. \(2010\)](#), varían el parámetro α de 0 a 1, sobre una muestra de 141,825 galaxias con formación estelar (correspondiente al 15 % de la muestra completa del SDSS-DR7). No mencionan el tamaño de paso aplicado para variar α . Sin embargo, es probable que tomarán un valor de paso de 0.02 o 0.01, de acuerdo con el valor de alfa mínimo que hayan ($\alpha = 0.32$).

³Conformado por los calibradores M13-O3N2, D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, P12-T2 Y M13-N2.

⁴Conformado por los calibradores PM09-O3N2, M08-R23, T04-R23, B15-IZI, H19-NN, PG16-R, PG16-S, KK04-R23, P10-ONS y T18-NB

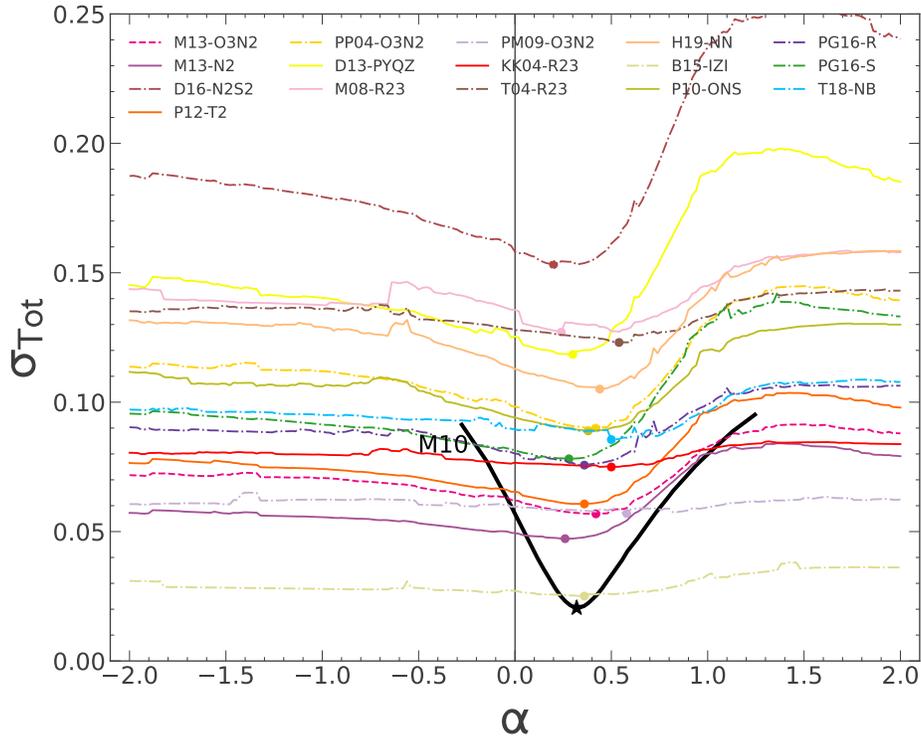


Figura 5.1: Desviación estándar total (σ_{Tot}) de los residuos de la metalicidad en función del parámetro α obtenida con datos de eCALIFA, usando el grupo 1 y 2 de calibradores. Las líneas de colores representan la reducción de la dispersión total producida por nuestro análisis al variar el parámetro α . Los puntos sobre cada línea representan el valor de α que minimiza la dispersión σ_{Tot} . La línea negra representa la reducción de la dispersión encontrada en [Mannucci et al. \(2010\)](#) y la estrella negra el valor mínimo asociado. La línea vertical negra en $\alpha = 0$ se incluye como referencia para identificar la dispersión alcanzada cuando se tiene la relación MZR.

reducción relativa de la dispersión:

$$\Delta\sigma/\sigma = \frac{\sigma(\alpha = 0) - \sigma(\alpha_{\min})}{\sigma(\alpha = 0)}. \quad (5.2)$$

Los valores de la reducción de la dispersión determinados para los datos de eCALIFA se encuentran listados en la Tabla 5.1, junto con los valores α_{\min} de cada calibrador analizado. Podemos observar que para ninguno de los 16 calibradores explorados, se alcanza una reducción tan significativa como la obtenida en M10 ($\sim 66\%$), independientemente del grupo al que pertenezcan los calibradores. La mayor reducción que encontramos corresponde a un $\sim 8\%$ y está ligada a los calibradores KK04-R23 y PG16-S.

Por otro lado, para estimar el error asociado al parámetro α_{\min} de la Fig. 5.1 aplicamos una prueba de mínima variación chi-cuadrada ($\tilde{\chi}^2$). Este método estadístico consiste en minimizar las diferencias entre valores observados y predichos, por el ajuste de la relación

$12 + \log(\text{O}/\text{H})\text{-M}_*\text{-SFR}$, a través de la siguiente condición:

$$\tilde{\chi}_*^2 = \nu \cdot \tilde{\chi}_{\min}^2. \quad (5.3)$$

Donde $\tilde{\chi}_{\min}^2$ representa el valor mínimo de la distribución de la prueba chi-cuadrada y ν corresponde a los grados de libertad, que en este caso $\nu = 2$. Aplicando esta condición obtenemos la incertidumbre de α_{\min} , a través del valor del parámetro α_* para el cual sucede $\tilde{\chi}_*^2$.

En la Fig. 5.2 mostramos el comportamiento de $\tilde{\chi}^2$ al variar el parámetro α para cada uno de los 16 calibradores explorados. En esta figura observamos que a medida que el valor de α tiende a cero, en $-2 < \alpha < 0$, el valor de $\tilde{\chi}^2$ se mantiene prácticamente constante. Posteriormente en $0 < \alpha < 1$, $\tilde{\chi}^2$ forma un valle cuyo α mínimo coincide con la posición de α_{\min} de la Fig. 5.1. Para $\alpha \sim 1$, $\tilde{\chi}^2$ aumenta hasta alcanzar un valor constante para $\tilde{\chi}^2 \geq 1.2$.

Matemáticamente la ecuación para obtener $\tilde{\chi}^2$ es parecida al cálculo de la desviación estándar, por tanto es de esperarse que las formas de ambas tendencias sean similares. Este aspecto será relevante más adelante, en la Sec. 5.3. Por ahora solo resaltaremos que, en efecto, para los datos de eCALIFA se corrobora que las figuras 5.1 y 5.2 presentan comportamientos similares: tienen una tendencia constante conforme α aumenta, decrecen formando un valle y posteriormente incrementan hasta alcanzar una saturación.

Con la revisión de la FMR descrita hasta ahora, notamos que la exploración de Mannucci et al. (2010) no se reproduce con valores de abundancia medidos al Re. Por tal motivo, realizaremos una réplica del trabajo de M10, usando las mismas pautas metodológicas y la misma base de datos que citan, para identificar de manera precisa la diferencia entre nuestros resultados y los presentados por Mannucci et al. (2010).

5.3. Reproducción del análisis de Mannucci et al. 2010

Para replicar el análisis de Mannucci et al. (2010) procedimos primero a la construcción de la muestra usando los mismos datos del SDSS-DR7 tomados directamente del catálogo MPA-JHU⁵. Siguiendo con las prescripciones de M10, seleccionamos galaxias ubicadas en el rango $0.007 < z < 0.30$ para asegurar incluir la línea [O II] λ 3727 en galaxias de bajo corrimiento al rojo. De acuerdo con Mannucci et al. (2010), el límite superior en z garantiza que se muestrea una fracción significativa del disco de las galaxias (los 3 segundos de arco muestrean hasta ~ 4 kpc del disco galáctico a $z = 0.07$). Con el fin de garantizar la detección de las líneas requeridas para determinar la metalicidad, también se realiza una selección por señal a ruido (S/N) de la línea $\text{H}\alpha$, $\text{S}/\text{N}_{\text{H}\alpha} < 25$. Este corte en $\text{S}/\text{N}_{\text{H}\alpha}$ permite detectar líneas débiles de [N II] λ 6584 con $\text{S}/\text{N} > 2.5$ (a bajas metalicidades el flujo de la línea de [N II] λ 6584 corresponde a una décima parte del flujo de la línea $\text{H}\alpha$). Cada línea fue corregida por enrojecimiento a través de la curva de atenuación para las galaxias en formación estelar de Calzetti et al. (1994), usando el factor de extinción $R_V = 3.1$. Para evitar correcciones mayores a causa de la extinción por polvo

⁵extraídos de <https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/DR7/>

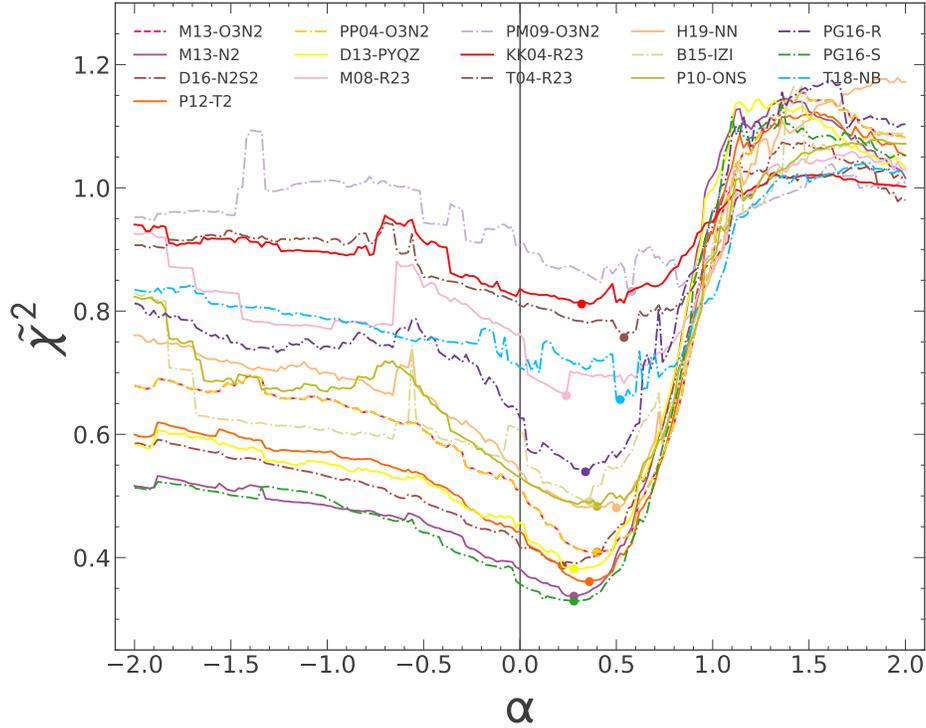


Figura 5.2: Chi-cuadrada reducida ($\tilde{\chi}^2$) calculada para la metalicidad en función del parámetro α para los datos de la muestra eCALIFA usando los 16 calibradores. Las líneas de colores representan la reducción de la dispersión total producida por nuestro análisis al variar α . Los puntos sobre cada línea representan el valor de α que minimiza la dispersión σ_{Tot} . La línea vertical negra en $\alpha = 0$ se incluye como referencia para identificar el valor de $\tilde{\chi}^2$ alcanzado cuando se tiene la relación MZR.

y la atenuación, aplicamos un corte en extinción, seleccionando galaxias con $A_v < 2.5$ mag y $H\alpha/H\beta > 2.5$. También determinamos la SFR empleando la luminosidad de $H\alpha$ medida en la fibra, utilizando la relación de [Kennicutt \(1998\)](#) y haciendo la conversión a IMF de [Chabrier \(2003\)](#). Un último criterio de selección consistió en excluir galaxias tipo AGNs, que se encuentren por encima de la línea de demarcación de [Kauffmann et al. \(2003\)](#) en el diagrama BPT. Con estos criterios de selección, construimos la muestra de galaxias cercanas en fase de formación estelar correspondiente a un 9% (82,992 galaxias) de la muestra completa del SDSS-DR7.

El siguiente paso es determinar la abundancia de oxígeno de la muestra final de galaxias en fase de formación estelar. Como vimos en el capítulo anterior, los valores de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ cambian dependiendo el calibrador adoptado. Por tanto, para evitar introducir diferencias en la reproducción de la FMR hemos construido el mismo calibrador descrito en M10 en lugar de las metalicidades basadas en el calibrador T04-R23 incluidas en el catálogo MPA-JHU.

Para la construcción del calibrador basado en los índices R23 y N2, hemos seguido las especificaciones de [Maiolino et al. \(2008\)](#) (posteriormente denotado como M08), de

Tabla 5.1: Valores de la dispersión total (σ_{Tot}) usando un agrupado de tamaño fijo (7 intervalos) con datos de eCALIFA para el grupo 1 y 2 de de calibradores.

Calibrador	$\sigma_{\text{Tot}\alpha=0}$ ^a	$\sigma_{\text{Tot}\alpha_{\text{min}}}$ ^b	α_{min} ^c	N ^d	$\Delta\sigma_{\text{Tot}}/\sigma_{\text{Tot}}$ ^e (%)
Grupo 1					
D16-N2S2	0.16	0.15	0.20 ± 0.9	299	3
M13-O3N2	0.06	0.06	0.42 ± 1.0	299	8
PP04-O3N2	0.10	0.09	0.42 ± 1.0	299	8
D13-PYQZ	0.13	0.12	0.30 ± 0.9	299	6
P12-T2	0.07	0.06	0.36 ± 0.9	299	7
M13-N2	0.05	0.05	0.26 ± 0.8	299	4
Grupo 2					
PM09-O3N2	0.13	0.12	0.54 ± 0.4	299	4
M08-R23	0.14	0.13	0.24 ± 1.0	269	6
KK04-R23	0.08	0.07	0.50 ± 0.8	261	2
T04-R23	0.13	0.12	0.54 ± 1.1	268	4
H19-NN	0.11	0.11	0.44 ± 1.5	201	7
B15-IZI	0.03	0.03	0.36 ± 1.5	211	7
P10-ONS	0.09	0.09	0.38 ± 1.5	258	5
PG16-R	0.08	0.08	0.36 ± 1.5	202	6
PG16-S	0.08	0.08	0.28 ± 0.8	233	4
T18-NB	0.09	0.09	0.50 ± 1.2	199	4

^aDispersión total alcanzada en $\alpha = 0$.

^bDispersión total alcanzada cuando $\alpha = \alpha_{\text{min}}$.

^cValor mínimo de α

^dNúmero de galaxias

^eReducción de la dispersión estimada entre $\sigma_{\text{Tot}\alpha=0}$ y $\sigma_{\text{Tot}\alpha_{\text{min}}}$.

acuerdo con M10. Llamaremos a este calibrador M08-R23N2 siguiendo las reglas de nomenclatura de este trabajo. Para la construcción del calibrador M08-R23N2, invertimos las formas polinomiales de [Maiolino et al. \(2008\)](#) asociadas a los índices R23 y N2:

$$\log(\text{R23}) = 0.7462 - 0.7149 \cdot x - 0.9401 \cdot x^2 - 0.6154 \cdot x^3 - 0.2524 \cdot x^4, \quad (5.4)$$

y

$$\log(\text{N2}) = -0.7732 + 1.2357 \cdot x - 0.2811 \cdot x^2 - 0.7201 \cdot x^3 - 0.3330 \cdot x^4. \quad (5.5)$$

En las expresiones anteriores, $x = 12 + \log(\text{O}/\text{H}) - 8.69$ representa la variable independiente relativa al valor de la abundancia de oxígeno solar de [Allende Prieto et al. \(2001\)](#), $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.69$. Las expresiones anteriores (Eq. 5.4 y 5.5) son válidas cuando $\log(\text{N2O2}) < -1.2$ dex. Por otro lado, consideramos únicamente galaxias cuyos cocientes de líneas N2 y R23 satisfacen las condiciones $\log(\text{N2}) < -0.35$ dex y $\log(\text{R23}) < 0.90$ dex, de acuerdo con M10. Finalmente, obtuvimos el valor de la metalicidad que empleamos para replicar el trabajo de [Mannucci et al. \(2010\)](#) al promediar los valores de las metalicidades $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{\text{R23}}$ y $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{\text{N2}}$, para las cuales se satisface que la diferencia entre ellas ($|\log(\text{O}/\text{H})_{\text{N2}} - \log(\text{O}/\text{H})_{\text{R23}}|$) es menor a 0.25 dex.

Siguiendo el trabajo de M10, convertimos la masa estelar total, extraída del catálogo MPA/JHU, inicialmente calculada usando la IMF de [Kroupa et al. \(1993\)](#), a una IMF

Tabla 5.2: Errores sistemáticos de los calibradores (σ_{cal}) tomados de la literatura basados en los índices R23 y N2.

Calibrador	σ_{cal}	Referencia
M08-R23	$\lesssim 0.2$	Maiolino et al. 2008
M08-N2	$\lesssim 0.2$	Maiolino et al. 2008
N06-R23	$\lesssim 0.1$	Nagao et al. 2006
N06-N2	$\lesssim 0.2$	Nagao et al. 2006

de Chabrier (2003). De esta forma logramos obtener una distribución $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_*$ que coincide con la relación MZR de M10. En la Fig. 5.3 mostramos la distribución de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ en función de la masa estelar total para la muestra de galaxias del SDSS-DR7, usando el mismo calibrador descrito en M08 (puntos morados) que hemos construido. Las líneas roja continua y raya-punto representan la MZR de M10 y el 90 % de la muestra usada por Mannucci et al. (2010), respectivamente.

Para ampliar nuestra exploración construimos otros 6 calibradores basados en los índices R23 y N2 de Nagao et al. (2006) (N06) y Maiolino et al. (2008). Nombramos estos calibradores siguiendo nuestra nomenclatura inicial: N06-R23, N06-N2, N06-R23N2, M08-R23, M08-N2 y N06M08-R23N2, donde este último calibrador, N06M08-R23N2, lo construimos usando el promedio de las abundancias de oxígeno basadas en los calibradores N06-R23N2 y M08-R23N2. Los errores sistemáticos reportados en Nagao et al. (2006) y Maiolino et al. (2008) para los calibradores N06-R23, N06-N2, M08-R23, M08-N2, respectivamente, se muestran en la Tabla 5.2. En esta tabla podemos apreciar que aunque los errores asociados a los calibradores M08-R23 y M08-N2 están acotados, M10 no reporta el valor que considera para el calibrador M08-R23N2.

Posteriormente, realizamos el ajuste de la abundancia de oxígeno en función de la variable μ de la Eq. 5.1, considerando la SFR de fibra utilizando las medianas calculadas en un esquema de agrupado de tamaño fijo (15 intervalos de ~ 0.15 dex Mannucci et al. 2010) y empleando una forma funcional polinomial de cuarto grado. Este ajuste lo realizamos con los 7 calibradores construidos para las galaxias de nuestra muestra del SDSS-DR7. Por consistencia con el análisis presentado en el Cap. 4, exploramos el ajuste de la FMR usando también un agrupado de tamaño variable equivalente a 15 intervalos (~ 5530 galaxias).

Con el tamaño de la muestra de galaxias SF extraídas del catálogo MPA-JHU ($\sim 83,000$ galaxias) exploramos el efecto del número de intervalos sobre el ajuste de la abundancia de oxígeno como función de la variable μ . Entre las configuraciones analizadas exploramos agrupados de datos finos y gruesos en esquemas de rangos fijos y variables (FS y VS). El agrupado de datos fino está constituido por 50 intervalos (~ 1660 galaxias por intervalo para el agrupado VS). Mientras que el agrupado de datos grueso está constituido por 15 intervalos (en el caso del agrupado FS cada intervalo cuenta con ~ 5500 galaxias).

Siguiendo el mismo procedimiento citado al inicio de la sección 5.2 (basado en el análisis de M10), determinamos los residuos de los valores observados respecto a los valores esperados por el ajuste y obtuvimos su desviación estándar (σ_{Tot}) para cada

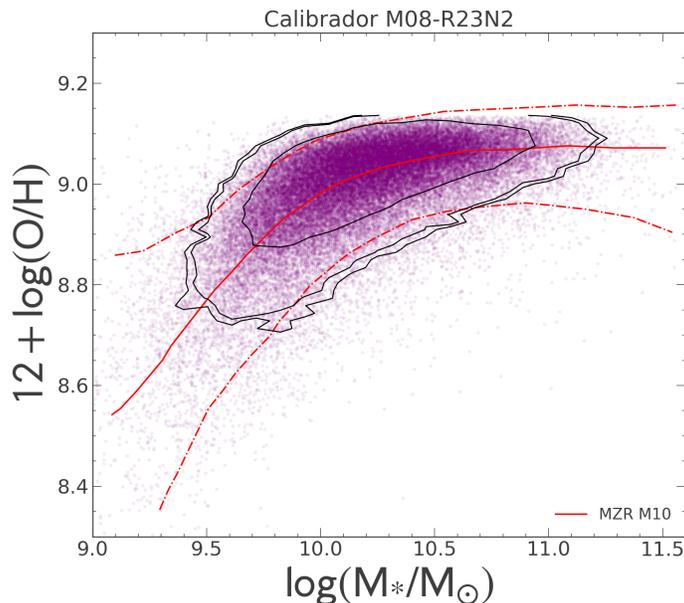


Figura 5.3: Distribución de la relación masa-metalicidad usando el promedio de las abundancias de oxígeno $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{\text{R23}}$ y $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{\text{N2}}$ obtenidas en esta tesis con el procedimiento de Maiolino et al. (2008) para datos del SDSS-DR7 (puntos morados). La línea sólida roja representa la MZR publicada en Mannucci et al. (2010) y las líneas discontinuas rojas delimitan el área que contiene el 90 % de la muestra de galaxias que usó Mannucci et al. (2010) para obtener la MZR. Los contornos negros encierran el 90 %, 80 % y 50 % de los datos.

valor del parámetro α . También exploramos ajustar la FMR sin aplicar ningún tipo de agrupado. La figura de σ_{Tot} obtenida sin agrupado puede consultarse en el Apéndice E. En la figura 5.4 mostramos el comportamiento de la desviación estándar que se obtiene al variar el parámetro α bajo los dos diferentes tipos de agrupado grueso (FS y VS de 15 intervalos). Hemos incluido la distribución de la reducción de la dispersión basada en el calibrador M08-R23N2 encontrada en M10 (línea negra). Cada línea de color representa un calibrador diferente. La estrella sobre cada línea indica la posición del mínimo de dispersión alcanzada para cada calibrador (α_{min}).

En ambos paneles de la Fig. 5.4 podemos apreciar que independientemente del método de agrupado de datos, la dispersión de los residuos determinada con los datos de SDSS-DR7 muestra que la desviación estándar es constante (para $\alpha < -1$), luego disminuye para valores $-1 < \alpha \lesssim 0.3$ y posteriormente vuelve a incrementar hasta mantenerse constante conforme α aumenta. En esta Fig. 5.4 observamos que hay variaciones persistentes en la forma de la curva de σ_{Tot} en rangos muy pequeños de α , únicamente para el agrupado FS, variaciones que también se observan en la Figura 5.1. Por el contrario, cuando la FMR es calculada con los datos de SDSS-DR7 empleando un agrupado VS, las variaciones de σ_{Tot} ya no aparecen. En su lugar, observamos una curva suavizada (panel b) independientemente del calibrador involucrado (e independientemente del número de objetos que conformen el agrupado; Fig. 5.4).

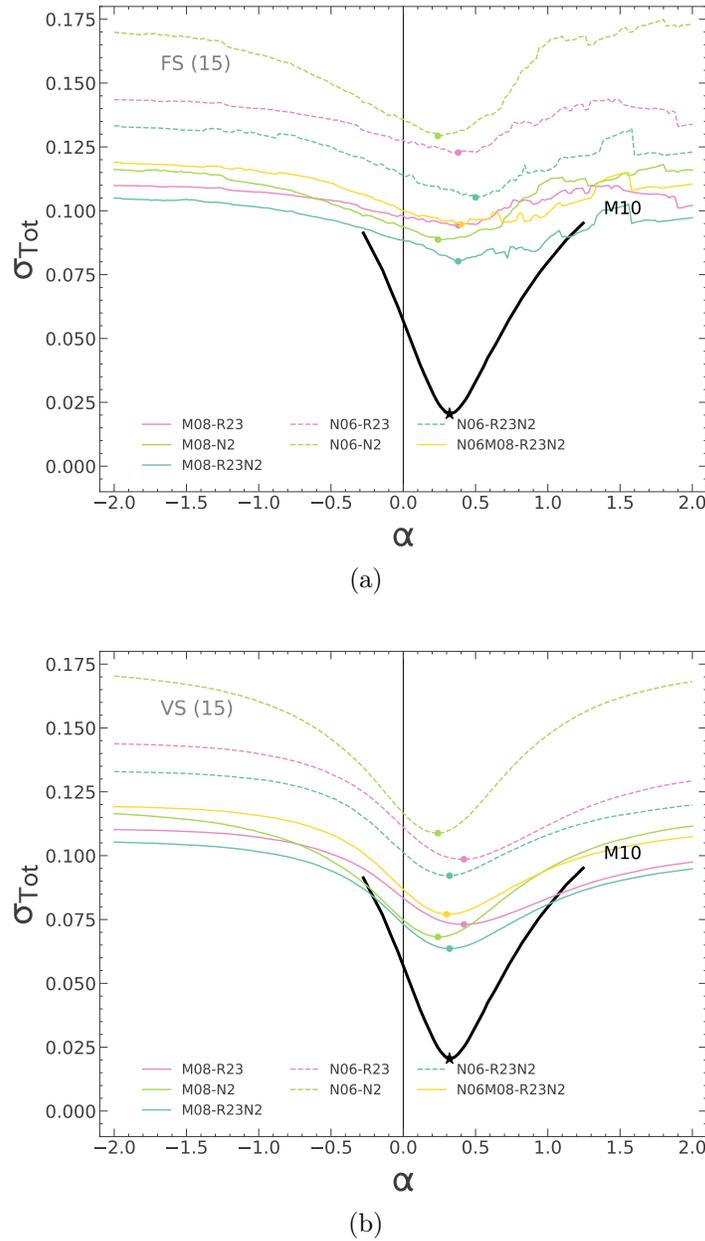


Figura 5.4: Desviación estándar total, σ_{Tot} , de los residuos de la abundancia de oxígeno en función de M_* y la SFR en un esquema de agrupado FS y VS constituido por 15 intervalos, para los cuales se ha variado el parámetro α usando los calibradores M08R23N2, M08-R23, M08-N2, N06-R23N2, N06-R23, N06-N2 y N06M08-R23N2. Las líneas de colores representan la dispersión alcanzada para cada uno de los siete calibradores. Los puntos sobre cada línea representan el valor de α que minimiza la dispersión σ_{Tot} . La línea negra representa la reducción de la dispersión encontrada en [Mannucci et al. \(2010\)](#) y la estrella negra la posición del mínimo. La línea vertical negra en $\alpha = 0$ se incluye como referencia para identificar la dispersión alcanzada cuando se tiene la relación MZR. En la parte superior izquierda de cada panel, se ha incluido la nomenclatura del tipo de agrupado de datos (FS o VS) acompañado del número de intervalos correspondientes entre paréntesis.

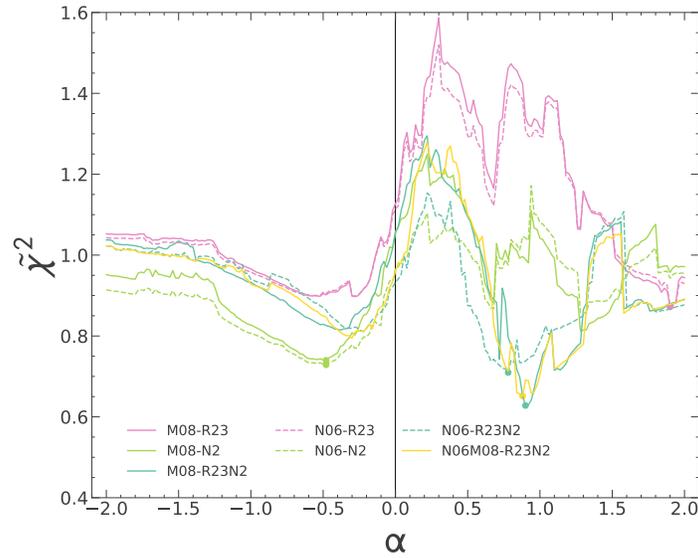
Tabla 5.3: Error sistemático de los calibradores (σ_{cal_0}) basados en los índices R23 y N2 calculados a partir de los diferentes esquemas de agrupado.

Calibrador	σ_{cal_0}					Promedio
	FS 15	FS 50	VS 15	VS 50	Sin agrupado	
M08-R23N2	0.08	0.08	0.06	0.07	0.07	0.07
M08-R23	0.09	0.09	0.07	0.07	0.08	0.08
M08-N2	0.09	0.09	0.07	0.07	0.07	0.08
N06-R23	0.12	0.12	0.10	0.10	0.10	0.11
N06-N2	0.13	0.13	0.11	0.11	0.11	0.12
N06-R23N2	0.11	0.11	0.09	0.09	0.10	0.10
M08N06-R23N2	0.09	0.09	0.08	0.08	0.08	0.08

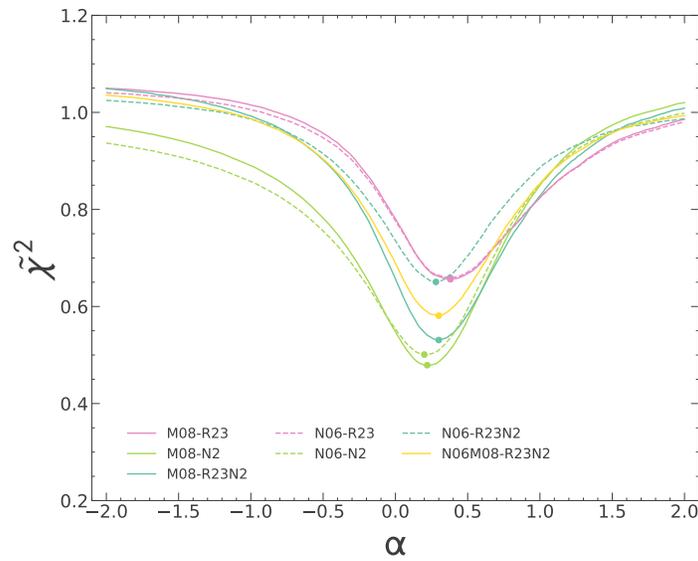
Observamos igualmente que cuando el ajuste de la FMR se realiza sin agrupado alguno, la distribución de σ_{Tot} es similar a la encontrada para el agrupado VS (véase Apéndice E). En el caso de los agrupados FS y VS finos (aquellos constituidos con 50 intervalos; Tab. 5.4.) las diferencias con sus análogos de esquemas gruesos (constituidos por 15 intervalos) son mínimas. Por ello, de aquí en adelante solo nos limitaremos a mencionar las diferencias cualitativas que pudieran existir en análisis posteriores. Es importante resaltar que en la Fig. 5.4, para ningún calibrador logramos replicar la curva de M10, inclusive usando el mismo calibrador M08-R23N2, la misma muestra de galaxias y los diferentes esquemas de agrupado (véase Tabla 5.3).

Para esta muestra de galaxias SF extraídas del muestreo SDSS-DR7 también determinamos la incertidumbre asociada al valor de α_{min} a través de la prueba $\tilde{\chi}^2$, usando todas las configuraciones de agrupado y todos los calibradores explorados. En la Fig. 5.5 mostramos el comportamiento de $\tilde{\chi}^2$ para el agrupado grueso FS (panel a) y el agrupado grueso VS (panel b), usando los siete calibradores derivados con datos del muestreo SDSS-DR7. Como primera observación, notamos que solo para el caso del agrupado FS la distribución de la prueba $\tilde{\chi}^2$ muestra una forma asimétrica y diferente a la forma de la distribución de σ_{Tot} (véase panel a de las Figs. 5.4 y 5.5). Este comportamiento está indicando que el ajuste no se realizó adecuadamente. Explorando minuciosamente los ajustes polinomiales de la abundancia de oxígeno como función de la variable μ usando el agrupado FS pudimos identificar que el comportamiento errático y asimétrico (ver panel a de la Fig. 5.5) se debe a la presencia de valores atípicos.

Para ilustrar el efecto de los datos atípicos sobre la dispersión de la FMR, en la Fig. 5.6 incluimos la distribución del agrupado de datos de la abundancia de oxígeno en función del parámetro $\mu = \log(M_*/M_\odot) - \alpha \cdot \log(\text{SFR}[M_\odot\text{yr}^{-1}])$ para el valor $\alpha = -0.3$, considerando esquemas de agrupado de datos de tamaño fijo para diferentes porcentajes de la muestra. Como se puede apreciar en el panel izquierdo de esta figura, el ajuste aplicado sobre el agrupado FS, considerando toda la muestra de galaxias, no pasa por el centro de la distribución, debido a la alta dispersión observada en las regiones más externas de la distribución de puntos. Ahora bien, como mencionamos en el Cap. 4, la



(a) Agrupado grueso de tamaño fijo (FS)



(b) Agrupado grueso de tamaño variable (VS)

Figura 5.5: Variación de $\tilde{\chi}^2$ en función del parámetro α para los 7 calibradores explorados, usando datos del muestreo SDSS-DR7. Las líneas de colores representan el valor de $\tilde{\chi}^2$ al variar α para los calibradores M08R23N2, M08-R23, M08-N2, N06-R23N2, N06-R23, N06-N2 y N06M08-R23N2. Los puntos sobre cada línea representan el valor de α que minimiza la prueba $\tilde{\chi}^2$.

presencia de datos muy dispersos puede generar que el valor medio, con el cual caracterizamos un intervalo, sea sobre o subestimado generando un sesgo en la posición del intervalo en el plano $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - \mu$. Este sesgo puede ocasionar que el ajuste aplicado sobre el agrupado no genere la mejor descripción de la muestra completa, como en el caso

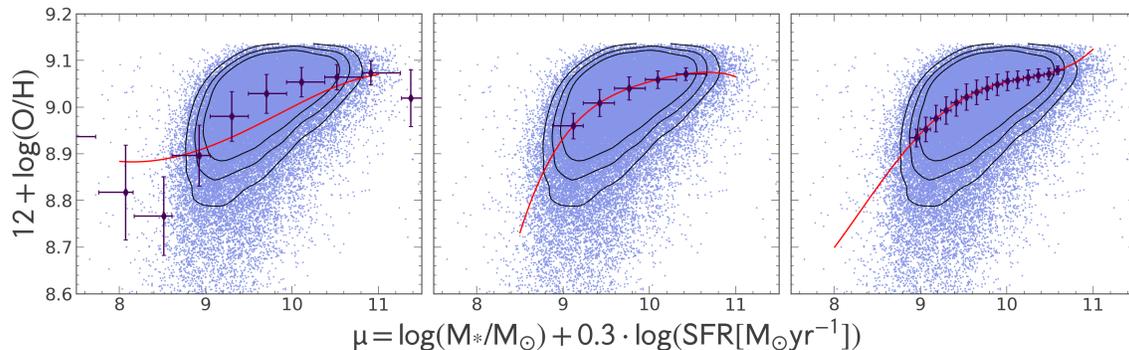


Figura 5.6: Ajustes de la FMR al aplicar un agrupado FS grueso sobre la muestra completa (panel izquierdo), un agrupado FS grueso usando el 80 % de la muestra (panel central), o un agrupado FS fino para el 80 % de la muestra (panel derecho). En todos los casos $\alpha = -0.3$. Los puntos morados representan las SFG del muestreo SDSS-DR7. Los contornos negros representan el 90, 80 y 70 % de la densidad de puntos. La línea roja representa el ajuste de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H})\text{-}M_{*}\text{-SFR}$ usando el agrupado en cuestión. Los diamantes morados representan el agrupado respectivo.

del panel izquierdo, donde el ajuste no describe la posición de las medianas. Por ello, hemos incluido en los paneles central y derecho de la Fig. 5.6 los ajustes de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H})\text{-}M_{*}\text{-SFR}$ usando únicamente el 80 % de la muestra bajo un esquema de agrupado grueso y fino, respectivamente. En el panel central e izquierdo, la distribución del agrupado de datos muestra un comportamiento monótono, el cual se acopla a la distribución de puntos muestreados. Más aún, los ajustes de ambos paneles se ajustan muy bien a los puntos promedio y muestran sutiles diferencias en la caída de abundancia de oxígeno o en la meseta a altas masas estelares. Como el efecto producido por los datos atípicos genera un deficiente ajuste polinomial para el agrupado FS, repercute directamente sobre los residuos de la FMR. Por ello, hemos explorado si el comportamiento escarpado de la distribución de σ_{Tot} y la asimetría de la prueba $\tilde{\chi}^2$ son consecuencia de valores atípicos debido al impacto que generan sobre el agrupado FS (fino y grueso), como veremos a continuación.

En la Fig. 5.7 mostramos el comportamiento de σ_{Tot} (panel a) y $\tilde{\chi}^2$ (panel b) al ajustar la FMR, excluyendo únicamente el 20 % de los datos más externos (galaxias consideradas como atípicas) de la distribución asociada a la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H})\text{-}M_{*}\text{-SFR}$, usando un agrupado grueso FS para los datos del SDSS-DR7. En el panel a de esta figura podemos observar que la distribución de σ_{Tot} ya no muestra el comportamiento ruidoso que exhibía usando toda la muestra de galaxias SF (panel a de la Fig. 5.4). Mientras que en el caso del panel b podemos apreciar que, al excluir los atípicos, la forma de la distribución del parámetro $\tilde{\chi}^2$ es similar a la distribución de la dispersión total del panel a de la Fig. 5.8, para el agrupado VS. Esta exploración corrobora que, cuando los ajustes se ven afectados por los valores más extremos de la distribución, los análisis subsecuentes heredan el sesgo inicial, produciendo resultados diferentes.

Con esta exploración es importante resaltar que al usar un agrupado VS (o incluso sin agrupado), para la dispersión σ_{Tot} de los residuos obtenemos una curva suave similar

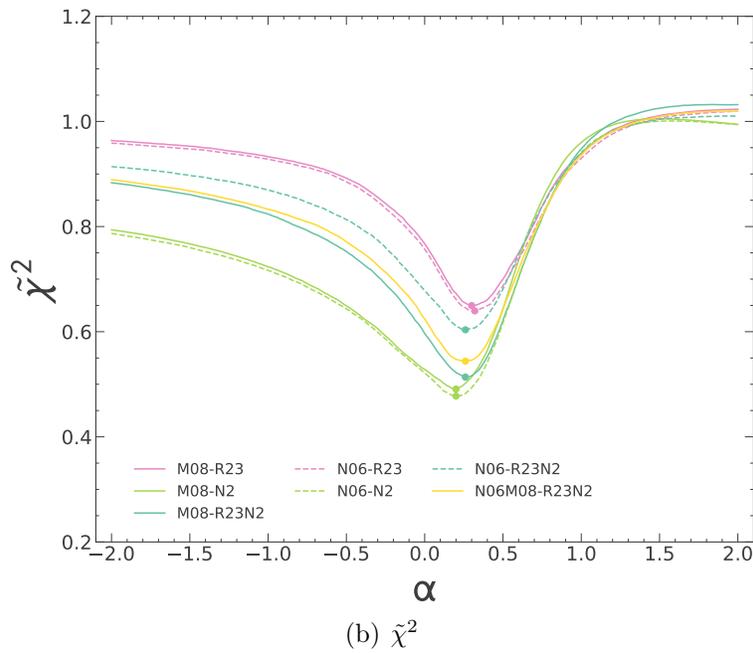
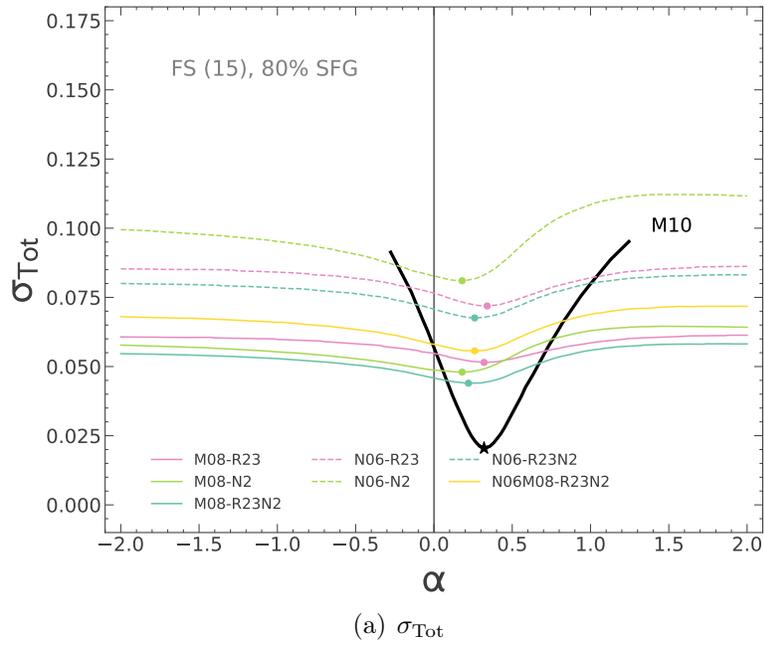


Figura 5.7: Distribuciones de la dispersión total, σ_{Tot} , y de la prueba de mínima variación, $\tilde{\chi}^2$, al excluir el 20% de galaxias más externas consideradas como atípicas. La descripción de esta figura es similar a la descripción dada en la Fig. 5.4.

a la curva de M10, usando toda la muestra de galaxias SF, independientemente de si los datos se ven o no afectados por valores atípicos. No obstante, cuando aplicamos un agrupado FS, el efecto de datos muy dispersos puede afectar los resultados. En nuestro

caso, la incertidumbre del valor α_{\min} para el agrupado FS asociado a la prueba $\tilde{\chi}^2$ no era fiable, dada la asimetría que mostraba la distribución del panel a de la Fig. 5.5 respecto al comportamiento de σ_{Tot} .

En el ajuste de la FMR, una vez excluidos los valores más dispersos para el agrupado FS, es posible la determinación del error asociado al valor α_{\min} , a través de la condición de la Eq. 5.3 (véase valores listados en la Tab. 5.5). Sin embargo, pese a que la forma de la distribución de $\tilde{\chi}^2$ es similar a σ_{Tot} tanto para el agrupado VS (con toda la muestra) como para el agrupado FS (excluyendo valores atípicos), notamos que la condición de la Eq. 5.3 nunca se cumple en el rango $-1 < \alpha < 1$ dado que $2 * \tilde{\chi}_{\min}^2 > \tilde{\chi}_{\max}^2$.

Por tanto, no nos es posible estimar el error a través de la prueba de mínima variación del parámetro chi-cuadrado. En consecuencia, hemos empleado una variación de esta prueba para estimar el error en α_{\min} , dado que no hay forma de determinarlo siguiendo la metodología estándar. Esta estimación sustituta de la prueba de mínima variación de $\tilde{\chi}^2$ consiste en tomar el valor medio entre $\tilde{\chi}_{\min}^2$ y $\tilde{\chi}_{\max}^2$ ($\tilde{\chi}_{\text{med}}^2$) y determinar el valor asociado α_{med} para asignarlo como incertidumbre de α_{\min} . En la Tabla 5.4 mostramos los valores de α_{\min} con su error estimado (esto es, $\delta\alpha = |\alpha_{\text{med}} - \alpha_{\min}|$), así como las dispersiones totales σ_{Tot} encontradas para los 7 calibradores en cuestión. Observamos que para todas las calibraciones se alcanza el mínimo de la distribución para valores de α en el rango $0.2 < \alpha < 0.5$. Solo en el esquema grueso de agrupado VS de 15 intervalos el calibrador M08-R23N2 alcanza la mínima dispersión en $\alpha_{\min} \sim 0.32$, valor consistente con el valor mínimo encontrado por Mannucci et al. (2010) usando el mismo calibrador. Sin embargo el error encontrado para cada α_{\min} indica que el valor central puede variar dentro de un amplio rango (de $\alpha_{\min} \pm 0.5$ hasta $\alpha_{\min} \pm 1.3$). En resumen, no pudimos reproducir la reducción de la dispersión significativa como la que encuentra M10 ($\sim 66\%$, al comparar la dispersión en $\alpha = 0$ con la dispersión alcanzada en α_{\min}). Replicando su análisis, la mayor reducción que encontramos es de apenas un 13% para el mismo calibrador M08-R23N2, usando agrupados VS finos y gruesos.

Como hasta ahora no hemos podido reproducir los resultados de la reducción de la dispersión de M10, hemos realizado una segunda exploración estimando la dispersión real (σ_{Int}) de los residuos de la FMR definida como:

$$\sigma_{\text{Int}} = \sqrt{\sigma_{\text{Tot}}^2 - \sigma_{\text{cal}}^2}, \quad (5.6)$$

donde σ_{Tot} es la dispersión observada total de los residuos de la FMR, con la que hemos estado trabajando hasta ahora, y σ_{cal} es el error sistemático del calibrador. Dado que en M10 y en M08 no se especifica claramente el error de los calibradores (σ_{cal}) basados en los índices R23 y N2 (véase Tab. 5.2), aplicamos la siguiente condición para determinar el error sistemático de cada calibrador:

$$\sigma_{\text{cal}_0} = \sqrt{\sigma_{\min}^2 - \sigma_{\text{M10}}^2} \quad (5.7)$$

Donde σ_{cal_0} es el error sistemático del calibrador, σ_{\min}^2 la dispersión total (i.e., σ_{Tot}) mínima encontrada para cada calibrador y $\sigma_{\text{M10}} = 0.02$ representa la dispersión mínima que logran en Mannucci et al. (2010). De esta manera forzamos a que el mínimo de nuestra

Tabla 5.4: Valores de α que minimizan la dispersión total, σ_{Tot} , usando los calibradores de basados en los índices R23 y N2 calculados para las galaxias en fase de formación estelar del muestreo SDSS-DR7. Descripción similar a la Tab. 5.1.

Calibrador	$\sigma_{\text{Tot}_{\alpha=0}}$	$\sigma_{\text{Tot}_{\alpha_{\text{min}}}}$	α_{min}	$\Delta\sigma_{\text{Tot}}/\sigma_{\text{Tot}}$ (%)
Agrupado FS (15 intervalos)				
M08-R23N2	0.09	0.08	0.38 ± 0.6	9
M08-R23	0.10	0.09	0.38 ± 0.6	4
M08-N2	0.09	0.09	0.24 ± 0.1	5
N06-R23	0.13	0.12	0.38 ± 1.1	4
N06-N2	0.14	0.13	0.24 ± 0.2	5
N06-R23N2	0.11	0.11	0.50 ± 0.5	8
M08N06-R23N2	0.10	0.09	0.40 ± 0.6	5
Agrupado FS (50 intervalos)				
M08-R23N2	0.08	0.07	0.36 ± 0.8	13
M08-R23	0.09	0.08	0.44 ± 0.8	12
M08-N2	0.08	0.07	0.26 ± 0.9	8
N06-R23	0.12	0.10	0.42 ± 0.8	11
N06-N2	0.12	0.11	0.24 ± 1.1	6
N06-R23N2	0.11	0.10	0.34 ± 0.8	9
M08N06-R23N2	0.09	0.08	0.34 ± 0.8	11
Agrupado VS (15 intervalos)				
M08-R23N2	0.07	0.06	0.32 ± 0.9	13
M08-R23	0.08	0.07	0.42 ± 0.9	12
M08-N2	0.07	0.07	0.24 ± 1.1	9
N06-R23	0.11	0.10	0.42 ± 0.8	11
N06-N2	0.12	0.11	0.24 ± 1.1	7
N06-R23N2	0.10	0.09	0.32 ± 0.9	9
M08N06-R23N2	0.09	0.08	0.30 ± 0.9	11
Agrupado VS (50 intervalos)				
M08-R23N2	0.08	0.07	0.34 ± 0.8	13
M08-R23	0.09	0.07	0.46 ± 0.8	13
M08-N2	0.08	0.07	0.26 ± 1.1	9
N06-R23	0.11	0.10	0.42 ± 0.8	12
N06-N2	0.12	0.11	0.24 ± 1.1	7
N06-R23N2	0.10	0.09	0.32 ± 0.8	9
M08N06-R23N2	0.09	0.08	0.32 ± 0.8	11
Sin agrupado				
M08-R23N2	0.09	0.08	0.34 ± 0.5	8
M08-R23	0.10	0.09	0.30 ± 0.5	4
M08-N2	0.09	0.09	0.42 ± 0.1	5
N06-R23	0.13	0.12	0.32 ± 1.3	4
N06-N2	0.13	0.13	0.26 ± 0.1	3
N06-R23N2	0.11	0.11	0.46 ± 0.5	5
M08N06-R23N2	0.10	0.09	0.32 ± 0.7	6

Tabla 5.5: Valores de α que minimizan la dispersión total (σ_{Tot}) bajo un agrupado FS, usando el 80% de la muestra. Descripción similar a la Tab. 5.1

Calibrador	$\sigma_{\text{Tot},\alpha=0}$	$\sigma_{\text{Tot},\alpha_{\text{min}}}$	α_{min}	$\Delta\sigma_{\text{Tot}}/\sigma_{\text{Tot}}$ (%)
Agrupado FS (15 intervalos)				
M08-R23N2	0.05	0.04	0.26 ± 1.0	4
M08-R23	0.05	0.05	0.30 ± 1.2	6
M08-N2	0.05	0.05	0.20 ± 0.8	1
N06-R23	0.08	0.07	0.32 ± 1.2	6
N06-N2	0.08	0.08	0.20 ± 0.9	2
N06-R23N2	0.07	0.07	0.26 ± 1.1	4
M08N06-R23N2	0.06	0.06	0.26 ± 1.1	4

dispersión σ_{Tot} coincide con el mínimo alcanzado en M10. En la Tabla 5.3 mostramos los valores de σ_{cal} encontrados para cada uno de los 7 calibradores (analizados bajo los 5 diferentes esquemas de agrupado descritos con anterioridad).

De la Tabla 5.3 notamos que los calibradores descritos en M08 exhiben errores sistemáticos más bajos que los respectivos de N06 (alrededor de 1.5 veces más bajos, aproximadamente). Además, encontramos que el valor de σ_{cal_0} para cada calibrador varía a lo más en 0.02 entre los diferentes esquemas de agrupado. Los valores promedio de σ_{cal_0} encontrados con este análisis, son consistentes con los errores de calibradores reportados en la Tabla 5.2 y en la literatura. Por ejemplo, para el calibrador M13-N2 el error es $\sigma_{\text{cal}} = 0.09$ y para T04-R23 el típico error mínimo se estima en $\sigma_{\text{cal}} \sim 0.1$, de acuerdo con Marino et al. (2013) y Tremonti et al. (2004), respectivamente. Posteriormente, con los valores promedio de σ_{cal_0} mostrados en la Tabla 5.3, procedimos a estimar la dispersión intrínseca, σ_{Int} , de los residuos de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H})\text{-}M_{\star}\text{-SFR}$, usando los mismos 7 calibradores.

En la Fig. 5.8 mostramos el comportamiento de la dispersión intrínseca al variar el parámetro α , una vez impuesto el error del calibrador de acuerdo a los valores promedio listados en la Tabla 5.3, para el agrupado VS. Para los demás agrupados, obtenemos curvas similares en donde podemos observar el mismo comportamiento: σ_{Int} disminuye significativamente cuando $0 < \alpha < 1$. Comparando con las Figs. 5.4 y 5.7 el valle que se forma con σ_{Int} es más profundo que el valle encontrado para σ_{Tot} , debido a la condición impuesta sobre la incertidumbre del calibrador.

Del análisis mostrado en la Fig. 5.8 notamos que: (i) no es posible estimar el error del parámetro α_{min} a través de la condición de la Eq. 5.3, debido a que se introduce una expresión cuadrática asociada a la incertidumbre del calibrador σ_{cal} ; (ii) la curva de la dispersión cambia, haciéndose más pronunciada al usar σ_{Int} que con σ_{Tot} ; y (iii) solo se reproducen los resultados de M10 cuando se fuerza σ_{cal} a un valor tal que la $\sigma_{\text{rel},\text{min}}$ sea igual al reportado por estos autores.

Para cuantificar la reducción de la dispersión alcanzada con σ_{Int} procedimos al igual que hicimos con σ_{tot} , usando la Ec. 5.2. De acuerdo con este cálculo, la reducción de la dispersión que encontramos para σ_{Int} es comparable con el 66% de reducción alcanzado en M10, independientemente del esquema de agrupado y de los calibradores. Ya que la

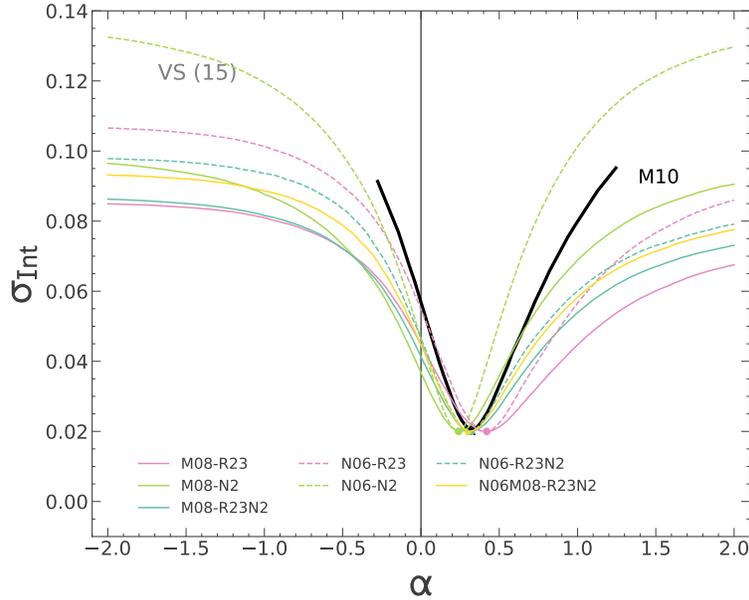


Figura 5.8: Descripción similar a la Fig. 5.4 usando la desviación estándar intrínseca, σ_{Int} .

estimación de la reducción de la dispersión relativa, $\Delta\sigma_{\text{Int}}/\sigma_{\text{Int}}$, es independiente del valor de α , la posición de α_{min} no cambia al determinar σ_{Tot} , comparado con σ_{Int} . En la Tabla 5.6 incluimos las dispersiones intrínsecas y la reducción de la dispersión encontrada una vez incorporada la forma cuadrática del error sistemático del calibrador. Para esta exploración excluimos la incertidumbre de α_{min} , como se explicará más adelante. Para complementar el estudio de la reducción de la dispersión que experimentan los residuos de la FMR, realizamos una exploración de $\Delta\sigma/\sigma$ en función del parámetro α , tanto para la dispersión total como para la dispersión intrínseca obtenidas usando los 7 calibradores basados en los índices R23 y N2 para las galaxias SF del muestreo SDSS-DR7. Las Figs. 5.9 y 5.10 resumen el resultado de este análisis. Cada panel corresponde a la distribución de $\Delta\sigma/\sigma$ para cada esquema de agrupado explorado. Las líneas de colores representan la reducción de la dispersión que alcanza cada calibrador. En cada una de las gráficas incluidas en las Figs. 5.9 y 5.10 observamos que la curva de la reducción de la dispersión es más estrecha cuando se trabaja con calibradores contruidos únicamente a partir del índice N2 (M08-N2 y N06-N2). Además, la máxima reducción de la dispersión, en cualquiera de los cinco esquemas de agrupado explorados en la Fig. 5.9, apenas alcanza alrededor de 10% de reducción en un rango relativamente amplio entre $0 < \alpha < 0.5$. Fuera del rango $0 < \alpha < 0.5$, la dispersión total aumenta continuamente. Estos mismos resultados se repiten en la Fig. 5.10. La única diferencia radica en el valor máximo que alcanza $\Delta\sigma_{\text{Int}}/\sigma_{\text{Int}}$, ubicado entre $\sim 40\text{-}60\%$.

Por tanto, solo a través de la exploración de σ_{Int} y construyendo el valor de σ_{cal} , logramos replicar de forma muy similar los resultados expuestos por Mannucci et al. (2010), tanto para el calibrador M08-R23N2 como para otros seis calibradores (M08-

Tabla 5.6: Valores de α que minimizan la dispersión intrínseca σ_{Int} usando los calibradores de basados en los índices R23 y N2 calculados para datos del muestreo SDSS-DR7.

Calibrador	$\sigma_{\text{Int}_{\alpha=0}}$ ^a	$\sigma_{\text{Int}_{\alpha_{\text{min}}}}$ ^b	α_{min} ^c	$\Delta\sigma_{\text{Int}}/\sigma_{\text{Int}}$ ^d (%)
Agrupado FS (15 intervalos)				
M08-R23N2	0.04	0.02	0.38	53
M08-R23	0.03	0.02	0.38	39
M08-N2	0.04	0.02	0.24	45
N06-R23	0.04	0.02	0.38	50
N06-N2	0.05	0.02	0.24	57
N06-R23N2	0.05	0.02	0.50	58
M08N06-R23N2	0.04	0.02	0.40	47
Agrupado FS (50 intervalos)				
M08-R23N2	0.04	0.02	0.36	53
M08-R23	0.05	0.02	0.44	56
M08-N2	0.04	0.02	0.26	47
N06-R23	0.06	0.02	0.42	64
N06-N2	0.05	0.02	0.24	57
N06-R23N2	0.05	0.02	0.34	58
M08N06-R23N2	0.05	0.02	0.34	56
Agrupado VS (15 intervalos)				
M08-R23N2	0.04	0.02	0.32	52
M08-R23	0.04	0.02	0.42	55
M08-N2	0.04	0.02	0.24	46
N06-R23	0.05	0.02	0.42	64
N06-N2	0.05	0.02	0.24	57
N06-R23N2	0.05	0.02	0.32	57
M08N06-R23N2	0.04	0.02	0.30	55
Agrupado VS (50 intervalos)				
M08-R23N2	0.04	0.02	0.34	53
M08-R23	0.05	0.02	0.46	57
M08-N2	0.04	0.02	0.26	47
N06-R23	0.06	0.02	0.42	65
N06-N2	0.05	0.02	0.24	57
N06-R23N2	0.05	0.02	0.32	57
M08N06-R23N2	0.05	0.02	0.32	56
Sin agrupado				
M08-R23N2	0.04	0.02	0.34	50
M08-R23	0.03	0.02	0.30	42
M08-N2	0.03	0.02	0.42	42
N06-R23	0.04	0.02	0.32	53
N06-N2	0.04	0.02	0.26	47
N06-R23N2	0.04	0.02	0.46	50
M08N06-R23N2	0.04	0.02	0.32	47

^aDispersión intrínseca alcanzada en $\alpha = 0$.

^bDispersión intrínseca alcanzada cuando $\alpha = \alpha_{\text{min}}$.

^cValor mínimo de α

^dReducción de la dispersión estimada entre $\sigma_{\text{Int}_{\alpha=0}}$ y $\sigma_{\text{Int}_{\alpha_{\text{min}}}}$.

R23, M08-N2, N06-R23, N06-N2, N06-R23N2 y M08N06-R23N2), usando los mismos datos basados en observaciones de una sola fibra. Este análisis sugiere que para poder

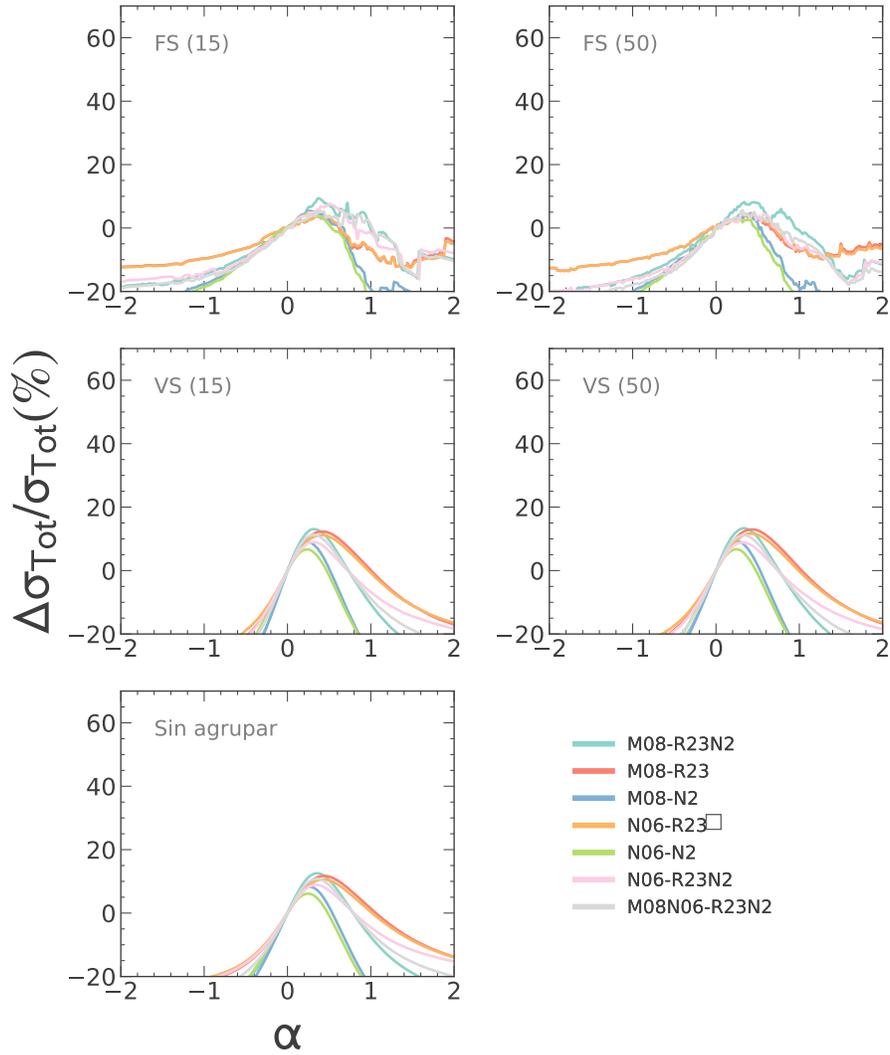


Figura 5.9: Reducción de la dispersión total alcanzada con los datos del muestreo SDSS-DR7. Las líneas representan la reducción de la dispersión relativa alcanzada para cada valor de α sin considerar el error sistemático de cada calibrador.

reproducir la reducción de la dispersión de la FMR con datos de mejor resolución física, es necesario determinar la dispersión intrínseca considerando la incertidumbre del calibrador analizado, procedimiento que no se reporta con claridad en [Mannucci et al. \(2010\)](#).

En la siguiente subsección incluimos la exploración de la relación fundamental de metalicidad a través de la dispersión intrínseca, usando datos del muestreo eCALIFA, tanto para el conjunto heterogéneo de 16 calibradores como para los siete calibradores basados en los índices R23 y N2 presentados en esta Sección.

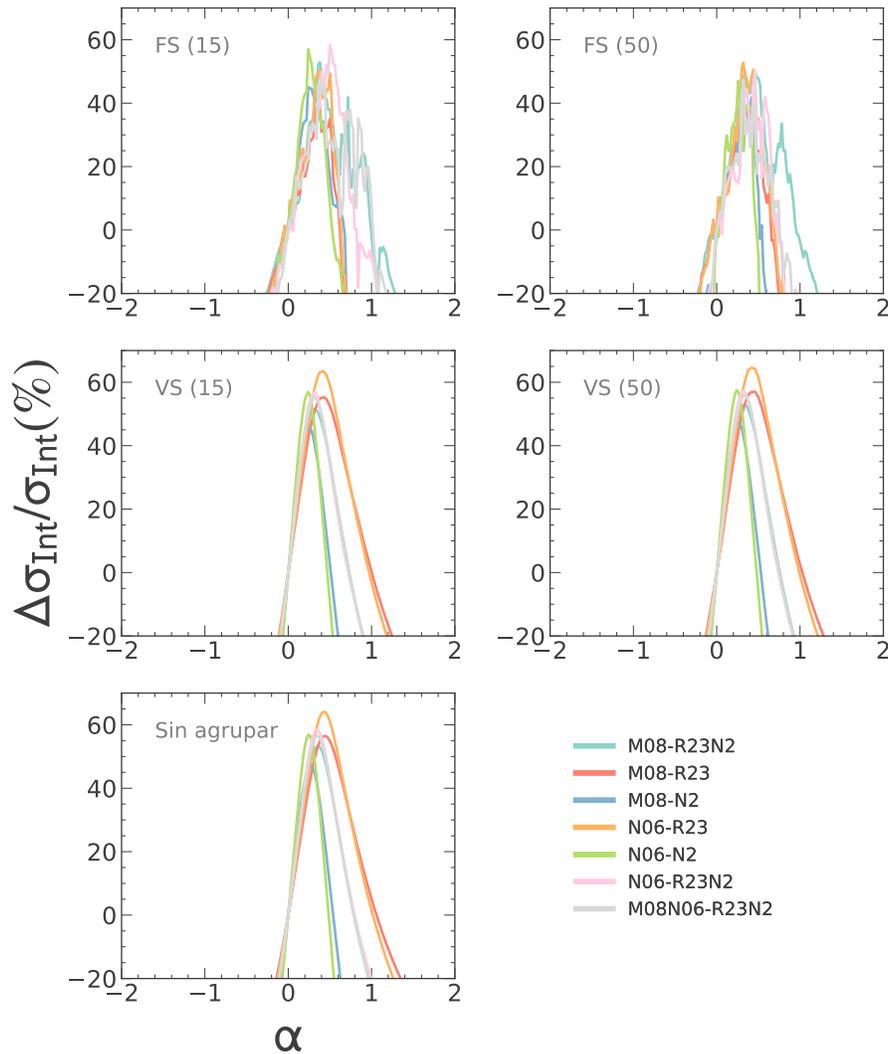


Figura 5.10: Reducción de la dispersión intrínseca alcanzada con los datos del muestreo SDSS-DR7. Las líneas representan la reducción de la dispersión relativa alcanzada para cada valor de α al considerar el error sistemático de cada calibrador.

5.3.1. Reproducción del análisis usando datos de eCALIFA

Con el fin de intentar reproducir la reducción de la dispersión de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_* - \text{SFR}$ reportada en [Mannucci et al. \(2010\)](#), con los datos del muestreo eCALIFA (datos medidos al Re), dividimos el análisis en dos partes. En la primera parte, exploramos la posible reducción de la dispersión de la FMR empleando el conjunto de 16 calibradores, que destaca por incluir calibradores de diferente naturaleza que hacen uso de una variedad de índices (M13-O3N2, D16-N2S2, P12-T2, PP04-O3N2, D13-PYQZ y M13-N2, M08-R23, KK04-R23, H19-NN, P10-ONS, PG16-S, PM09-O3N2, T04-R23,

Tabla 5.7: Valores de la dispersión intrínseca (σ_{Int}) usando un agrupado de tamaño fijo (7 intervalos) con datos de eCALIFA para el grupo 1 y 2 de de calibradores. Descripción similar a la Tab. 5.6.

Calibrador	$\sigma_{\text{Int}_{\alpha=0}}$	$\sigma_{\text{Int}_{\alpha_{\text{min}}}}$	α_{min}	$\Delta\sigma_{\text{Int}}/\sigma_{\text{Int}}$ (%)
Caso (a), Grupo 1				
D16-N2S2	0.04	0.02	0.2	55
M13-O3N2	0.03	0.02	0.42	37
PP04-03N2	0.04	0.02	0.42	55
D13-PYQZ	0.05	0.02	0.3	56
P12-T2	0.03	0.02	0.36	37
M13-N2	0.03	0.02	0.26	18
Caso (a), Grupo 2				
PM09-O3N2	0.03	0.02	0.58	25
M08-R23	0.05	0.02	0.24	61
KK04-R23	0.03	0.02	0.5	22
T04-R23	0.04	0.02	0.54	50
H19-NN	0.05	0.02	0.44	56
B15-IZI	0.02	0.02	0.36	11
P10-ONS	0.04	0.02	0.38	45
PG16-R	0.03	0.02	0.36	40
PG16-S	0.03	0.02	0.28	34
T18-NB	0.03	0.02	0.5	40
Caso (b)				
D16-N2S2	0.10	0.10	0.20	8
T04-R23	0.08	0.07	0.54	10
M08-R23	0.09	0.08	0.24	14
P10-ONS	0.07	0.07	0.38	9

B15-IZI, PG16-R y T18-NB). Mientras que en la segunda parte, exploramos la reducción de la dispersión alcanzada para la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H})\text{-M}_*\text{-SFR}$ usando los 7 calibradores construidos a través del método de líneas fuertes sobre los índices R23 y N2 descritos anteriormente (M08-R23N2, M08-R23, M08-N2, N06-R23, N06-N2, N06-R23N2 y M08N06-R23N2).

i) Para la primera exploración calculamos la dispersión intrínseca de los residuos de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H})\text{-M}_*\text{-SFR}$ usando: (a) la incertidumbre del calibrador (denotada como σ_{cal_0}) determinada a partir de la condición de la Eq. 5.7 empleando la dispersión $\sigma_{\text{Tot}_{\alpha_{\text{min}}}}$, y (b) directamente la incertidumbre reportada en la literatura para cada calibrador (denotada como σ_{cal}).

La exploración de ambos casos (a) y (b) nos permitirá identificar algún posible efecto introducido por la incertidumbre del calibrador sobre la reducción de la dispersión intrínseca relativa al valor $\alpha = 0$.

Como primera parte de la exploración de esta subsección, en la Fig. 5.11 mostramos la reducción de la dispersión intrínseca obtenida siguiendo el análisis del punto (a) usando el conjunto de 16 calibradores. Para cada calibrador se calculó la dispersión intrínseca

Tabla 5.8: Incertidumbre del calibrador encontrada para los 16 calibradores analizados con datos del muestreo eCALIFA.

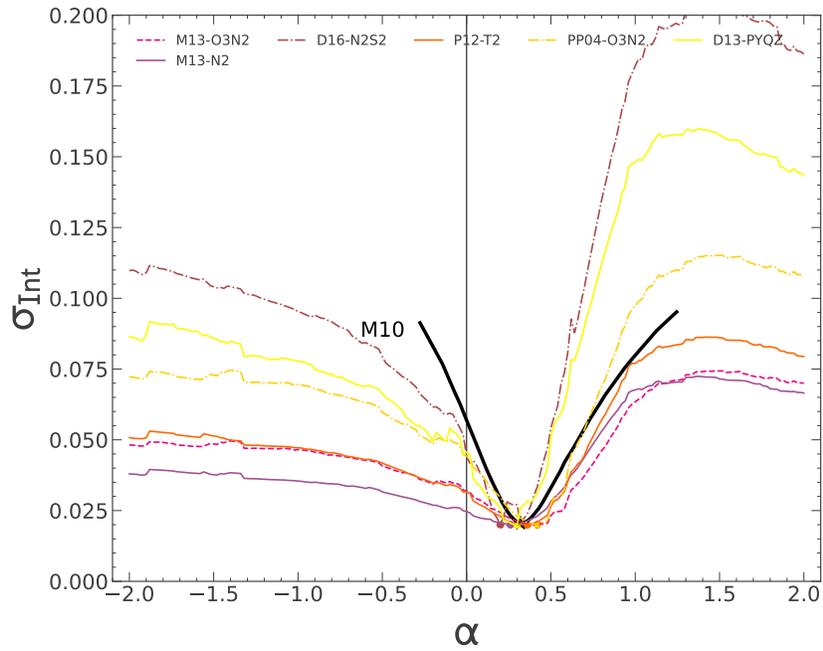
Calibrador	$\sigma_{\text{cal}_0}^a$	σ_{cal}^b	Referencia
Grupo 1			
M13-O3N2	0.05	~ 0.08	Marino et al. 2013
D16-N2S2	0.15	~ 0.12	Dopita et al. 2016
PP04-O3N2	0.09	~ 0.14	Pettini & Pagel 2004
D13-PYQZ	0.12	~ 0.10	Dopita et al. 2013
M13-N2	0.04	~ 0.09	Marino et al. 2013
P12-T2	0.06	~ 0.10	Peña-Guerrero et al. 2012
Grupo 2			
PM09-O3N2	0.05	~ 0.10	Pérez-Montero et al. 2009
T04-R23	0.12	~ 0.10	Tremonti et al. 2004
T18-NB	0.08	~ 0.10	Thomas et al. 2018
P10-ONS	0.09	~ 0.06	Pilyugin et al. 2010
B15-IZI	0.02	~ 0.10	Blanc et al. 2015
PG16-S	0.08	~ 0.05	Pilyugin & Grebel et al. 2016
PG16-R	0.07	~ 0.05	Pilyugin & Grebel et al. 2016
KK04-R23	0.07	~ 0.10	Kobulnicky & Kewley 2008
H19-NN	0.1	~ 0.12	Ho, 2019
M08-R23	0.13	~ 0.10	Maiolino et al. 2008

^aError intrínseco del calibrador encontrado con nuestro análisis.

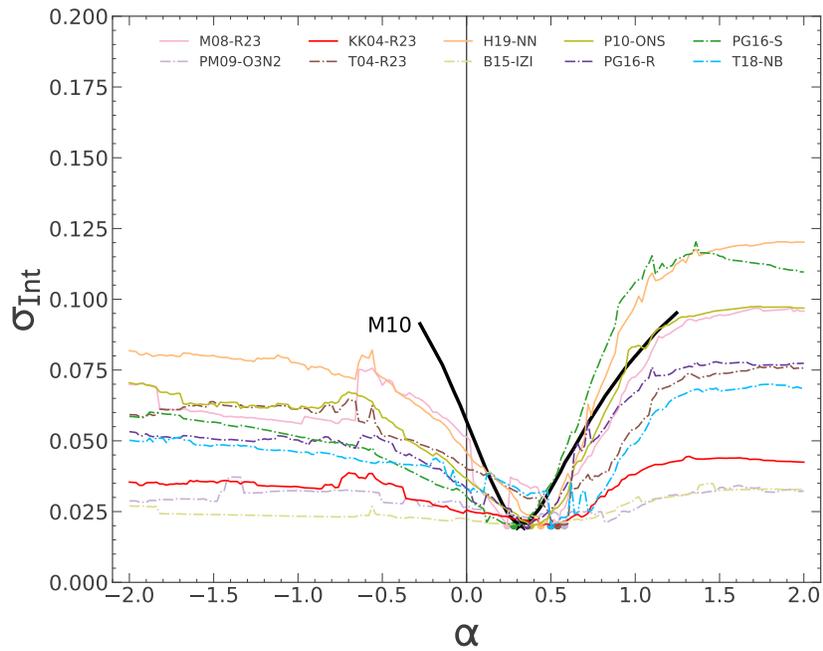
^bError intrínseco del calibrador encontrado en la literatura.

tomando la dispersión total mínima ($\sigma_{\text{Tot}\alpha_{\text{min}}}$) listada en la Tab. 5.1. Comparando con la Fig. 5.1, observamos que al introducir la incertidumbre del calibrador, la dispersión incrementa más para $\alpha > 1$ que para el extremo opuesto ($\alpha < -1$). Esta asimetría en la distribución de σ_{Int} aparece para cada uno de los calibradores analizados, especialmente para los calibradores D16-N2S2 y D13-PYQZ. Aunque esta asimetría apenas es perceptible con datos del SDSS-DR7 (ver Fig. 5.8), es posible que dependa del calibrador y no necesariamente sea un efecto de apertura. Observamos además, que los valores del parámetro α_{min} obtenido con los calibradores del grupo 1 se ubican en el rango $0.1 < \alpha < 0.5$. Mientras que para el grupo 2, el rango se observa desplazado ~ 0.1 hacia valores más grandes de α_{min} , abarcando el rango $0.2 < \alpha < 0.7$. En la Tabla 5.7 mostramos los valores del parámetro α al cual se alcanza la mínima dispersión de σ_{Int} para cada uno de los 16 calibradores. En esta misma tabla podemos observar que calibradores como D13-PYQZ, P12-T2, P10-ONS, B15-IZI, PG16-R y PG16-S presentan un valor α_{min} cercano al valor reportado por M10 ($\alpha_{\text{min},\text{M10}} = 0.32$) y simultáneamente una reducción de la dispersión relativa a $\alpha = 0$ que varía entre 10 a 50%.

En la segunda columna de la Tab. 5.8 se muestran las incertidumbres (σ_{cal_0}) necesarias para reproducir la reducción de la dispersión reportada por M10 obtenidas siguiendo



(a) Calibradores del grupo 1



(b) Calibradores del grupo 2

Figura 5.11: Distribuciones de la dispersión intrínseca de la FMR para las galaxias de eCALIFA determinadas al aplicar la Eq. 5.7 con los 6 calibradores del grupo 1 (panel superior) y con los 10 calibradores del grupo 2 (panel inferior). Descripción similar a la Fig. 5.1.

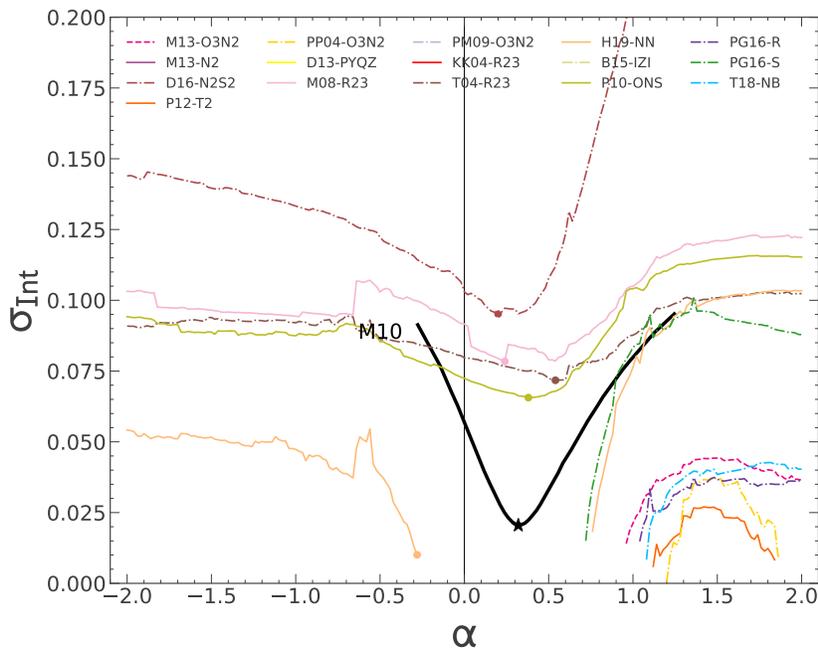


Figura 5.12: Distribuciones de la dispersión intrínseca de la FMR para las galaxias de eCALIFA usando la incertidumbre σ_{cal} reportada en la literatura para los 16 calibradores. La descripción es similar a la Fig. 5.11.

el procedimiento citado en el punto (a). En esta misma tabla también incluimos las incertidumbres reportadas en la literatura (σ_{cal}) para cada calibrador explorado.

Para contrastar el posible efecto que pudiera inducir la incertidumbre del calibrador sobre la reducción de σ_{Int} con datos medidos a 1Re, como siguiente paso calculamos la dispersión intrínseca de los residuos de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_{\star} - \text{SFR}$ usando los valores σ_{cal} incluidos en la tercera columna de la Tabla 5.8 de acuerdo al caso (b). En la Fig. 5.12 mostramos la dispersión intrínseca obtenida al usar las incertidumbres de los 16 calibradores reportadas en la literatura, usando un método de agrupado grueso FS (7 intervalos). Como podemos observar en esta figura, la curva de la dispersión intrínseca no es continua para la mayoría de calibradores, esto sucede cuando la dispersión total es menor que la dispersión del calibrador ($\sigma_{\text{Tot}} < \sigma_{\text{cal}}$ en la Expresión 5.6), es decir, la curva de la dispersión intrínseca es discontinua cuando se indetermina la diferencia cuadrática de la expresión 5.6. Debido a la indeterminación de σ_{Int} , solo cuatro calibradores: D16-N2S2, T04-R23, M08-R23 y P10-ONS muestran distribuciones continuas a lo largo del rango muestreado del parámetro α .

Observamos además que para los calibradores D16-N2S2, T04-R23, M08-R23 y P10-ONS, el parámetro α_{min} presenta valores dentro del rango $0.2 < \alpha_{\text{min}} < 0.5$. Además, para ninguno de estos cuatro calibradores, la reducción relativa de la dispersión es mayor al 15% (véase Tab. 5.7). Solo el calibrador P10-ONS presenta un valor de $\alpha_{\text{min}} = 0.38$ cercano al valor reportado en M10 ($\alpha_{\text{min}, \text{M10}} = 0.32$). De los únicos cuatro calibradores que muestran distribuciones continuas de σ_{Int} , el calibrador D16-N2S2 nuevamente

vuelve a presentar mayor asimetría en la forma de la distribución, presentando mayores dispersiones a valores superiores a $\alpha \sim 1$ que a valores inferiores a $\alpha \sim -1$.

El análisis de los casos (a) y (b) sugiere que las incertidumbres de los calibradores reportadas en la literatura pueden estar sobreestimadas, ya que para la mayoría de calibradores la dispersión encontrada en la exploración del caso (a) es menor que la dispersión empleada en el caso (b). Sin embargo, también es posible que las incertidumbres de los calibradores estén siendo subestimadas en el análisis del caso (a). En este aspecto, [López-Sánchez et al. \(2012\)](#) encuentran una tendencia sistemática en las incertidumbres de los calibradores construidos a partir del método de líneas fuertes, indicando que calibradores empíricos y basados en modelos de fotoionización, presentan incertidumbres mínimas de a lo más $\sigma_{\text{cal}_{\text{min}}} \sim 0.05 - 0.06$ dex. En el caso de nuestro estudio, la exploración de [López-Sánchez et al. \(2012\)](#) podría sugerir que las incertidumbres de los calibradores M13-N2 y B15-IZI obtenidas con el análisis del caso (a), $\sigma_{\text{cal}_0} = 0.04$ dex y $\sigma_{\text{cal}_0} = 0.02$ dex, respectivamente, no podrían ser estimaciones realistas de las incertidumbres y por tanto, podrían implicar que la reducción relativa de la dispersión de la FMR puede ser menor a la reportada en la Tabla 5.7 para el caso a). Este supuesto podría aplicar para todos los calibradores explorados, independientemente si su incertidumbre es mayor al valor $\sigma_{\text{cal}_{\text{min}}}$ reportado en [López-Sánchez et al. \(2012\)](#). Por lo tanto, hasta este punto del análisis nuestra exploración de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_{\star} - \text{SFR}$ muestra resultados variados respecto a los reportados en [Mannucci et al. \(2010\)](#), incluso usando un amplio conjunto de 16 calibradores de diferente naturaleza. Esta discrepancia en los resultados se aprecia tanto en la reducción de la dispersión relativa, como en el valor α_{min} . Por tanto, no nos es posible determinar si la naturaleza de cada uno de los 16 calibradores influye en la reproducción de los resultados de M10. Por ello realizamos la misma exploración usando ahora los siete calibradores construidos con los índices R23 y N2 que empleamos en la Sec. 5.3, con los cuales fue posible reproducir la significativa reducción de la dispersión reportada en M10.

ii) Para la segunda parte del análisis enfocado en explorar la reducción de la dispersión de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_{\star} - \text{SFR}$ con el conjunto de 7 nuevos calibradores descritos en la Sec. 5.3, usamos las incertidumbre de los calibradores que mostramos en la Tab. 5.3 para calcular la dispersión intrínseca. En la Fig. 5.13 mostramos la dispersión intrínseca de las galaxias de eCALIFA al variar el parámetro α bajo un agrupado grueso FS (7 intervalos). Por cuestiones comparativas incluimos la distribución de la dispersión basada en el calibrador M08-R23N2 encontrada en [Mannucci et al. \(2010\)](#) (representada con una línea negra). Cada línea de color representa uno de los calibradores explorados (M08-R23, M08-N2, M08-R23N2, N06-R23, N06-N2, N06-R23N2 y N06M08-R23N2). Los puntos sobre cada línea indican la posición del mínimo de dispersión alcanzada para cada calibrador (α_{min}). En esta figura podemos apreciar que aunque hemos empleado los errores sistemáticos de los mismos calibradores para la abundancia de oxígeno al Re, la reducción de la dispersión intrínseca no es tan significativa como la reducción descrita por M10 para la mayoría de calibradores. También observamos dos comportamientos que parecen depender del calibrador: calibradores basados únicamente en el índice N2 (M08-N2 y N06-N2) muestran una curva más pronunciada, que calibradores construidos

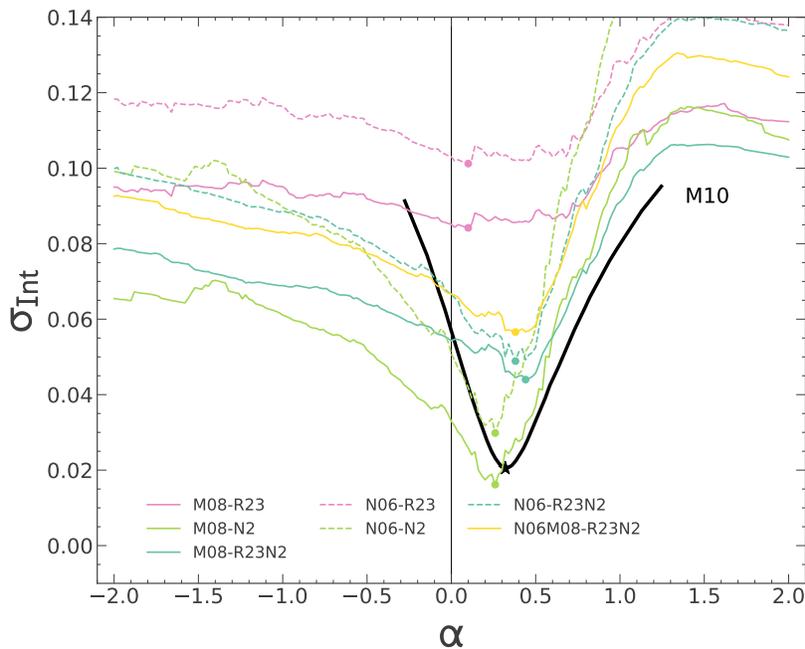


Figura 5.13: Distribución de la dispersión intrínseca para datos medidos al Re del catálogo eCALIFA. Se adoptó la misma nomenclatura que en la Fig. 5.4.

con el índice R23 (M08-R23 y N06-R23).

En la Tab. 5.9 mostramos los valores del parámetro α donde se alcanza la máxima reducción de la dispersión intrínseca, calculada para los residuos de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_* - \text{SFR}$, usando las galaxias SF del catálogo de eCALIFA y los mismos calibradores que en el caso de la exploración de las galaxias SDSS-DR7. De esta tabla observamos que los calibradores M08-N2 y N06-N2 inducen una reducción de la dispersión de 40 al 50 %, los calibradores como M08-R23N2 y N06-R23N2 apenas alcanzan una reducción del 20 % a 25 %, mientras que los calibradores M08-R23 y N06-R23 no muestran reducción de la dispersión. Al igual que el análisis de los datos del SDSS-DR7, incluso con los datos del catálogo eCALIFA, el valor del parámetro α_{\min} abarca un amplio rango de valores (entre $\alpha = 0.1$ y $\alpha = 0.44$). Además notamos que los calibradores construidos con el índice N2 son aquellos cuyo valor de α_{\min} es más cercano al propuesto por M10.

De este análisis se desprende que, incluso usando las mismas incertidumbres que permiten reproducir la FMR con datos del SDSS-DR7, la reducción de la dispersión intrínseca parece depender del calibrador usado para determinar la abundancia de oxígeno y también de la apertura del instrumento con el cual se realizan las observaciones.

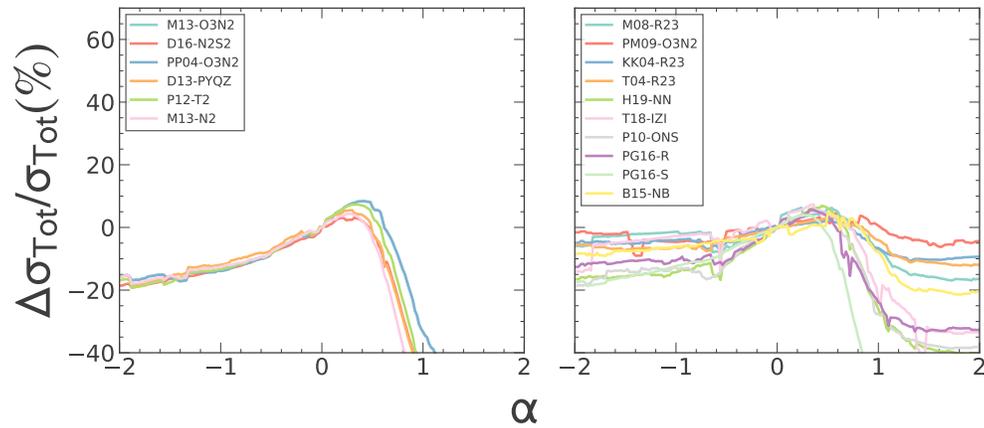
Para visualizar con mayor detalle el efecto que encontramos en la reducción de la dispersión, con las diferentes exploraciones presentadas en esta subsección, hemos repetido el análisis de las reducciones de la dispersión relativas $\Delta\sigma_{\text{Tot}}/\sigma_{\text{Tot}}$ y $\Delta\sigma_{\text{Int}}/\sigma_{\text{Int}}$ como función del parámetro α usando las galaxias de eCALIFA, tanto para los 16 calibradores de diferente naturaleza como para el conjunto de 7 calibradores construidos a partir de los índices R23 y N2. En la Fig. 5.14 incluimos la reducción relativa calculada con la dis-

Tabla 5.9: Valores de α que minimizan la dispersión intrínseca, σ_{Int} , usando los calibradores de basados en los índices R23 y N2 y empleando las galaxias eCALIFA. Descripción similar a la Tab. 5.6.

Calibrador	$\sigma_{\text{Int}_{\alpha=0}}$	$\sigma_{\text{Int}_{\alpha_{\text{min}}}}$	α_{min}	$\Delta\sigma_{\text{Int}}/\sigma_{\text{Int}}$ (%)
M08-R23N2	0.05	0.04	0.44	19
M08-R23	0.09	0.08	0.10	1
M08-N2	0.03	0.02	0.26	51
N06-R23	0.10	0.10	0.10	2
N06-N2	0.05	0.03	0.26	41
N06-R23N2	0.07	0.05	0.38	26
M08N06-R23N2	0.07	0.06	0.38	15

persión total para el grupo 1 de calibradores (panel superior izquierdo) y para el grupo 2 de calibradores (panel superior derecho). Al igual que con el análisis realizado con los datos del muestreo SDSS-DR7, usar únicamente la dispersión estándar total no genera una reducción significativa de la dispersión que permita inferir alguna dependencia de la abundancia de oxígeno con la tasa de formación estelar, a través de la variación del parámetro α . Fuera del rango $0 \lesssim \alpha \lesssim 0.6$, la dispersión empeora lentamente para valores negativos o drásticamente para valores positivos de α , independientemente del calibrador analizado. Sin embargo, cuando se tiene en cuenta la incertidumbre del calibrador, las reducciones relativas de la dispersión intrínseca pueden llegar a ser importantes en el mismo rango dinámico ($0 \lesssim \alpha \lesssim 0.6$). Este análisis sugiere que una pequeña variación del parámetro α dentro de ese rango puede producir reducciones de la dispersión similares o cercanas a la reducción que presenta en el valor α_{min} , sin importar el calibrador estudiado. Otro punto a resaltar es que en ambos paneles es evidente que la reducción de la dispersión no es igual para todos los calibradores, siendo los calibradores D16-N2S2, PP04-O322, D13-PYQZ, M08-R23 y H19-NN los que muestran mayor efecto en la reducción de la dispersión. Mientras que calibradores como M13-N2 o PM09-O3N2 son los que reducen en menor medida la dispersión. Es importante recordar que este estudio depende de la incertidumbre del calibrador impuesta, por tanto para contrastar el efecto de la incertidumbre del calibrador, en la Figura 5.16 hemos incluido la reducción relativa de la dispersión calculada usando las incertidumbres reportadas en la literatura.

Como vimos en el análisis de la Fig. 5.12, una incertidumbre σ_{cal} mayor a la dispersión total genera discontinuidades en la distribución de la dispersión intrínseca a lo largo del rango explorado de α . Por ello que en la Fig. 5.16 solo aparecen las distribuciones de la reducción relativa de la dispersión asociada a los calibradores D16-N2S2, M08-R23, T04-R23 y P10-ONS. En esta figura observamos que, a pesar de considerar la dispersión intrínseca, la reducción de la dispersión es muy pequeña. Al menos para estos cuatro calibradores, el comportamiento de la reducción de la dispersión intrínseca es similar a la reducción de la dispersión total (panel superior de la Fig. 5.11). Como se



(a) Dispersión total

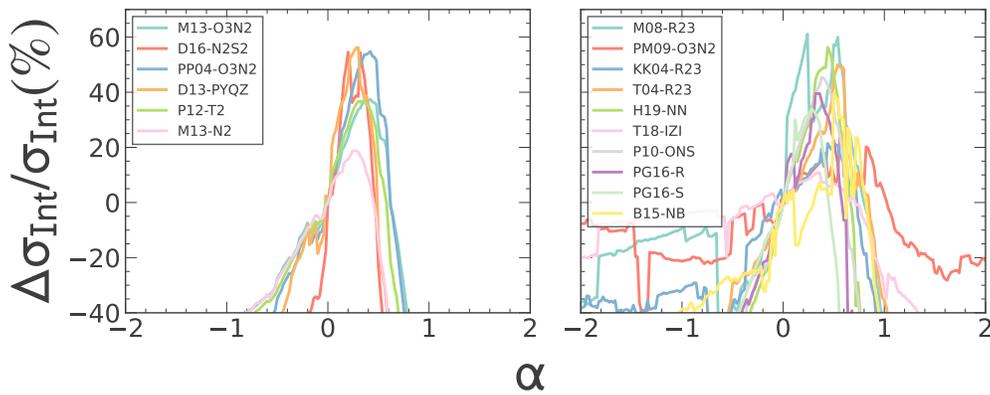
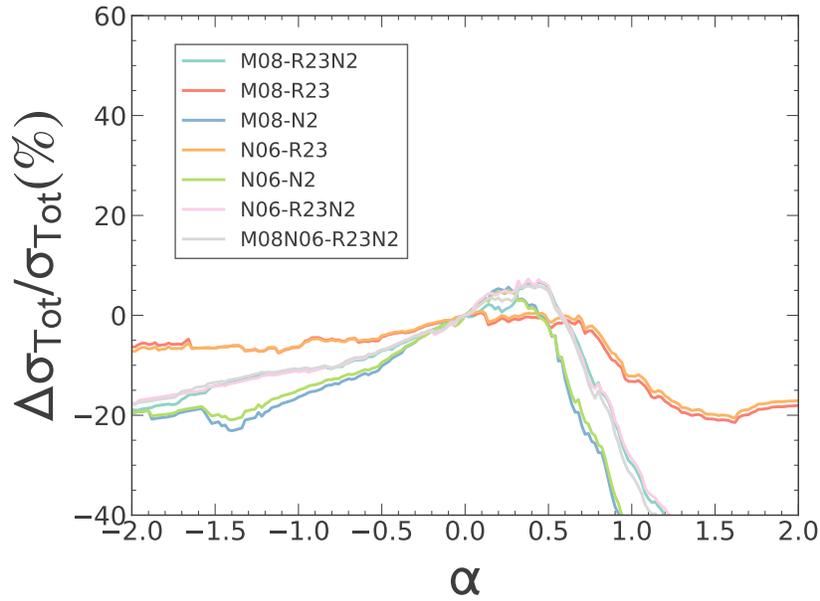

 (b) Dispersión intrínseca alcanzada con las incertidumbres calculadas (σ_{cal_0})

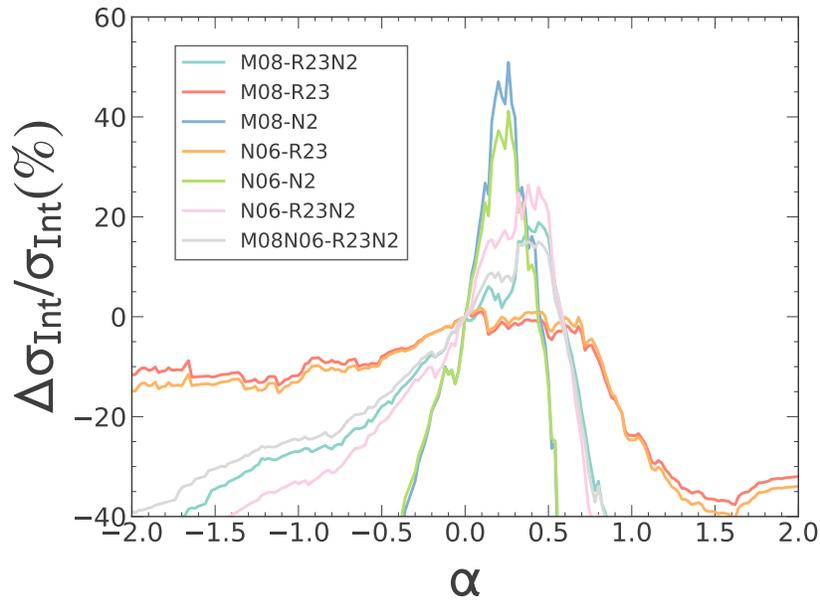
Figura 5.14: Reducción relativa de la dispersión de los residuos de la FMR como función del parámetro α obtenida usando 16 calibradores (grupo 1 en panel izquierdo y grupo 2 en panel derecho) sobre los datos del catálogo eCALIFA: a) sin asumir ninguna incertidumbre para los calibradores; y b) usando las incertidumbres calculadas para cada calibrador que se listan en la segunda columna de la Tab. 5.8. En cada panel, cada color representa la reducción alcanzada por cada calibrador analizado.

mencionó anteriormente, el comportamiento de la dispersión mostrado en la Fig. 5.12 puede evidenciar un sesgo por apertura incluido en las observaciones de una sola fibra o un sesgo por selección de calibradores (puesto que solo tenemos información para 4 calibradores: D16-N2S2, M08-R23, T04-R23 y P10-ONS).

Para ampliar nuestra exploración, repetimos el mismo análisis usando la reducción de la dispersión obtenida con el conjunto de calibradores empíricos: M08-R23N2, M08-R23, M08-N2, N06-R23, N06-N2, N06-R23N2 y M08N06-R23N2. En la Fig. 5.15 mostramos la reducción de la dispersión total al variar el parámetro α . Como en los casos anteriores, la reducción de la dispersión no muestra una mejoría sustancial cerca del valor α_{min} comparado con todo el rango dinámico (panel superior), independientemente del calibrador.



(a) Dispersión total



(b) Dispersión intrínseca

Figura 5.15: Reducción relativa de la dispersión de los residuos de la FMR como función del parámetro α obtenida con los datos del catálogo eCALIFA, usando los 7 calibradores construidos a partir de los índices R23 y N2: a) sin asumir ninguna incertidumbre para los calibradores; y b) usando como incertidumbre de los calibradores el valor promedio mostrado en la Tab. 5.3. Cada línea de color representa la distribución de cada calibrador.

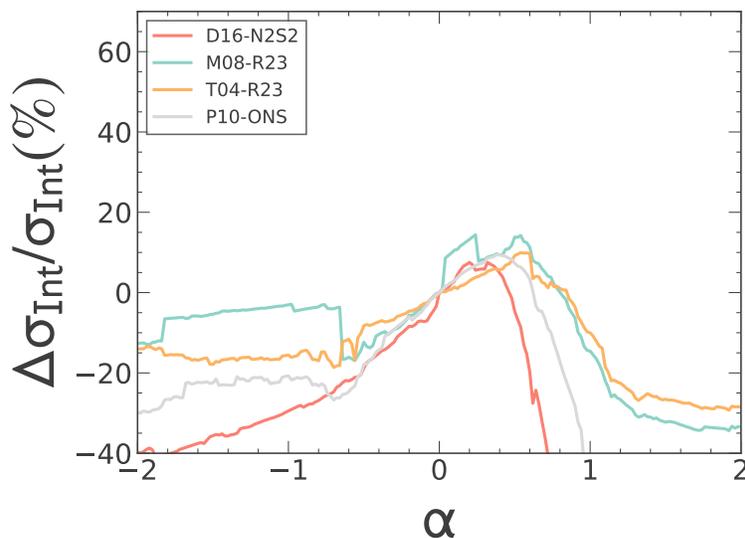


Figura 5.16: Reducción relativa de la dispersión de los residuos de la FMR como función del parámetro α , obtenida usando los 4 calibradores que presentan una distribución continua de σ_{int} en la Fig. 5.11 usando los datos del catálogo eCALIFA y adoptando las incertidumbres reportadas en la literatura (ver tercera columna de la Tab. 5.8). La descripción es similar a la Fig. 5.14.

Especialmente a valores mayores a $\alpha \sim 0.5$, la dispersión empeora rápidamente para calibradores basados en el índice N2.

Usando las incertidumbres de los calibradores calculadas en la Sec. 5.3, en el panel inferior de la Fig. 5.15 notamos que los calibradores basados únicamente en el índice N2 presentan los picos más estrechos y más altos, es decir generan las mayores reducciones de la dispersión comparados con el resto de calibradores. Además, la máxima dispersión alcanzada disminuye cuando los calibradores se construyen a través de una combinación con el índice R23, y las dispersiones alcanzan la mínima reducción cuando dejan de depender del índice N2. Además, observamos que la máxima reducción de la dispersión puede variar muy poco o significativamente dependiendo del calibrador. Por ejemplo para los calibradores basados únicamente en el índice R23, la máxima reducción de la dispersión sucede en el rango $0 \lesssim \alpha \lesssim 0.5$. Mientras que para los calibradores empíricos M08-N2 y N06-N2, la reducción más significativa se obtiene cuando $0.1 \lesssim \alpha \lesssim 0.3$. El análisis de la Figura 5.15 sugiere que la reducción de la dispersión intrínseca de los residuos de la FMR parece depender del calibrador. Siendo además posible que la máxima reducción sea alcanzable para diferentes valores del parámetro α .

En resumen, solo teniendo en cuenta el error sistemático encontrado para cada calibrador nos fue posible reproducir el estudio presentado en Mannucci et al. (2010), usando los datos provenientes del mismo catálogo. Además, en el caso de datos medidos al Re encontramos una reducción significativa de la dispersión intrínseca de los residuos de la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_{\star} - \text{SFR}$

solo para calibradores basados únicamente en el índice N2. Por tanto, no es claro si hay un efecto drástico en la reducción de la dispersión cuando la abundancia de oxígeno es obtenida con otros índices diferentes a N2. Esto sugiere que puede existir un sesgo por calibrador o incluso de la apertura de la fibra de los datos del SDSS-DR7, lo que puede conducir a interpretaciones sesgadas.

Capítulo 6

Conclusiones

Los resultados de esta tesis se basan en el análisis estadístico de la relación entre la abundancia de oxígeno del medio interestelar con una amplia variedad de propiedades de las galaxias. Entre estas propiedades se incluyen parámetros asociados con las poblaciones estelares, la historia de formación estelar, la formación estelar reciente, el contenido de gas molecular y atómico, así como parámetros estructurales. Para este estudio hicimos uso de: (i) los catálogos provistos por los muestreos CALIFA (espectroscopía de campo integral en el rango óptico) y EDGE-APEX (observaciones milimétricas), así como una recopilación de observaciones en radio de diferentes estudios previos, y (ii) el catálogo MPA-JHU extraído de los datos del muestreo SDSS-DR7. En conjunto estos datos nos han permitido explorar que propiedades predicen mejor la abundancia de oxígeno en las galaxias del universo cercano.

Adoptando el enfoque más imparcial posible, es decir, sin hacer suposiciones previas sobre qué parámetros correlacionan significativamente con la abundancia de oxígeno ($12 + \log(\text{O}/\text{H})$), en el Cap. 3 estudiamos la relación de 31 observables disponibles para nuestra muestra de galaxias, con la abundancia de oxígeno en el ISM, usando coeficientes de correlación de Pearson y de Spearman. Los observables estudiados son: (i) la masa estelar total (M_*), (ii) la tasa de formación estelar estimada a partir de la línea $\text{H}\alpha$ (SFR) y (iii) a partir de modelos de poblaciones estelares (SFR_{SSP}), (iv) la tasa de formación estelar específica (sSFR), (v) la morfología, (vi) el índice de concentración (C), (vii) la elipticidad (b/a), (viii) la inclinación (i), (ix) la distancia lumínica (D_L), (x) el tiempo cosmológico al cual las galaxias alcanzan un porcentaje dado de su masa estelar total (T90, T80, T50, T90/T50 y T80/T50), (xi) el corrimiento al rojo (z), (xii) el ancho equivalente en la línea $\text{H}\alpha$ medido al radio efectivo ($\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$), (xiii) el momento angular específico (λ_{Re}), (xiv) la masa dinámica (M_{Din}), (xv) el parámetro de ionización (U), (xvi) la distancia a la secuencia principal de formación estelar de las galaxias (ΔSFMS), (xvii) el trazador del pozo de potencial gravitacional (M_*/Re), (xviii) el radio efectivo (Re) y (xix) masa de gas neutro (M_{HI}). Incluimos también parámetros asociados al gas frío molecular estimados a partir de la extinción por polvo e inferidos a través de observaciones de CO, como: (xx) masa de gas molecular (M_{H_2}), (xxi) fracción de gas molecular (F_{H_2}), (xxii) eficiencia de formación estelar (SFE) y (xxiii) la fracción total de gas (F_{gas}).

Para el análisis del Cap.3, incluimos estimaciones de la abundancia de oxígeno al Re

empleando 16 calibradores de diferente naturaleza: M13-O3N2 y M13-N2 (Marino et al. 2013), D16-N2S2 (Dopita et al. 2016), PP04-O3N2 (Pettini & Pagel 2004), D13-PYQZ (Dopita et al. 2013), P12-T2 (Peña-Guerrero et al. 2012), PM09-O3N2 (Pérez-Montero & Contini 2009), M08-R23 (Maiolino et al. 2008), T04-R23 (Tremonti et al. 2004), B15-IZI (Blanc et al. 2015), H19-NN (Ho 2019), PG16-R y PG16-S (Pilyugin & Grebel 2016), KK04-R23 (Kobulnicky & Kewley 2004), P10-ONS (Pilyugin et al. 2010) y T18-NB (Thomas et al. 2018). Con esta exploración, confirmamos que el principal trazador de la abundancia de oxígeno es la masa estelar, como se estableció previamente en la literatura (e.g., Lequeux et al. 1979; Zaritsky et al. 1994; Tremonti et al. 2004). Posteriormente en el Cap. 4, caracterizamos la mejor forma funcional de la relación masa-metalicidad (MZR) para el conjunto heterogéneo de 16 calibradores de abundancia de oxígeno. Usando esta mejor relación, exploramos posibles dependencias secundarias entre la abundancia de oxígeno y los demás parámetros explorados en esta tesis.

Después de caracterizar la MZR, en el Cap. 4 analizamos estadísticamente sus residuos en función de cada uno de los 31 observables para determinar dependencias secundarias de la abundancia de oxígeno. Para esta exploración, no encontramos un efecto dominante secundario con ninguno de los observables explorados, ni siquiera con la SFR, parámetro comúnmente asociado en la literatura con la abundancia de oxígeno (e.g., Ellison et al. 2008; Mannucci et al. 2010; Lara-López et al. 2010).

Debido a la falta de una correlación secundaria significativa entre la MZR y la SFR, en el Cap. 5 realizamos un análisis de la Relación Fundamental de Metalicidad (FMR) presentada por Mannucci et al. (2010) (M10). Con el fin de identificar si la relación $12 + \log(\text{O}/\text{H}) - M_* - \text{SFR}$ es un artificio estadístico causado por sesgos instrumentales. Para esta exploración, usamos la misma muestra de M10, es decir, seleccionamos galaxias con formación estelar del catálogo SDSS-DR7 (propiedades estimadas dentro de los 3 centrales) siguiendo la metodología citadas por M10. También realizamos una exploración de la FMR empleando las galaxias del muestreo eCALIFA (observaciones medidas o integradas a 1 Re). Las principales conclusiones derivadas de este trabajo se resumen a continuación:

- Basándonos en un análisis de correlaciones, con una muestra heterogénea de propiedades físicas usando la muestra de datos espacialmente resueltos eCALIFA, encontramos que la masa estelar es el parámetro que mejor predice la abundancia del oxígeno al radio efectivo en las galaxias del universo cercano. De este análisis también se desprende que existen otros parámetros físicos relacionados con la historia de formación estelar que presentan una correlación con la abundancia de oxígeno (e.g., T90, T80, T80/T50 y T90/T50). Cabe destacar que estos parámetros no son los que usualmente se estudian para hallar una dependencia secundaria con la abundancia de oxígeno (p.ej., la SFR, sSFR, ΔSFMS , M_{H_2} o F_{H_2})
- Nuestro análisis (el cual incluye diferentes técnicas de ajuste, esquemas de agrupado de datos, influencia de datos atípicos y diferentes formas funcionales) muestra que la forma funcional que mejor describe la relación entre la abundancia de oxígeno y la masa estelar es un polinomio de tercer grado. Dicha función minimiza el residuo

de la relación MZR. Este resultado es independiente del calibrador de abundancia empleado.

- Una vez sustraída la dependencia de la masa estelar con la abundancia de oxígeno (es decir, explorando los residuos de la MZR), no encontramos correlaciones significativas entre estos residuos y los demás parámetros analizados. Esto sugiere que aquellas dependencias significativas encontradas anteriormente en la literatura, pueden deberse a dependencias intrínsecas entre dichos parámetros y la masa estelar. Además, este análisis indica la poca o nula correlación secundaria de otros parámetros que usualmente se han asociado en tener un impacto secundario significativo con la abundancia de oxígeno (e.g., SFR, F_{gas}).
- Al repetir el análisis propuesto en la literatura que llevó a encontrar el impacto de la SFR en la MZR, usando datos de fibra sencilla (SDSS-MPL7, [Mannucci et al. 2010](#)), no reproducimos tal impacto. En otras palabras, al introducir la SFR como parámetro secundario explícito en la MZR (FMR) no encontramos una reducción significativa de la dispersión de dicha relación. La única manera de encontrar tal reducción en el residuo de la FMR es considerando el residuo intrínseco de la relación, es decir, sustrayendo en cuadratura el error sistemático de cada uno de los calibradores a la dispersión estándar total de los residuos de la FMR.

La comparación continua entre resultados observacionales con modelos teóricos de formación de galaxias ofrece un medio para guiar, probar y/o limitar los modelos evolutivos que proporcionen escenarios plausibles para converger hacia una comprensión completa de la historia de abundancia y enriquecimiento de las galaxias. Por ello, a continuación incluimos dos diferentes escenarios que pueden explicar la fuerte correlación entre la masa estelar y la abundancia de oxígeno, encontrada en esta tesis.

(i) Por un lado la masa estelar sirve como trazador del pozo de potencial de la galaxia ([Tremonti et al. 2004](#)); galaxias de baja masa tienen un potencial menor permitiendo fácilmente la salida de material químicamente enriquecido (p.ej., [Heckman et al. 1990](#); [Garnett 2002](#); [Spitoni et al. 2010](#)), mientras que en galaxias masivas la profundidad del pozo de potencial evita que material enriquecido se desligue de las mismas ([Brooks et al. 2007](#); [Mouhcine et al. 2008](#); [Calura et al. 2009](#)). También, la caída de gas puede producir un cambio significativo en la química del gas, diluyendo la abundancia de oxígeno o incrementando la formación estelar y con ello la metalicidad del gas ionizado ([Edmunds 1990](#); [Finlator & Davé 2008](#); [Davé et al. 2010](#)). (ii) Por otro lado, la masa estelar también puede considerarse como producto de la historia de formación estelar (p.ej., [Vale Asari et al. 2009](#); [Camps-Fariña et al. 2021, 2022](#)). Ya que la masa estelar total actual, se formó a partir de material enriquecido que fue expulsado al medio interestelar por previas generaciones estelares. Por lo que en este escenario, las galaxias más masivas se enriquecieron antes que las galaxias de menor masa.

Dado que encontramos indicios de fuertes correlaciones primarias con parámetros ligados con la historia de formación estelar, nuestro trabajo sugiere que la relación entre la

abundancia de oxígeno y la masa estelar viene dada por el segundo escenario planteado anteriormente. Por ello, todos los supuestos referentes a que la abundancia de oxígeno depende fuertemente de parámetros como el gas frío molecular o a la SFR, por mencionar algunos ejemplos, deben ser cuidadosamente re-evaluados considerando los efectos de selección y sesgos observacionales no deseados cuando se estudia una limitada cantidad de procesos o fenómenos físicos. En este sentido, nuestros resultados sugieren una necesidad de restringir fenómenos físicos como las eyecciones de gas por efecto de supernovas o vientos estelares, o incluso la eficiencia que presenta una galaxia para convertir su gas prístino en estrellas, asociadas con la SFR (p.ej., [Lilly et al. 2013](#); [De Rossi et al. 2015](#); [Bustamante et al. 2018](#); [Trayford & Schaye 2019](#); [Torrey et al. 2019](#); [van Loon et al. 2021](#)) dentro de modelos de evolución química.

Capítulo 7

Investigaciones a futuro

Las exploraciones realizadas a lo largo de esta tesis han dado lugar a nuevas ideas que implementaremos en el futuro, entre ellas destacaremos las siguientes:

1. **Estudios con muestras estadísticamente más robustas.** En la literatura actual existen muy pocas muestras observacionales espacialmente resueltas en el óptico (que permitan estimar la abundancia de oxígeno característico), junto con observaciones homogéneas del gas molecular frío (u observaciones homogéneas de gas atómico). De hecho, la muestra usada en esta tesis es, al momento, la más grande que cumple con todos estos requisitos. No obstante, esta muestra cubre un rango dinámico de masas de gas molecular relativamente angosto y no incluye galaxias enanas. Por ello, se requieren muestreos de galaxias que incluyan una mayor cantidad de datos el gas frío (molecular y atómico) y de galaxias de baja masa estelar para tener una mejor idea del impacto real de estos observables en la abundancia de oxígeno.

Actualmente se están llevando a cabo cartografiados para grandes muestras de galaxias (MaNGA) con observaciones espacialmente resueltas del gas atómico (~ 2100 galaxias Stark et al. 2021). Usando estos datos, exploraremos a mayor profundidad el impacto del gas atómico en la abundancia de oxígeno. Por otra parte, usaremos los datos mexicanos del GTM para realizar una campaña observacional que permita estimar el gas molecular en una muestra más grande que la usada en este estudio.

2. **Relación fundamental de metalicidad generalizada.** En el Cap. 5 exploramos la relación secundaria explícita entre la MZR y la SFR para las muestras SDSS-DR7 y eCALIFA. Usando la misma metodología, actualmente estamos estudiando si existe algún otro parámetro que pueda inducir una reducción significativa en la dispersión del oxígeno, como se esperaría de cualquier parámetro que correlacione con la abundancia de oxígeno. Para fines prácticos, esta exploración la denotaremos como GFMR (del inglés *General Fundamental Metallicity Relation*).

En la Fig. 7.1 mostramos la desviación estándar de los residuos de la GFMR para el calibrador M13-O3N2 respecto a α para tres observables (de izquierda a derecha: M_* , M_{gas} y z). Un punto importante a resaltar en este análisis, es que para construir una

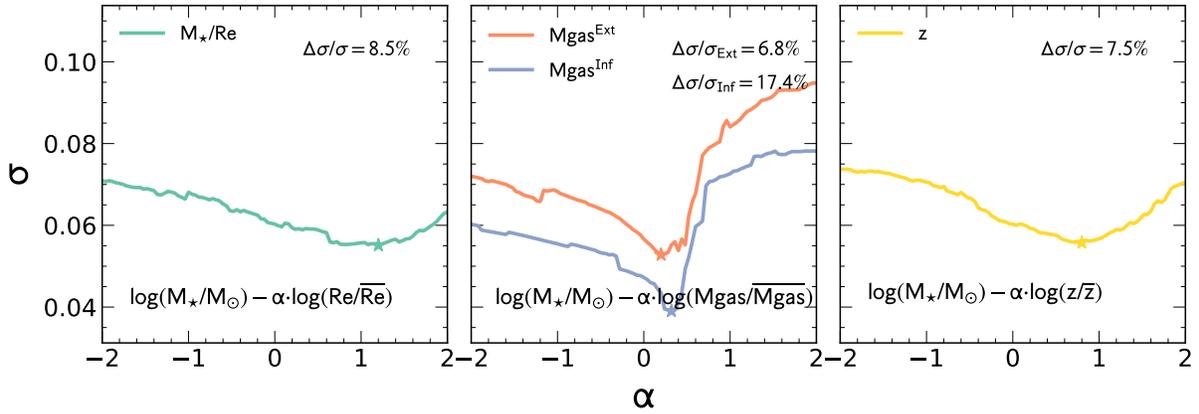


Figura 7.1: Relación de metalicidad generalizada para el calibrador M13-O3N2 usando los observables Re (panel izquierdo), la masa de gas frío $M_{\text{gas}} = M_{\text{HI}} + M_{\text{H}_2}$ (panel central) y z (panel derecho). En cada panel incluimos las expresiones de cada variable independiente, así como la reducción de la dispersión relativa ($\Delta\sigma/\sigma$) alcanzada por la abundancia de oxígeno en el valor α_{min} , representado con una estrella. Para realizar una comparación razonable entre escalas de la distribución de observables, hemos normalizado estos observables al valor promedio. En el panel central incluimos el comportamiento de dispersión obtenida con los datos inferidos a través de observaciones de CO ($M_{\text{gas}}^{\text{Inf}}$) representada con una línea azul y con los datos calculados usando la extinción como trazador de la masa molecular ($M_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$) representada con la línea naranja.

GFMR, los observables que constituyen la variable independiente deben ser mutuamente independientes. Sin embargo, como se mencionó en el Cap. 4, algunos observables como la SFR o M_{H_2} pueden presentar dependencias con la masa estelar (p.ej. , [Wuyts et al. 2011](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2020](#)) o entre ellos mismos (p.ej. como la relación Schmidt-Kennicutt; [Schmidt 1959](#); [Kennicutt 1989](#)). Por ende, se requiere remover dichas dependencias primarias a la hora de explorar el impacto de estos observables en la MZR.

En el panel izquierdo de la Fig. 7.1 incluimos la distribución de la dispersión de la abundancia de oxígeno en función de la variable α . En este panel observamos que cuando $\alpha = 0$, obtenemos la relación MZR, y cuando $\alpha = 1$, obtenemos el observable M_*/Re . Aunque la dispersión de la abundancia de oxígeno, σ , alcanza su valor mínimo cuando se asocia con M_*/Re (es decir cuando $\alpha \sim 1$), la reducción de la dispersión es de apenas un 8 % comparada con la alcanzada usando únicamente la masa estelar. Este efecto es de esperarse ya que en el Cap. 4 vimos que los residuos de la MZR no están correlacionados de una manera significativa con $\log(M_*) - \alpha \cdot \log(\text{Re}/\overline{\text{Re}})$.

En el panel central el observable M_{gas} es la masa de gas frío ($M_{\text{H}_2} + M_{\text{HI}}$). De acuerdo con la construcción de esta variable, en $\alpha = 0$ se recupera la contribución de la masa estelar (MZR), mientras que para $\alpha = 1$ se obtiene una expresión para la fracción de gas (F_{g}). Al variar el valor del parámetro α observamos que la fracción de gas reduce significativamente la dispersión de la abundancia de oxígeno, hasta un 17 % más que la masa estelar.

En el panel derecho de la Fig. 7.1, observamos que a diferencia de los casos ante-

riores, valores específicos de α no están asociados a un parámetro físico en particular. Sin embargo, notamos que cuando α tiende a valores cercanos a 1, se obtiene la mayor reducción de la dispersión ($\sim 7\%$) comparado con la relación MZR. El comportamiento mostrado en este panel parece sugerir que la distancia a la que se encuentran las galaxias influye minoritariamente en la abundancia de oxígeno.

Siguiendo la metodología de esta tesis, este trabajo se está realizando para un conjunto heterogéneo de 16 calibradores de la abundancia de oxígeno (los mismos que fueron empleados en el análisis presentado en los Caps. 3 y 4). Hemos encontrado resultados similares a los encontrados en estos paneles para la gran mayoría de calibradores empleados.

3. Propiedades resueltas. También nos planteamos explorar el comportamiento de la abundancia de oxígeno a escalas locales (~ 1 kpc) en función de propiedades espacialmente resueltas (a escalas de pársecs), y estudiar si estas posibles relaciones locales pueden ligarse con sus respectivas relaciones globales. Recientemente, trabajos como [Rosales-Ortega et al. \(2012\)](#); [Barrera-Ballesteros et al. \(2016\)](#) y [Trayford & Schaye \(2019\)](#) han explorado la versión espacialmente resuelta de la MZR, es decir, la MZR a escalas de kilopársecs denotada como rMZR. Especialmente usando datos del catálogo MaNGA, [Barrera-Ballesteros et al. \(2016\)](#) encuentran que la relación local de masa-metalicidad es la versión escalada de su análoga global. Los resultados de la exploración de propiedades resueltas podrían ayudar a comprender si los procesos físicos asociados a la formación estelar a escalas locales y globales están fuertemente relacionados.

Apéndice A

Calibradores

A continuación presentamos una breve descripción de los indicadores usados comúnmente en la literatura para construir algunos calibradores.

Indicador R23. Propuesto por primera vez por [Pagel et al. \(1979b\)](#), es definido como el cociente de las líneas de emisión ópticas

$$R23 = \frac{[\text{OII}]\lambda 3727 + [\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007}{\text{H}\beta}. \quad (\text{A.1})$$

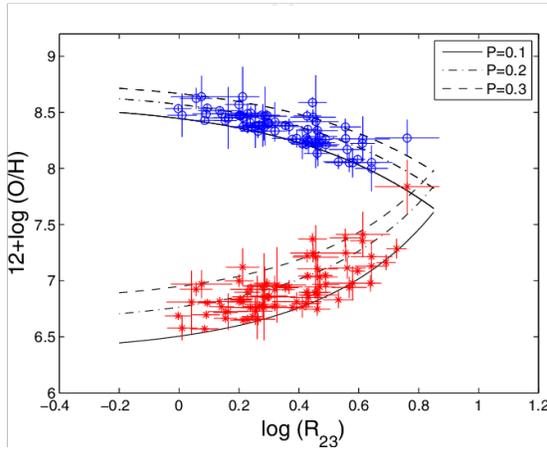
Este indicador se caracteriza por presentar dos ramas de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, una a bajas abundancias de oxígeno ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \lesssim 8.4$ dex) y otra a altas metalicidades ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \gtrsim 8.4$ dex; véase panel a de la Fig. [A.1](#)). A altas metalicidades, dependiendo del parámetro de ionización (P), el gas empieza a enfriarse, reduciendo la intensidad de las líneas de emisión de oxígeno, debido a que los electrones libres no tienen suficiente energía para excitar dichas líneas. A bajas metalicidades, se observa que la intensidad de la línea de oxígeno aumenta con la metalicidad, este caso, ya no hay una dependencia con la temperatura electrónica ([McGaugh 1991](#)).

Para romper esta degeneración a menudo se emplea otros indicadores (p.ej. [Alloin et al. 1979](#); [McGaugh 1994](#)) que se utilizan simultáneamente, entre los que destacan, $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, el cual no se ve afectado por el enrojecimiento del polvo, y el cociente $[\text{OIII}]\lambda 5007/[\text{OII}]\lambda 3727$ considerablemente afectado por el enrojecimiento del polvo (el cual debe ser corregido por extinción a través de los flujos de las líneas de emisión; p.ej., [Jiang et al. 2019](#)).

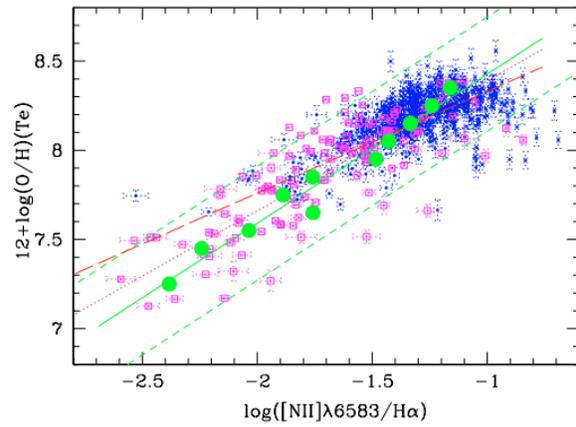
Indicador N2. Este indicador emplea el cociente entre las líneas de $[\text{NII}]\lambda 6584$ y $\text{H}\alpha$ con un crecimiento monótono (véase panel b de la Fig. [A.1](#)), cuya cercanía en longitudes de onda reduce los efectos del enrojecimiento:

$$N2 = \frac{[\text{NII}]\lambda 6583}{\text{H}\alpha}. \quad (\text{A.2})$$

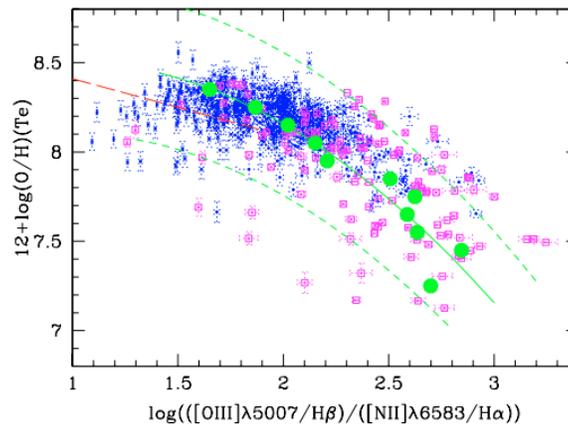
No obstante, este indicador solo puede emplearse en espectros ópticos para galaxias con bajo desplazamiento al rojo, ya que a altos corrimientos al rojo las líneas implicadas se



a) Índice R23



b) Índice N2



c) Índice O3N2

Figura A.1: Diagnóstico de metalicidad. a) Relación entre el índice R23 y la metalicidad del gas ionizado representada por $12 + \log(\text{O}/\text{H})$. Las diferentes líneas negras indican las metalicidades derivadas con modelos de fotoionización para diferentes valores del parámetro de ionización (denotado por P) para ~ 450 regiones HII de NGC 628 y NGC 6946. Los puntos azules destacan la rama superior y los puntos rojos la rama inferior. *Figura tomada de Cedrés et al. (2012)*. b) Abundancia de oxígeno frente al índice de N2 usando alrededor de 600 galaxias formadoras de estrellas de la literatura y del muestreo DR4 del SDSS, así como ~ 100 regiones HII extraídas de la literatura. La línea verde continua es la calibración obtenida por Yin et al. (2007), las líneas verdes a trazos representan la incertidumbre asociada (2σ), las líneas rojas a trazos y punteada indican dos diferentes calibraciones derivadas en Pettini & Pagel (2004) y Denicoló et al. (2002), respectivamente. *Figura tomada de Yin et al. (2007)*. c) Diagrama para el índice O3N2 para regiones HII extragalácticas, la descripción es similar al panel b). *Figura tomada de Yin et al. (2007)*

salen del rango óptico. Por otra parte se satura para valores superiores a $\log(\text{N2}) \sim -0.4$ dex (p.ej., Marino et al. 2013).

Indicador O3N2. Introducido por [Alloin et al. \(1979\)](#) y ampliamente utilizado en la literatura (p.ej., [Pettini & Pagel 2004](#); [Nagao et al. 2006](#); [Marino et al. 2013](#)), este indicador está definido como:

$$\text{O3N2} = \frac{[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta}{[\text{NII}]\lambda 6583/\text{H}\alpha}. \quad (\text{A.3})$$

Este índice está débilmente afectado por la extinción por polvo, ya que al igual que N2, hace uso de líneas de emisión fuertes cercanas y fácilmente accesibles en el óptico. Presenta un comportamiento monótono (véase panel c de la Fig. [A.1](#)), lo que resulta ventajoso con respecto a R23. Otros calibradores empleados en la literatura incluyen diferentes combinaciones de varias líneas de emisión. Por ejemplo, los indicadores S2, R2, R3 y N2_β ampliamente usados en [Pilyugin et al. \(2004\)](#); [Pilyugin & Thuan \(2005\)](#); [Pilyugin & Mattsson \(2011\)](#); [Gusev et al. \(2012\)](#); [Zinchenko et al. \(2015\)](#); [Pilyugin & Grebel \(2016\)](#); [Maliuk & Zinchenko \(2018\)](#):

Indicador S2. Este índice presenta dos definiciones. La primera incluye la línea $\text{H}\alpha$ y tiene la ventaja de no depender de la abundancia de oxígeno ([Yin et al. 2007](#); [Maiolino & Mannucci 2019b](#)):

$$\text{S2}_{\text{H}\alpha} = \frac{[\text{SII}]\lambda 6717 + \lambda 6731}{\text{H}\alpha}. \quad (\text{A.4})$$

La segunda definición emplea la línea $\text{H}\beta$ y depende de las correcciones de enrojecimiento ([Pilyugin & Grebel 2016](#)):

$$\text{S2}_{\text{H}\beta} = \frac{[\text{SII}]\lambda 6717 + \lambda 6731}{\text{H}\beta}. \quad (\text{A.5})$$

Indicador R2. Al igual que en el caso de R23, este indicador se ve afectado por la presencia de valores bivaluados de la abundancia de oxígeno así como por el enrojecimiento ocasionado por polvo (ver p.ej., [Maiolino & Mannucci 2019b](#)),

$$\text{R2} = \frac{[\text{OII}]\lambda 3727 + \lambda 3739}{\text{H}\beta}. \quad (\text{A.6})$$

Indicador R3. Este indicador presenta dependencia con el parámetro de ionización aunque es insensible al enrojecimiento del polvo (p.ej., [Maiolino & Mannucci 2019b](#)),

$$\text{R3} = \frac{[\text{OIII}]\lambda 4959 + \lambda 5007}{\text{H}\beta}. \quad (\text{A.7})$$

Indicador N2_β . Este indicador se emplea para la mayoría de observaciones de banda ancha de galaxias con formación estelar, la emisión de $\text{H}\alpha$ es difícil de caracterizar debido a su proximidad con el doblete de $[\text{NII}]$ (p.ej., [Acker et al. 1989](#); [Rosa-González et al. 2002](#)). Por esta razón se compara el doblete de nitrógeno con la línea de Balmer $\text{H}\beta$:

$$N2_{\beta} = \frac{[\text{NII}]\lambda 6548 + \lambda 6583}{\text{H}\beta}. \quad (\text{A.8})$$

Este índice se ve afectado por el enrojecimiento por polvo.

Apéndice B

Análisis de las correlaciones entre la abundancia de oxígeno y parámetros de las galaxias

Las figuras presentadas en este apéndice, para diferentes calibradores, se basan en la descripción dada para la Fig. 3.5 incluida en el Cap 3, la cual fue construida para el calibrador M13-O3N2.

B.1. Reducción de la dispersión de la abundancia de oxígeno

En esta sección incluimos las tablas resultantes de no aplicar restricción al rango dinámico de las variables $F_{\text{gas}}^{\text{Ext}}$, $F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}}$, SFE^{Ext} y $M_{\text{H}_2}^{\text{ext}}$ para determinar la reducción de la dispersión de la abundancia de oxígeno como función de dichos observables. Comparando con los resultados mostrados en en las Tablas 3.5 y 3.6 del Cap. 3, Sec. 3.1, se puede concluir que las reducciones de la dispersión alcanzadas, sin aplicar restricción en el rango dinámico de los observables obtenidos a través de la extinción por polvo, duplican la reducción de la dispersión, como puede observarse en las Tablas B.1 y B.2.

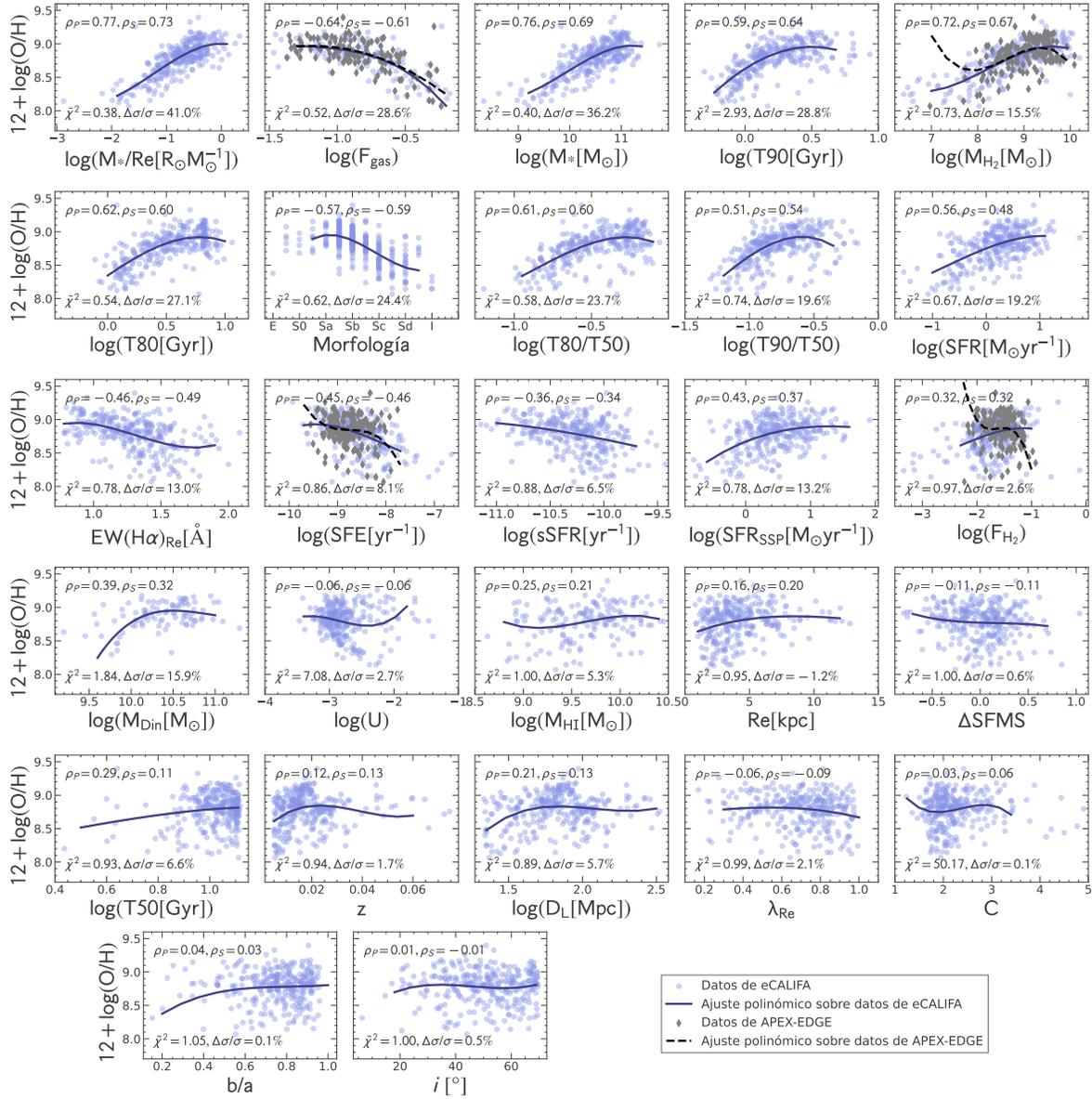


Figura B.1: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador D16-N2S2

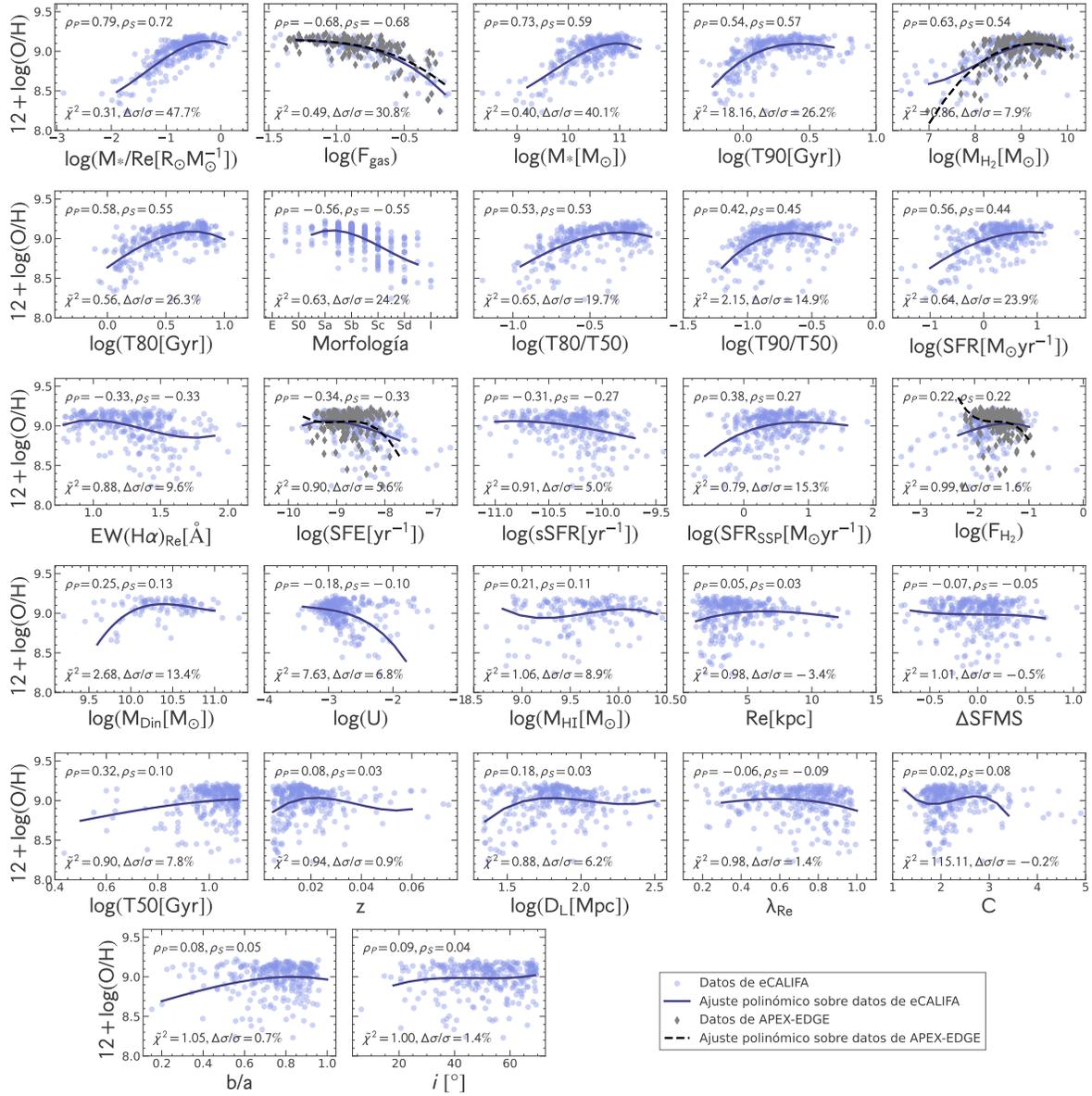


Figura B.3: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador D13-PYQZ

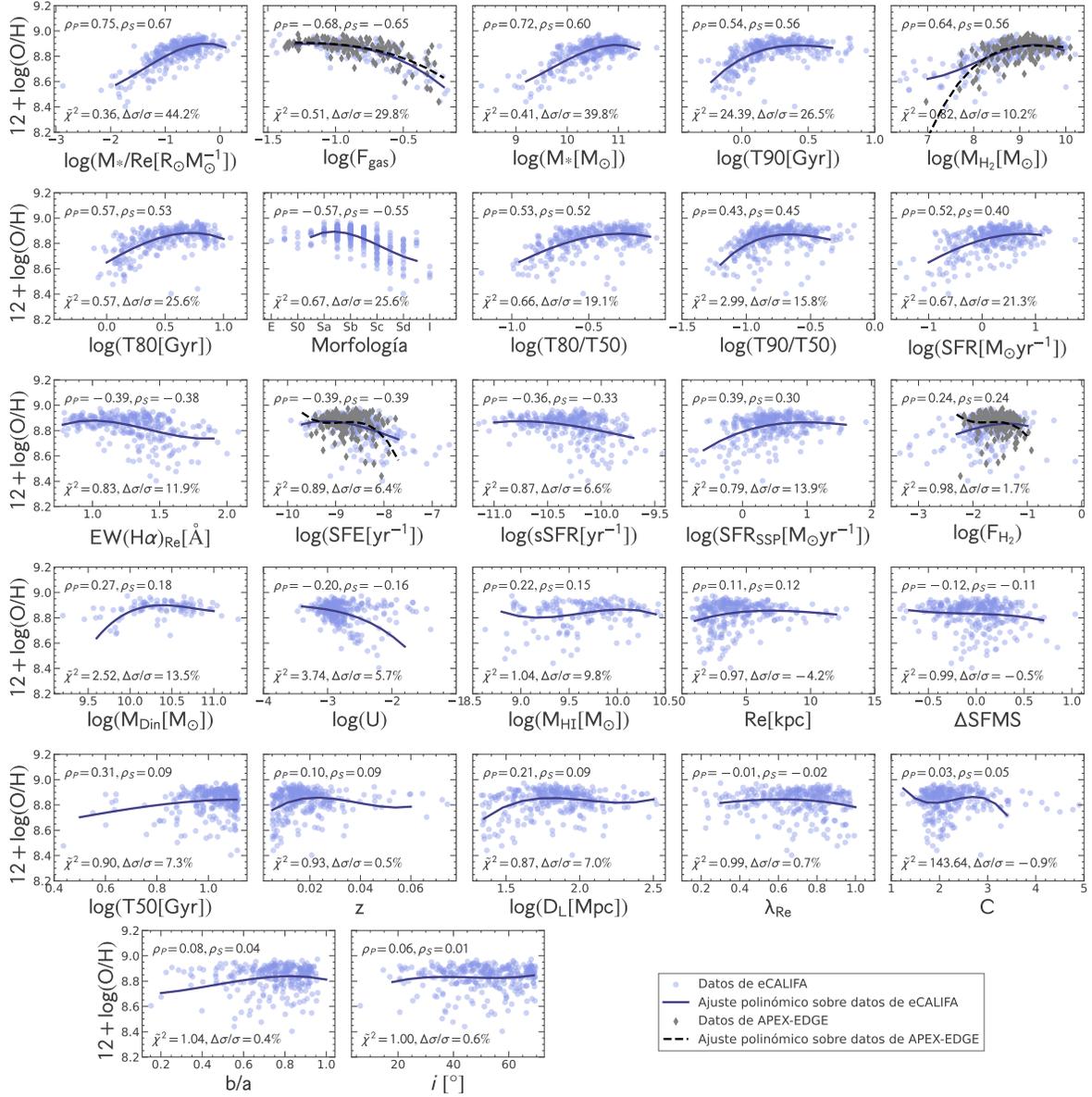


Figura B.4: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador P12-T2

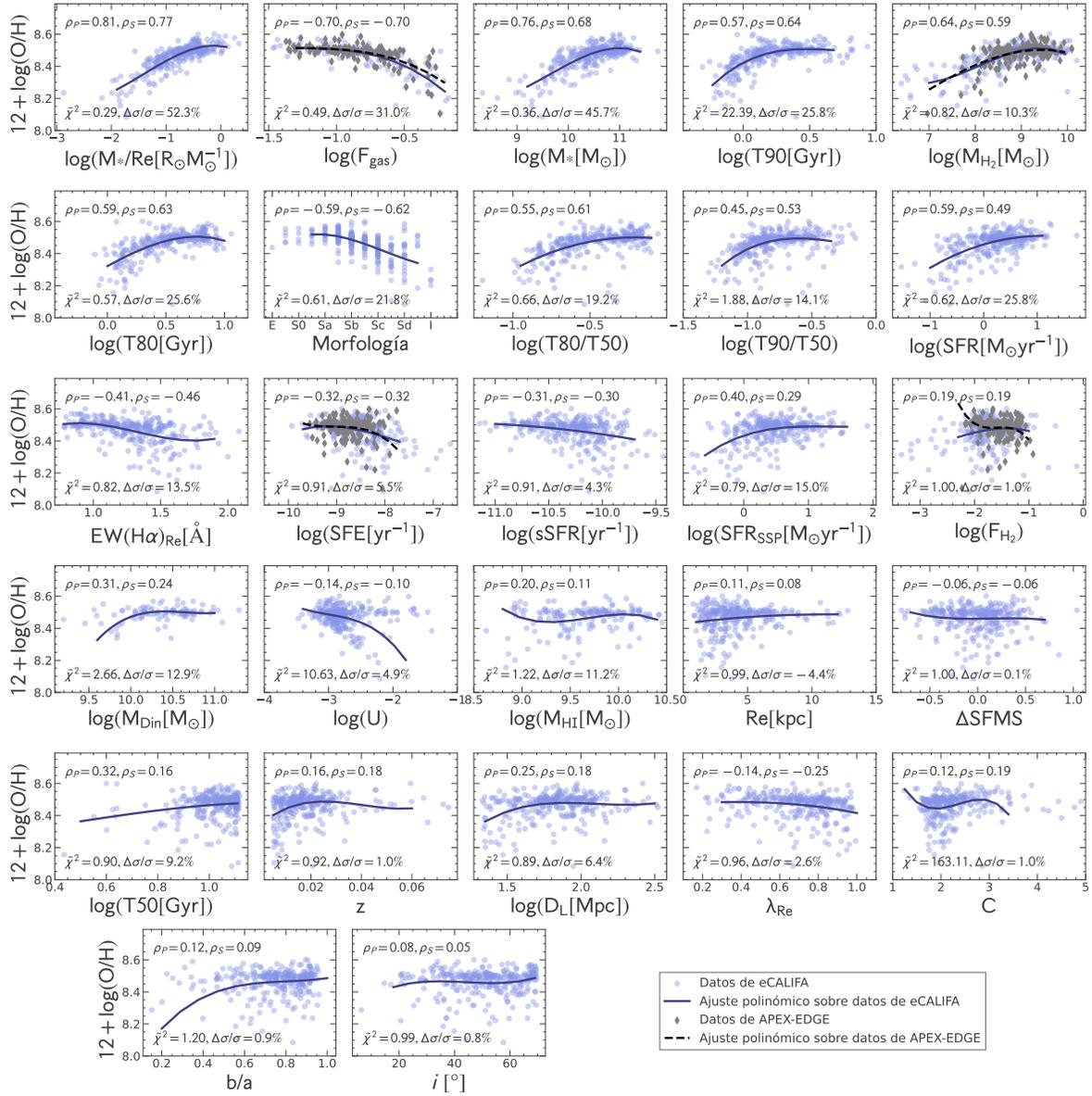


Figura B.5: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador M13-N2

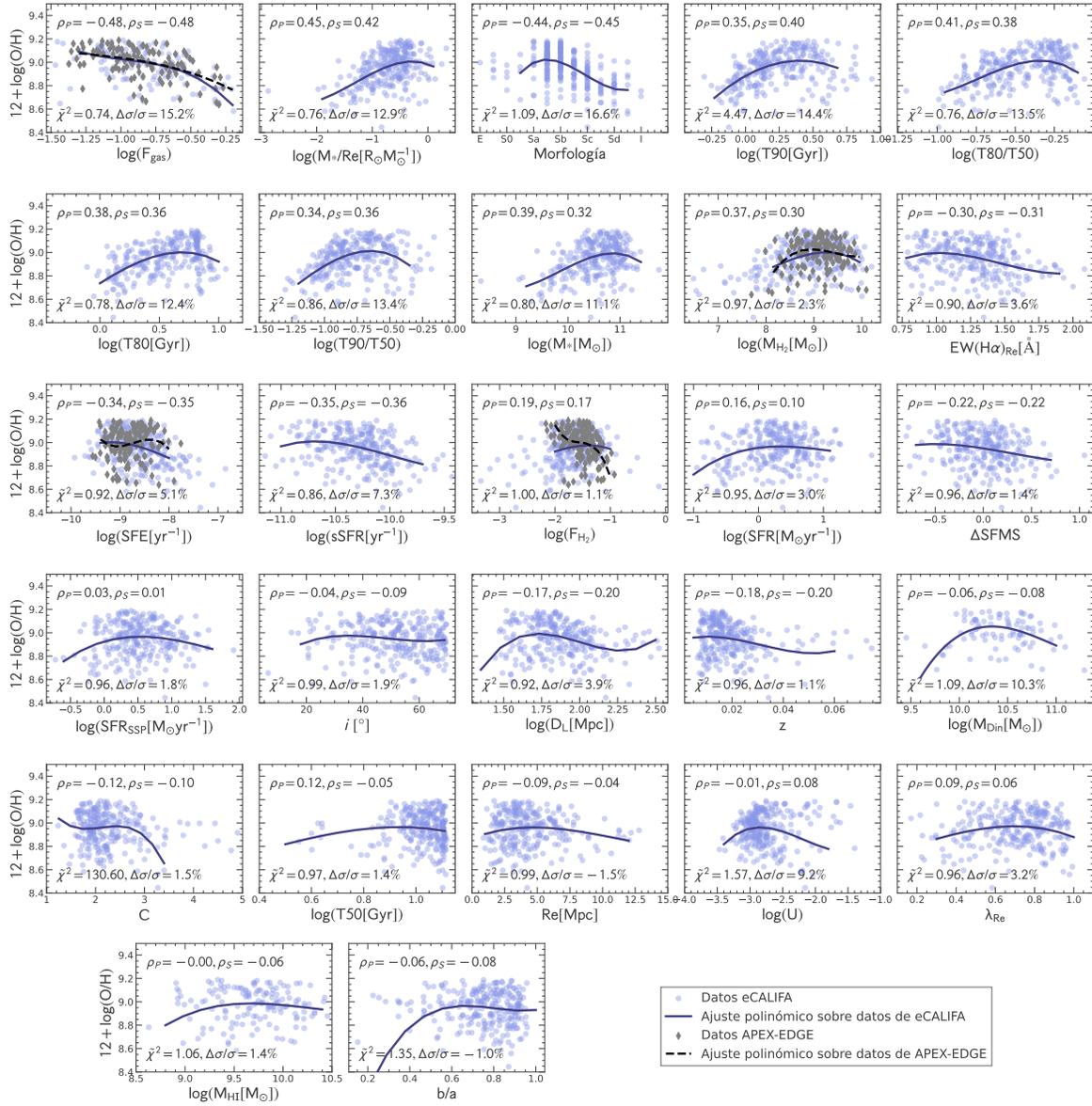


Figura B.8: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador tT04-R23

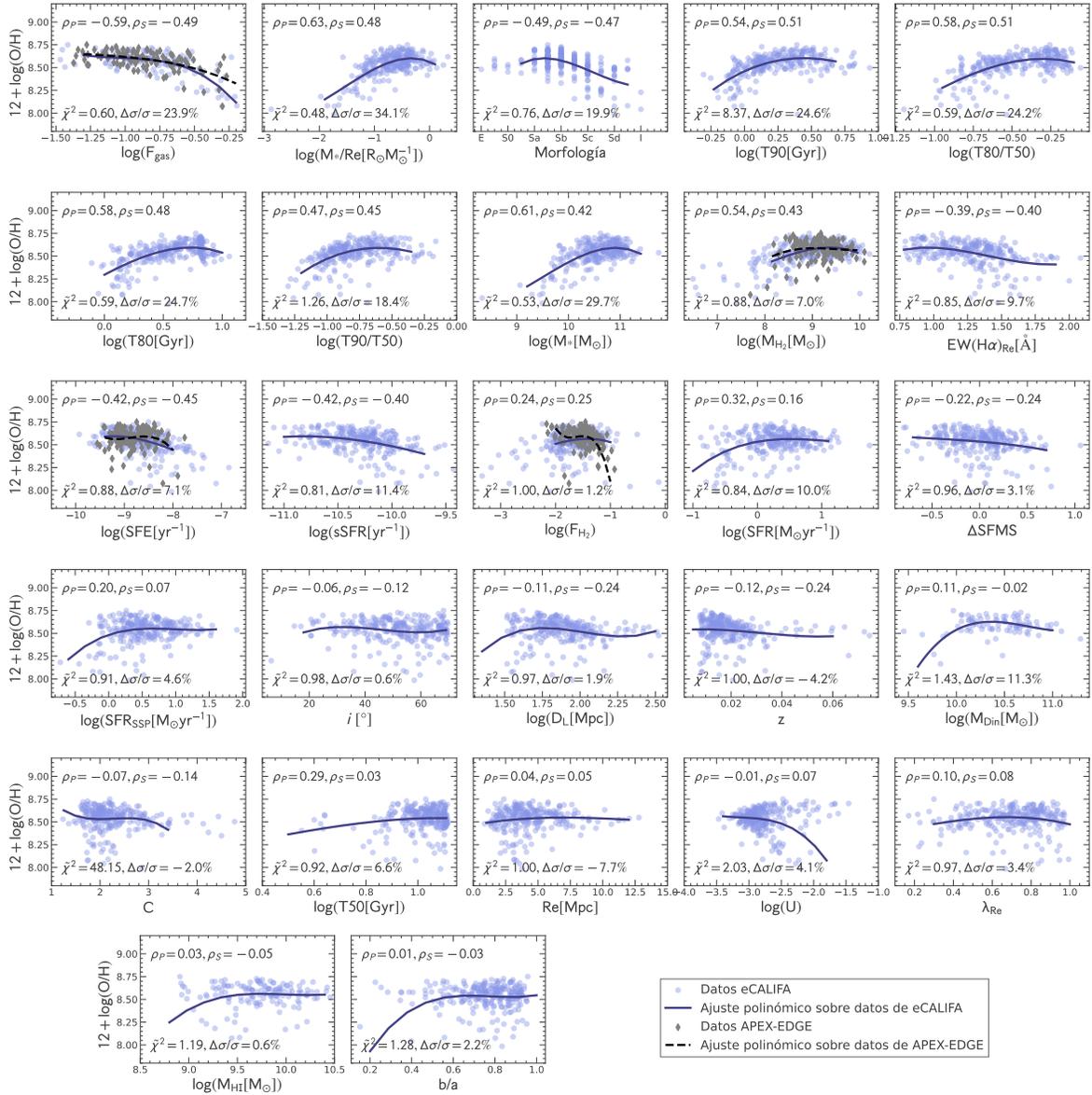


Figura B.9: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador P10-ONS

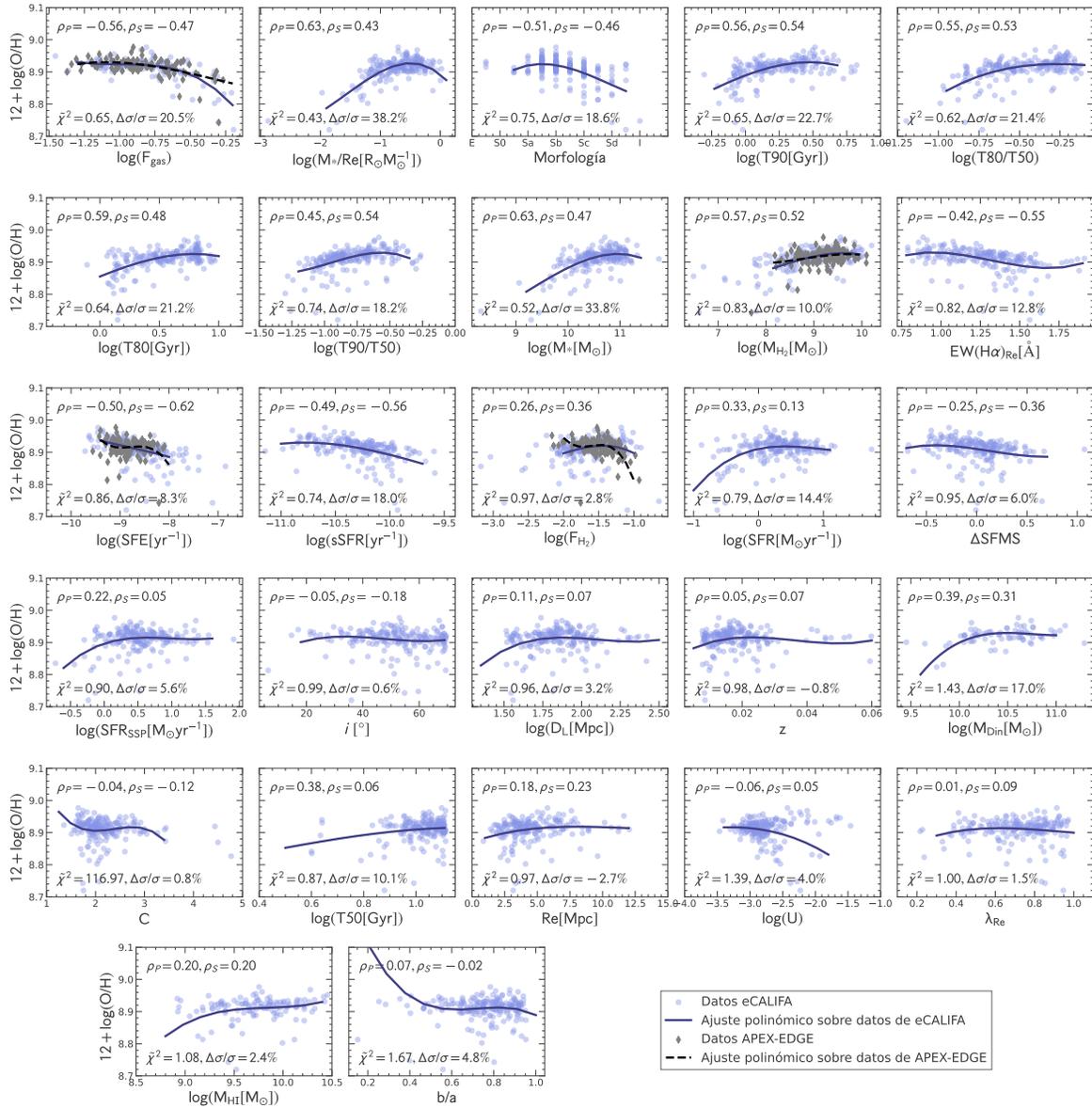


Figura B.10: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador B15-IZI

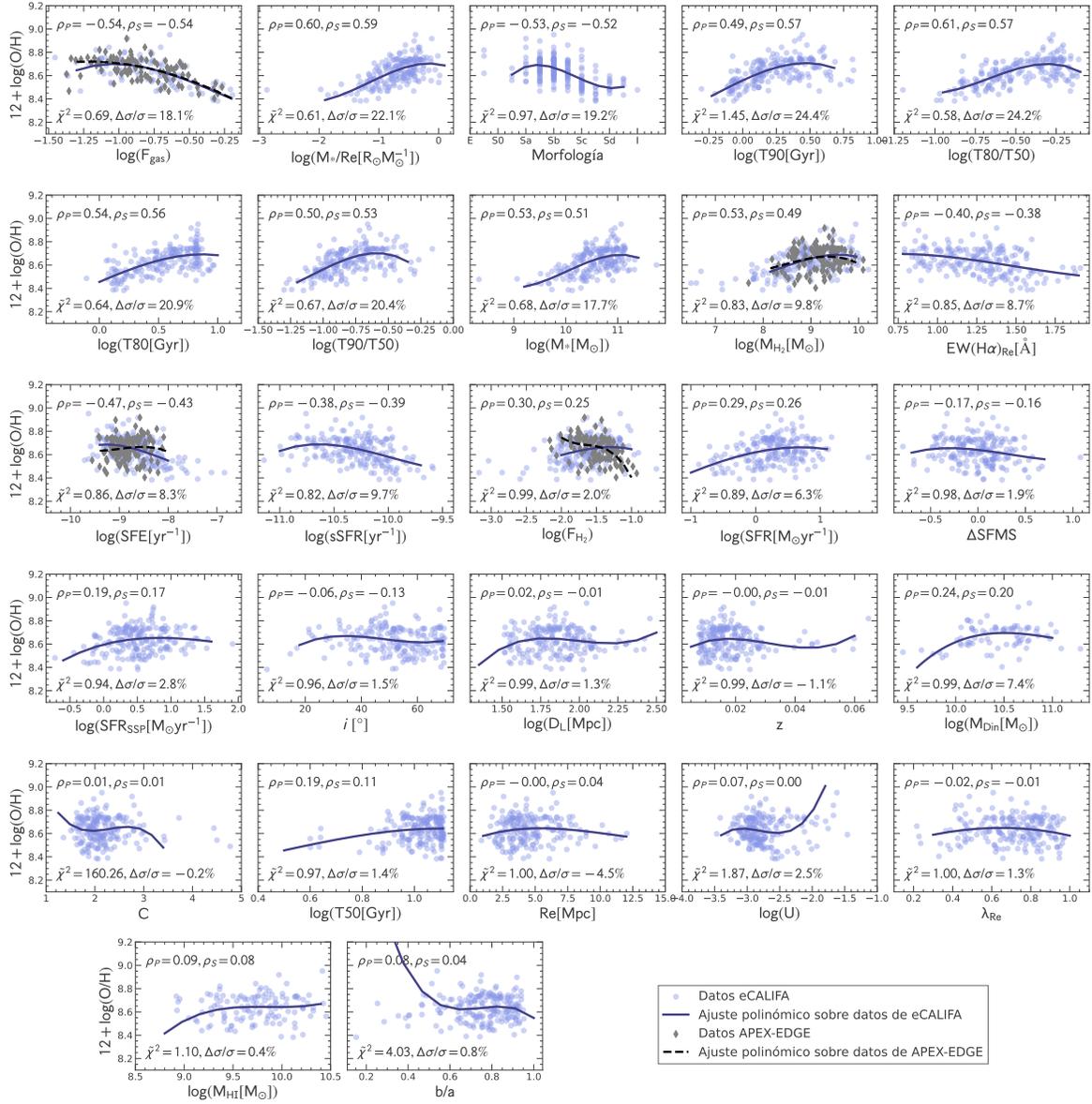


Figura B.11: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador T18-NB

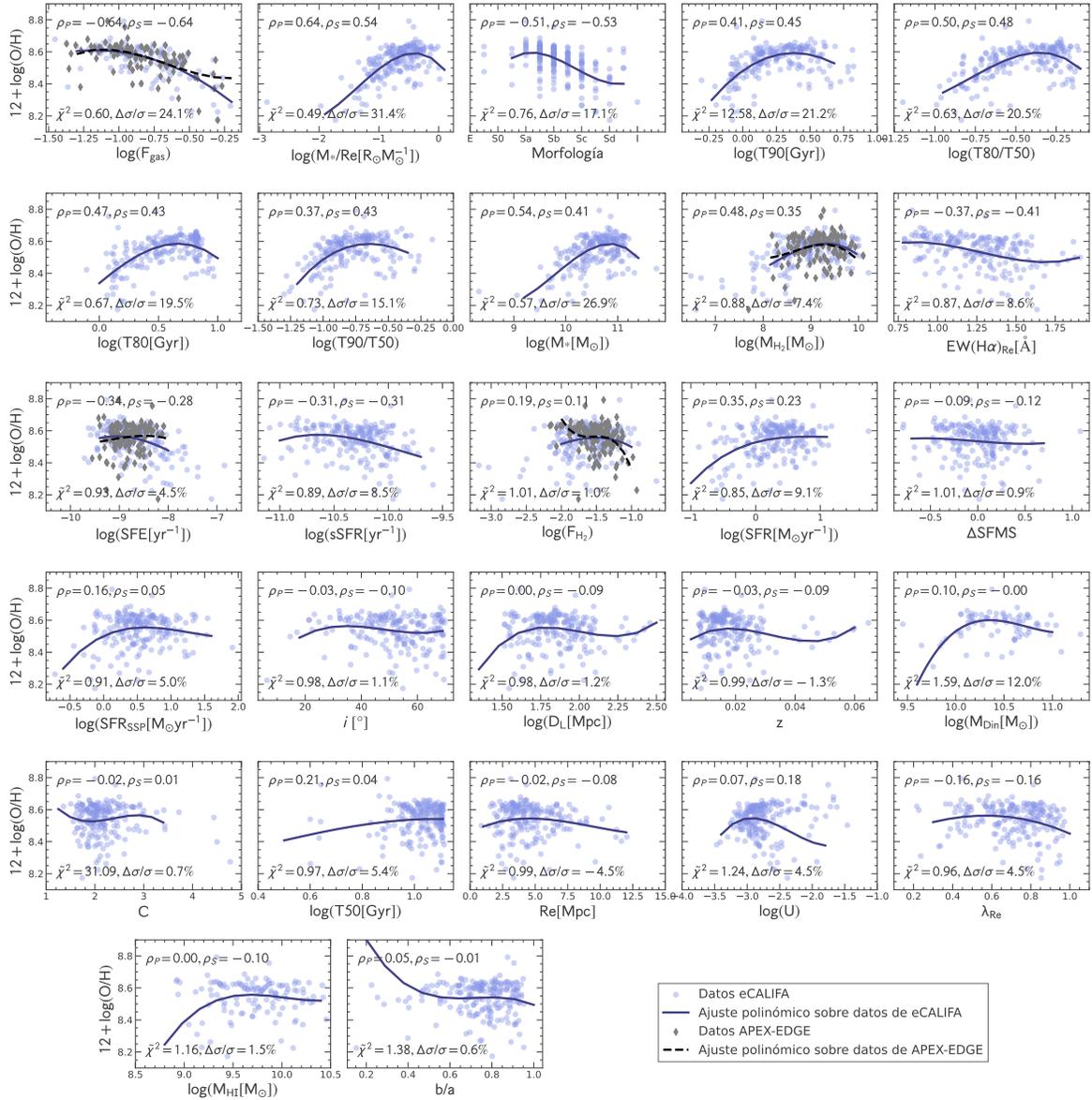


Figura B.13: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador PG16-R

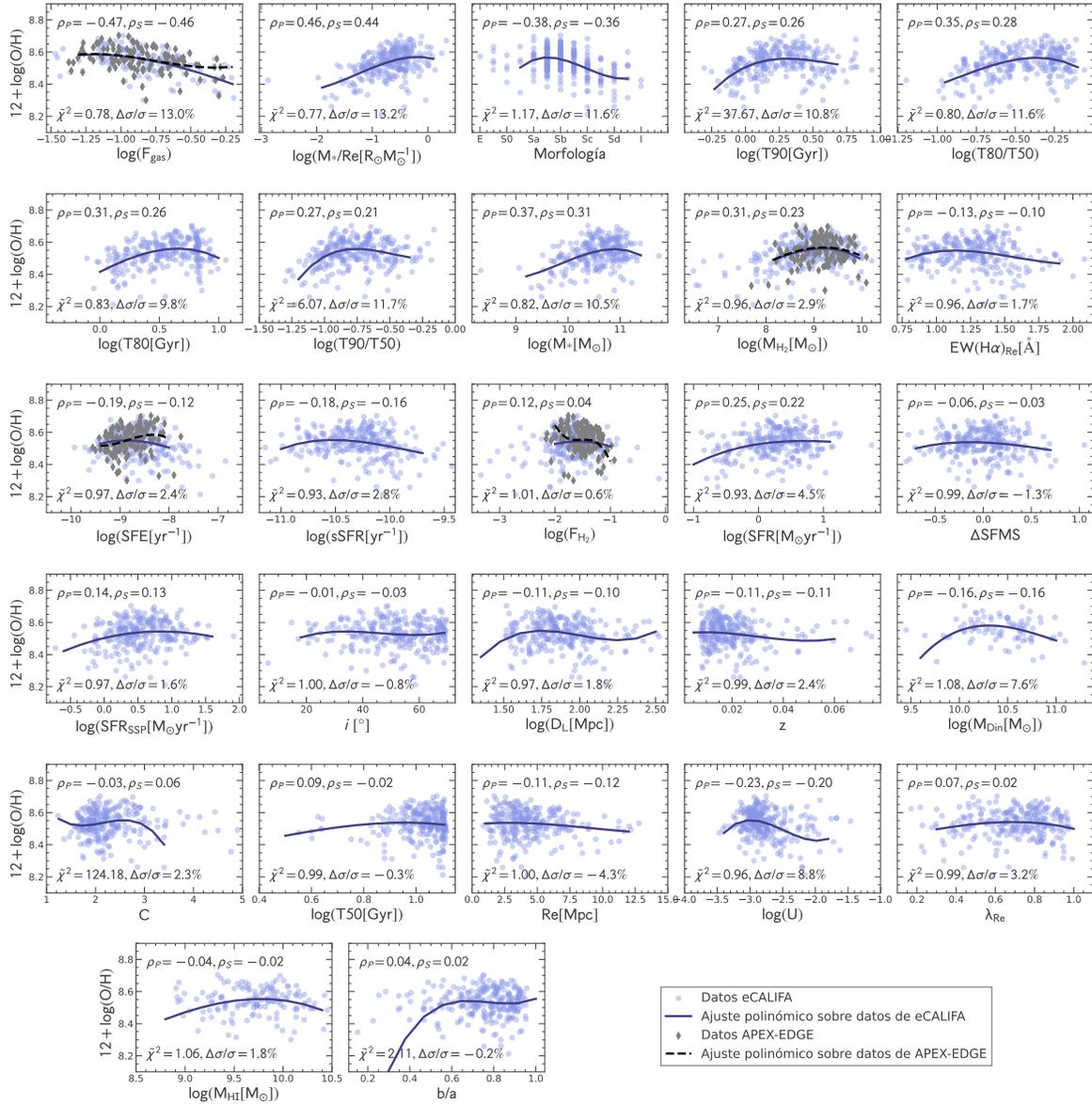


Figura B.14: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador KKO4-R23

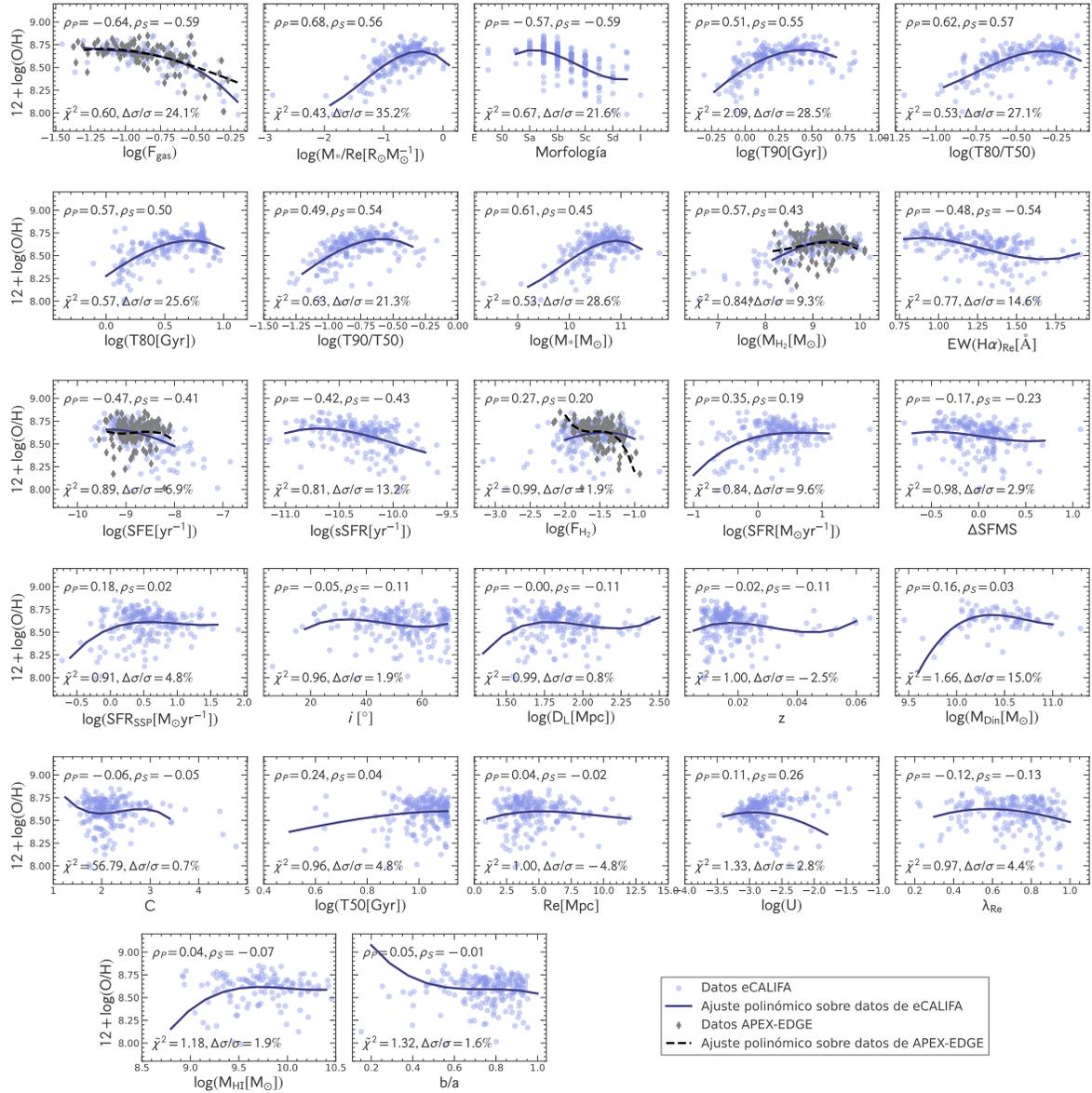


Figura B.15: Distribuciones de la abundancia de oxígeno de acuerdo a diferentes parámetros, para el calibrador H19-NN

Tabla B.1: Reducción de la dispersión ($\Delta\sigma/\sigma$ en %) encontrada al ajustar un polinomio de tercer grado a la abundancia correspondiente cada uno de los calibradores del grupo 1 (Sec. 2.3.1) como función de cada uno de los parámetros de las galaxias explorados en esta tesis. Incluimos los parámetros derivados de los datos observados (con superíndice ^{Inf}) en las columnas asociadas a los datos basados en extinción (con superíndice ^{Ext}).

Calibrador	M_*/Re	M_*	$F_{\text{gas}}^{\text{Ext}} (F_{\text{gas}}^{\text{Inf}})$	$M_{\text{H}_2}^{\text{ext}} (M_{\text{H}_2}^{\text{inf}})$	T90	SFR	T80	Morf.	T80/T50
D16-N2S2	41.0	36.2	28.4 (24.9)	33.3 (11.1)	28.8	19.2	27.1	24.4	23.7
M13-O3N2	39.0	34.5	32.8 (27.1)	29.4 (7.3)	27.0	17.8	25.7	25.5	19.9
PP04-O3N2	39.0	34.5	32.8 (27.1)	29.4 (7.3)	27.0	17.8	25.7	25.5	19.9
D13-PYQZ	47.7	40.1	36.0 (26.4)	29.5 (9.2)	26.2	23.9	26.3	24.2	19.7
P12-T2	44.2	39.8	35.2 (25.6)	30.4 (10.6)	26.5	21.3	25.6	25.6	19.1
M13-N2	52.3	45.7	36.9 (26.4)	29.7 (8.4)	25.8	25.8	25.6	21.8	19.2
Promedio	43.9	38.5	33.7 (26.2)	30.3 (9.0)	26.9	21.0	26.0	24.5	20.3

Calibrador	SFR _{SSP}	T90/T50	EW(H α) _{Re}	M_{Din}	M_{HI}	SFE ^{Ext} (SFE ^{Inf})	T50	D_L	$F_{\text{H}_2}^{\text{Ext}} (F_{\text{H}_2}^{\text{Inf}})$
D16-N2S2	13.2	19.6	13.0	15.9	5.3	13.9 (2.1)	6.6	5.7	7.6 (1.8)
M13-O3N2	12.0	17.0	13.1	10.9	9.7	15.4 (2.1)	6.4	4.5	7.5 (1.4)
PP04-O3N2	12.0	17.0	13.1	10.9	9.7	15.4 (2.1)	6.4	4.5	7.5 (1.4)
D13-PYQZ	15.3	14.9	9.6	13.4	8.9	11.1 (1.9)	7.8	6.2	7.0 (1.0)
P12-T2	13.9	15.8	11.9	13.5	9.8	13.4 (2.9)	7.3	7.0	7.2 (0.7)
M13-N2	15.0	14.1	13.5	12.9	11.2	9.3 (2.5)	9.2	6.4	5.6 (0.5)
Promedio	13.6	16.4	12.4	12.9	9.1	13.1 (2.3)	7.3	5.7	7.1 (1.1)

Calibrador	U	sSFR	λ_{Re}	z	C	b/a	i	ΔSFMS	Re
D16-N2S2	2.7	6.5	2.1	1.7	0.1	0.1	0.5	0.6	-1.2
M13-O3N2	8.0	8.1	0.8	-1.3	-0.8	0.1	0.3	0.4	-3.4
PP04-O3N2	8.0	8.1	0.8	-1.3	-0.8	0.1	0.3	0.4	-3.4
D13-PYQZ	6.8	5.0	1.4	0.9	-0.2	0.7	1.4	-0.5	-3.4
P12-T2	5.7	6.6	0.7	0.5	-0.9	0.4	0.6	-0.5	-4.2
M13-N2	4.9	4.3	2.6	1.0	1.0	0.9	0.8	0.1	-4.4
Promedio	6.0	6.4	1.4	0.3	-0.3	0.5	0.7	0.1	3.3

Tabla B.2: Reducción de la dispersión ($\Delta\sigma/\sigma$ en %) encontrada al ajustar un polinomio de tercer grado a la abundancia correspondiente cada uno de los calibradores del grupo 2 (Sec 2.3.1) como función de cada uno de los parámetros de las galaxias explorados en esta tesis. Incluimos los parámetros derivados de los datos observados (con superíndice ^{Inf}) en las columnas asociadas a los datos basados en extinción (con superíndice ^{Ext}) en el caso de parámetros relacionados con la masa de gas.

Calibrador	M_*/Re	F_{gas}^{Ext} (F_{gas}^{Inf})	M_*	T90	T80/T50	$M_{H_2}^{Ext}$ ($M_{H_2}^{Inf}$)	T80	Morf.	T90/T50
PM09-O3N2	8.8	13.8 (3.3)	7.7	7.0	3.8	7.8 (3.0)	6.0	7.5	5.5
M08-R23	23.1	18.6 (13.4)	20.6	17.1	15.5	16.0 (3.3)	15.5	20.4	13.7
T04-R23	12.9	17.4 (11.1)	11.1	14.4	13.5	11.9 (4.0)	12.4	16.6	13.4
KK04-R23	13.2	15.6 (6.5)	10.5	10.8	11.6	11.5 (2.2)	9.8	11.6	11.7
T18-NB	22.1	21.3 (21.7)	17.7	24.4	24.2	17.7 (2.7)	20.9	19.2	20.4
PG16-R	31.4	31.2 (16.8)	26.9	21.2	20.5	19.6 (3.0)	19.5	17.1	15.1
PG16-S	48.6	39.4 (27.5)	42.1	29.8	25.8	32.8 (12.5)	28.3	26.1	20.6
H19-NN	35.2	32.1 (18.1)	28.6	28.5	27.1	23.7 (1.9)	25.6	21.6	21.3
B15-IZI	38.2	31.6 (16.5)	33.8	22.7	21.4	20.4 (4.4)	21.2	18.6	18.2
P10-ONS	34.1	28.6 (17.0)	29.7	24.6	24.2	22.4 (1.1)	24.7	19.9	18.4
Promedio	26.8	25.0 (15.2)	22.9	20.1	18.7	18.4 (3.8)	18.4	17.9	15.8
Calibrador	$SFE^{Ext}(SFE^{Inf})$	M_{Din}	SFR	sSFR	$EW(H\alpha)_{Re}$	$F_{H_2}^{Ext}$ ($F_{H_2}^{Inf}$)	U	SFR_{SSP}	T50
PM09-O3N2	6.1 (1.3)	2.1	5.8	5.3	5.4	3.2 (1.2)	17.9	2.1	5.5
M08-R23	13.8 (1.0)	10.9	8.9	8.1	7.9	6.8 (3.8)	6.7	4.2	2.5
T04-R23	11.8 (1.4)	10.3	3.0	7.3	3.6	6.1 (4.1)	9.2	1.8	1.4
KK04-R23	9.8 (4.6)	7.6	4.5	2.8	1.7	6.2 (1.9)	8.8	1.6	-0.3
T18-NB	13.1 (0.5)	7.4	6.3	9.7	8.7	6.1 (6.2)	2.5	2.8	1.4
PG16-R	8.7 (0.5)	12.0	9.1	8.5	8.6	6.1 (2.3)	4.5	5.0	5.4
PG16-S	10.6 (2.4)	18.8	22.9	8.8	12.0	6.9 (1.4)	2.4	15.9	9.5
H19-NN	13.6 (0.3)	15.0	9.6	13.2	14.6	8.1 (4.3)	2.8	4.8	4.8
B15-IZI	13.9 (2.4)	17.0	14.4	18.0	12.8	8.9 (3.2)	4.0	5.6	10.1
P10-ONS	17.5 (1.2)	11.3	10.0	11.4	9.7	10.3 (5.2)	4.1	4.6	6.6
Promedio	11.9 (1.6)	11.2	9.4	9.3	8.5	6.9 (3.4)	6.3	4.8	4.7
Calibrador	M_{HI}	λ_{Re}	D_L	$\Delta SFMS$	b/a	i	C	z	Re
PM09-O3N2	7.4	0.0	-0.0	2.6	0.6	-0.1	2.7	-2.8	-3.3
M08-R23	5.6	2.9	5.0	0.8	-1.1	3.6	0.5	-1.6	-4.6
T04-R23	1.4	3.2	3.9	1.4	-1.0	1.9	1.5	1.1	-1.5
KK04-R23	1.8	3.2	1.8	-1.3	-0.2	-0.8	2.3	2.4	-4.3
T18-NB	0.4	1.3	1.3	1.9	0.8	1.5	-0.2	-1.1	-4.5
PG16-R	1.5	4.5	1.2	0.9	0.6	1.1	0.7	-1.3	-4.5
PG16-S	4.4	2.3	7.2	1.2	2.2	-0.1	1.2	4.1	1.1
H19-NN	1.9	4.4	0.8	2.9	1.6	1.9	0.7	-2.5	-4.8
B15-IZI	2.4	1.5	3.2	6.0	4.8	0.6	0.8	-0.8	-2.7
P10-ONS	0.6	3.4	1.9	3.1	2.2	0.6	-2.0	-4.2	-7.7
Promedio	2.7	2.7	2.6	1.9	1.0	1.0	0.8	-0.7	-3.7

Apéndice C

MZR obtenida para diferentes calibradores

En este apéndice incluimos las caracterizaciones de la relación masa-metalicidad exploradas con 15 diferentes calibradores distintos al calibrador de referencia (M13-O3N2) explorado en la Sec. 4.2.2, siguiendo el mismo procedimiento descrito en esa sección. Las Figs. C.1, C.3, C.5, C.7, C.9, C.11, C.13, C.15, C.17, C.19, C.21, C.23, C.25, C.27 y C.29 muestran distribuciones similares a las mostradas en la Fig.4.5 correspondiente a los calibradores D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, P12-T2, M13-N2, PM09-O3N2, M08-R23, T04-R23, KK04-R23, T18-NB, PG16-R, PG16-S, H19-NN, B15-IZI y P10-ONS, respectivamente. Desde las Tablas C.1, hasta la C.15 se presentan los mismos parámetros descritos en la Tabla 4.1 correspondiente a los calibradores D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, P12-T2, M13-N2, PM09-O3N2, M08-R23, T04-R23, KK04-R23, T18-NB, PG16-R, PG16-S, H19-NN, B15-IZI y P10-ONS. Finalmente, las Figuras C.2, C.4, C.6, C.8, C.10, C.12, C.14, C.16, C.18, C.20, C.22, C.24, C.26, C.28 y C.30 incluyen distribuciones similares a las mostradas en las Figs. 4.6 y 4.7 correspondiente a los calibradores D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, P12-T2, M13-N2, PM09-O3N2, M08-R23, T04-R23, KK04-R23, T18-NB, PG16-R, PG16-S, H19-NN, B15-IZI y P10-ONS.

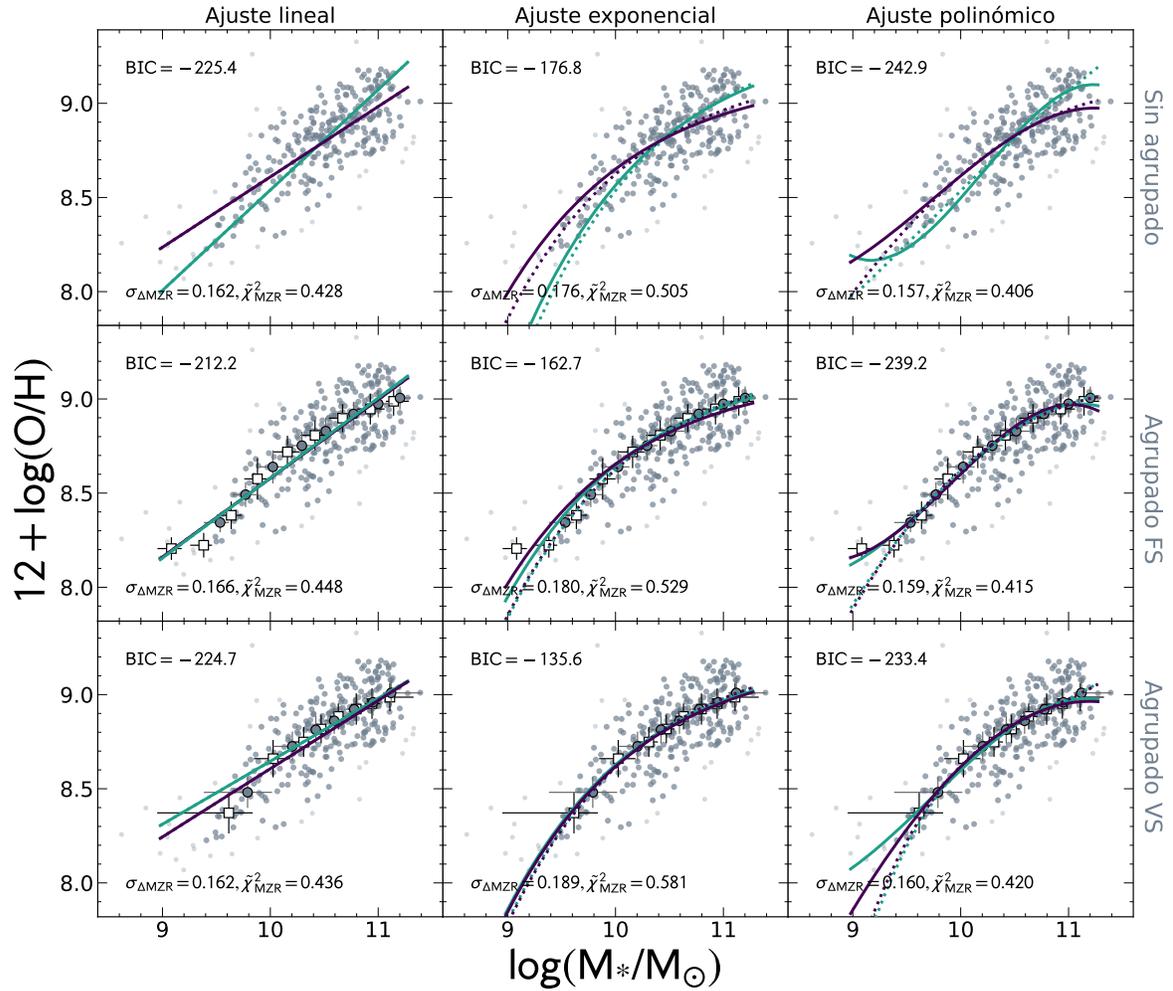


Figura C.1: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador D16-N2S2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.1: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador D16-N2S2

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	4.87301 ± 0.00192	0.37362 ± 0.0002	-	-	-0.04	-225.4	0.428	0.162	34.9
	ODR	No	100	3.20847 ± 0.00213	0.5331 ± 0.0002	-	-	-0.47	-142.0	0.568	0.187	24.9
	OLS	FS	100	4.40033 ± 0.00552	0.41785 ± 0.0005	-	-	-0.17	-214.9	0.445	0.165	33.7
	ODR	FS	100	4.33142 ± 0.00598	0.42487 ± 0.0006	-	-	-0.19	-212.2	0.448	0.166	33.3
	OLS	VS	100	4.98205 ± 0.00678	0.36245 ± 0.0007	-	-	-0.01	-226.2	0.428	0.162	34.9
	ODR	VS	100	5.30148 ± 0.00611	0.33445 ± 0.0006	-	-	0.07	-224.7	0.436	0.162	34.9
	OLS	No	90	4.87301 ± 0.00192	0.37362 ± 0.0002	-	-	-0.04	-225.4	0.428	0.162	34.9
	ODR	No	90	3.20847 ± 0.00213	0.5331 ± 0.0002	-	-	-0.47	-142.0	0.568	0.187	24.9
	OLS	FS	90	4.40033 ± 0.00552	0.41785 ± 0.0005	-	-	-0.17	-214.9	0.445	0.165	33.7
	ODR	FS	90	4.33142 ± 0.00598	0.42487 ± 0.0006	-	-	-0.19	-212.2	0.448	0.166	33.3
	OLS	VS	90	4.98205 ± 0.00678	0.36245 ± 0.0007	-	-	-0.01	-226.2	0.428	0.162	34.9
	ODR	VS	90	5.30148 ± 0.00611	0.33445 ± 0.0006	-	-	0.07	-224.7	0.436	0.162	34.9
Exponencial	OLS	No	100	9.15621 ± 0.00024	-51.71793 ± 0.03368	-	-	0.06	-176.8	0.505	0.176	29.3
	ODR	No	100	9.35619 ± 0.00026	-80.99178 ± 0.04039	-	-	-0.42	7.5	0.948	0.24	3.6
	OLS	FS	100	9.14116 ± 0.0008	-49.91192 ± 0.09531	-	-	0.09	-182.6	0.495	0.174	30.1
	ODR	FS	100	9.18939 ± 0.00062	-55.20767 ± 0.08754	-	-	-0.01	-162.7	0.529	0.18	27.7
	OLS	VS	100	9.21173 ± 0.00075	-60.76749 ± 0.09205	-	-	-0.1	-133.6	0.588	0.189	24.1
	ODR	VS	100	9.21776 ± 0.00097	-60.42632 ± 0.15767	-	-	-0.09	-135.6	0.581	0.189	24.1
	OLS	No	90	9.21407 ± 0.00026	-60.37844 ± 0.03906	-	-	-0.09	-135.9	0.581	0.189	24.1
	ODR	No	90	9.39198 ± 0.00031	-87.56644 ± 0.05017	-	-	-0.49	56.6	1.13	0.261	-4.8
	OLS	FS	90	9.22148 ± 0.00079	-61.01113 ± 0.09655	-	-	-0.1	-132.2	0.588	0.19	23.7
	ODR	FS	90	9.23049 ± 0.00072	-62.03256 ± 0.09357	-	-	-0.12	-126.1	0.6	0.192	22.9
	OLS	VS	90	9.25137 ± 0.00054	-65.31443 ± 0.07704	-	-	-0.18	-105.3	0.644	0.199	20.1
	ODR	VS	90	9.21776 ± 0.00097	-60.42632 ± 0.15767	-	-	-0.16	-110.8	0.632	0.197	20.9
Polinomio	OLS	No	100	71.89124 ± 0.68003	-20.46447 ± 0.2	2.14759 ± 0.01984	-0.07339 ± 0.00065	0.01	-242.9	0.406	0.157	36.9
	ODR	No	100	228.96485 ± 3.64025	-66.14954 ± 1.08	6.55047 ± 0.10642	-0.21402 ± 0.00349	-0.44	-154.8	0.548	0.183	26.5
	OLS	FS	100	150.46231 ± 1.65946	-44.04359 ± 0.49	4.49739 ± 0.04892	-0.15116 ± 0.00161	-0.03	-237.0	0.415	0.159	36.1
	ODR	FS	100	105.5966 ± 2.37083	-30.72779 ± 0.7	3.18283 ± 0.06921	-0.108 ± 0.00227	-0.05	-239.2	0.411	0.158	36.5
	OLS	VS	100	-4.3307 ± 4.23657	0.64408 ± 1.23	0.20336 ± 0.1192	-0.01383 ± 0.00384	-0.09	-157.9	0.544	0.182	26.9
	ODR	VS	100	84.47238 ± 5.58384	-24.55755 ± 1.62	2.58212 ± 0.1556	-0.08851 ± 0.00499	-0.08	-233.4	0.42	0.16	35.7
	OLS	No	90	-7.68465 ± 1.27923	2.55221 ± 0.37	-0.0704 ± 0.03573	-0.00218 ± 0.00115	-0.08	-200.5	0.469	0.169	32.1
	ODR	No	90	16.3882 ± 5.42284	-3.63716 ± 1.58	0.43576 ± 0.15339	-0.01506 ± 0.00495	-0.47	-143.6	0.568	0.186	25.3
	OLS	FS	90	-37.71035 ± 3.50887	10.89181 ± 1.02	-0.84048 ± 0.09879	0.02146 ± 0.00318	-0.11	-158.3	0.541	0.182	26.9
	ODR	FS	90	-27.96862 ± 3.81028	8.16128 ± 1.11	-0.58665 ± 0.10722	0.01364 ± 0.00345	-0.12	-168.5	0.523	0.179	28.1
	OLS	VS	90	-173.07068 ± 4.67992	49.68331 ± 1.35	-4.54412 ± 0.12948	0.13927 ± 0.00414	-0.21	16.0	0.982	0.244	2.0
	ODR	VS	90	84.47238 ± 5.58384	-24.55755 ± 1.62	2.58212 ± 0.1556	-0.08851 ± 0.00499	-0.24	49.2	1.102	0.258	-3.6

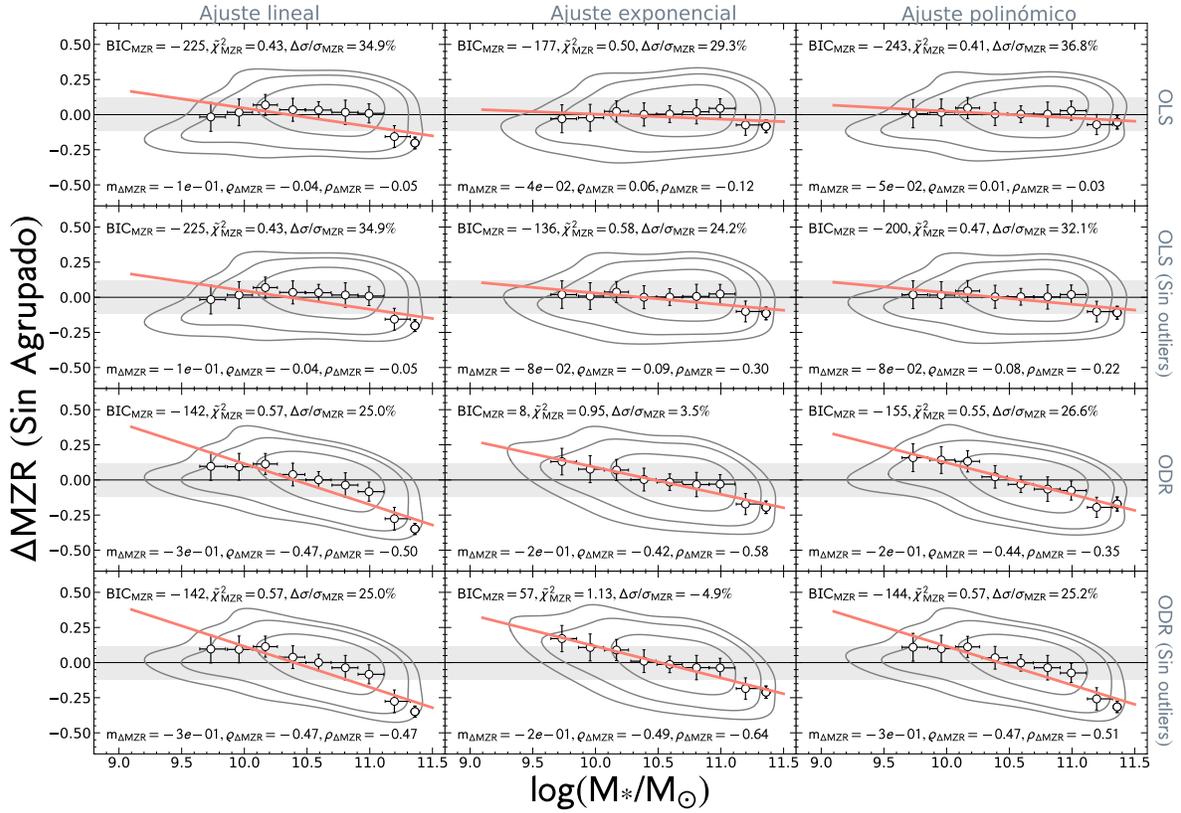


Figura C.2: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador D16-N2S2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

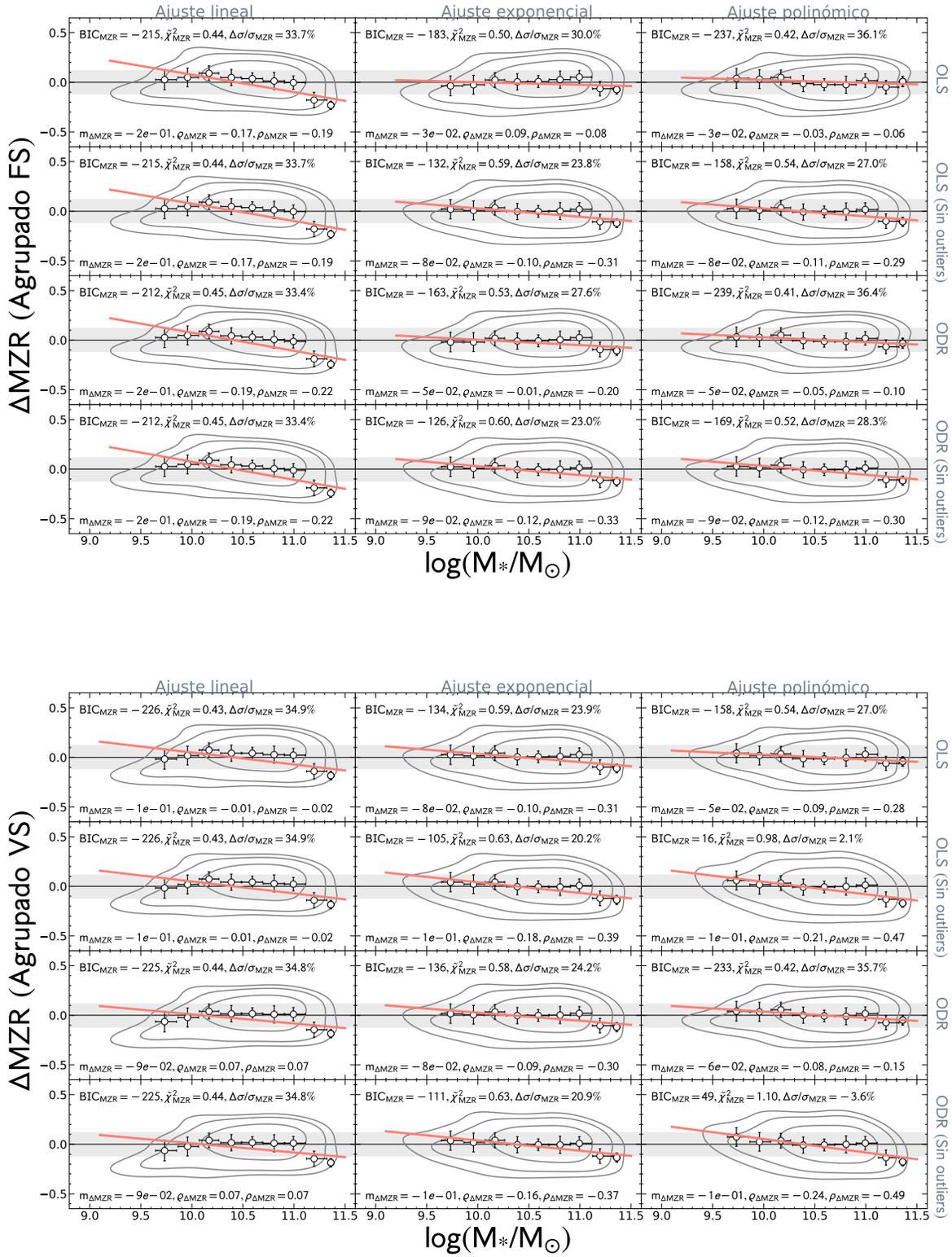


Figura C.2: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador D16-N2S2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

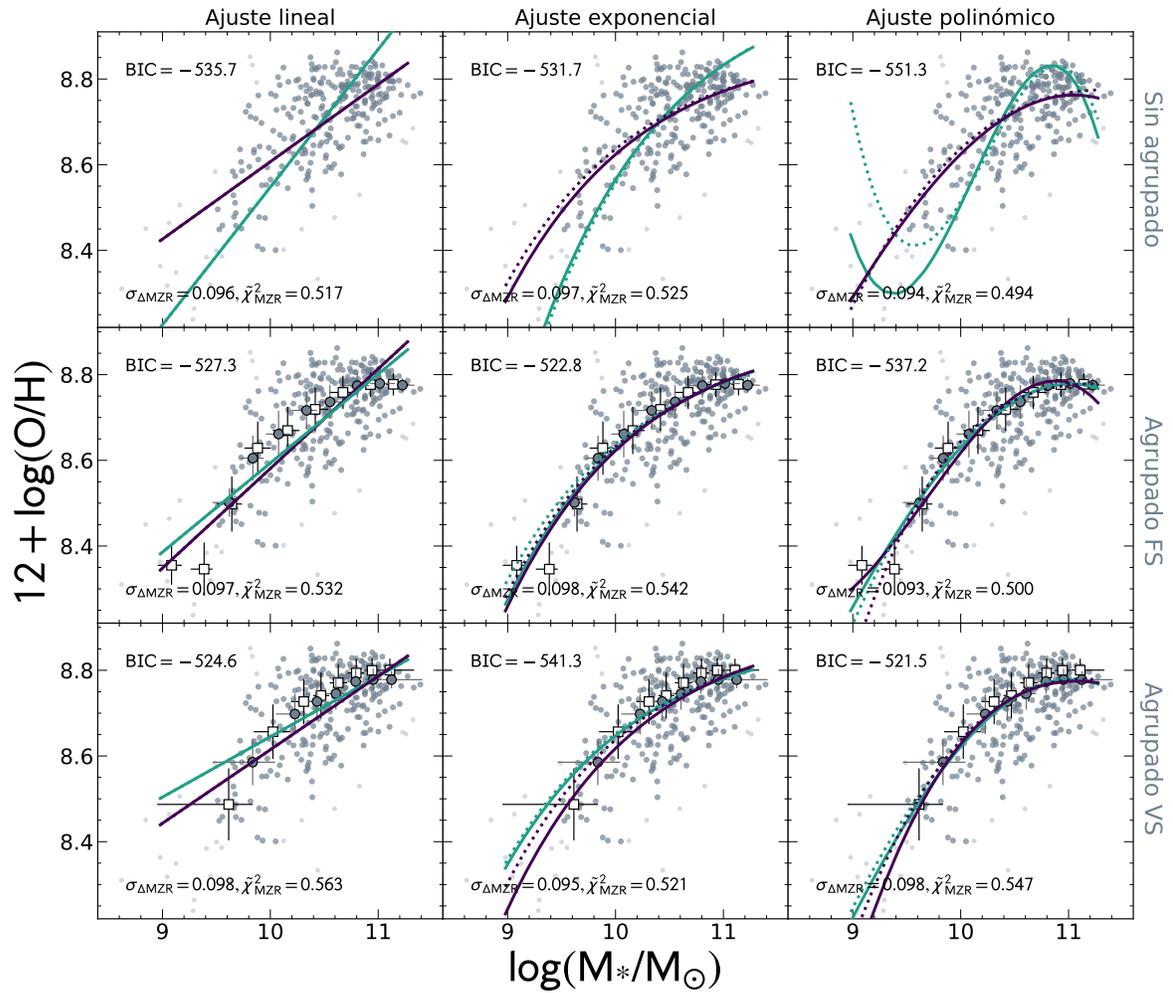


Figura C.3: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador PP04-O3N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.2: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador PP04-O3N2

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	6.80102 ± 0.00091	0.18059 ± 0.0001	-	-	-0.13	-535.7	0.517	0.096	32.4
	ODR	No	100	5.33211 ± 0.00135	0.32156 ± 0.0001	-	-	-0.66	-390.3	0.848	0.123	13.4
	OLS	FS	100	6.2557 ± 0.00343	0.23252 ± 0.0003	-	-	-0.37	-509.2	0.566	0.1	29.6
	ODR	FS	100	6.51508 ± 0.00515	0.20786 ± 0.0005	-	-	-0.26	-527.3	0.532	0.097	31.7
	OLS	VS	100	6.89726 ± 0.00236	0.17174 ± 0.0002	-	-	-0.09	-535.7	0.519	0.096	32.4
	ODR	VS	100	7.23451 ± 0.00224	0.14105 ± 0.0002	-	-	0.06	-524.6	0.563	0.098	31.0
	OLS	No	90	6.80102 ± 0.00091	0.18059 ± 0.0001	-	-	-0.13	-535.7	0.517	0.096	32.4
	ODR	No	90	5.33211 ± 0.00135	0.32156 ± 0.0001	-	-	-0.66	-390.3	0.848	0.123	13.4
	OLS	FS	90	6.2557 ± 0.00343	0.23252 ± 0.0003	-	-	-0.37	-509.2	0.566	0.1	29.6
	ODR	FS	90	6.51508 ± 0.00515	0.20786 ± 0.0005	-	-	-0.26	-527.3	0.532	0.097	31.7
	OLS	VS	90	6.89726 ± 0.00236	0.17174 ± 0.0002	-	-	-0.09	-535.7	0.519	0.096	32.4
	ODR	VS	90	7.23451 ± 0.00224	0.14105 ± 0.0002	-	-	0.06	-524.6	0.563	0.098	31.0
Exponencial	OLS	No	100	8.88035 ± 0.00011	-26.24858 ± 0.01626	-	-	-0.1	-531.7	0.525	0.097	31.7
	ODR	No	100	9.02948 ± 0.00014	-47.49766 ± 0.02207	-	-	-0.61	-288.9	1.197	0.146	-2.8
	OLS	FS	100	8.9019 ± 0.00036	-28.5761 ± 0.04811	-	-	-0.17	-516.9	0.552	0.099	30.3
	ODR	FS	100	8.89836 ± 0.00026	-27.73687 ± 0.04557	-	-	-0.14	-522.8	0.542	0.098	31.0
	OLS	VS	100	8.90627 ± 0.00026	-29.52146 ± 0.03609	-	-	-0.19	-509.4	0.565	0.1	29.6
	ODR	VS	100	8.87832 ± 0.00025	-23.62202 ± 0.04704	-	-	-0.02	-541.3	0.521	0.095	33.1
	OLS	No	90	8.87504 ± 0.00011	-24.41442 ± 0.0165	-	-	-0.04	-539.2	0.513	0.095	33.1
	ODR	No	90	9.0356 ± 0.00017	-49.0116 ± 0.02838	-	-	-0.63	-268.8	1.288	0.151	-6.3
	OLS	FS	90	8.89526 ± 0.00029	-26.96284 ± 0.04182	-	-	-0.12	-527.7	0.535	0.097	31.7
	ODR	FS	90	8.88297 ± 0.00032	-25.00403 ± 0.04535	-	-	-0.06	-537.2	0.52	0.096	32.4
	OLS	VS	90	8.89435 ± 0.00022	-26.24691 ± 0.03873	-	-	-0.1	-531.7	0.532	0.097	31.7
	ODR	VS	90	8.87832 ± 0.00025	-23.62202 ± 0.04704	-	-	-0.01	-542.1	0.526	0.095	33.1
Polinomio	OLS	No	100	8.94826 ± 0.4177	-1.57697 ± 0.12	0.28085 ± 0.01192	-0.01264 ± 0.00039	-0.04	-551.3	0.494	0.094	33.8
	ODR	No	100	352.87427 ± 1.119	-103.27944 ± 0.33	10.27152 ± 0.03317	-0.33873 ± 0.0011	-0.36	-273.0	1.265	0.15	-5.6
	OLS	FS	100	78.87947 ± 1.16229	-22.48277 ± 0.34	2.35667 ± 0.03404	-0.0811 ± 0.00112	-0.11	-551.9	0.5	0.093	34.5
	ODR	FS	100	10.31142 ± 1.24047	-2.16904 ± 0.36	0.3558 ± 0.03541	-0.01557 ± 0.00115	-0.11	-537.2	0.522	0.096	32.4
	OLS	VS	100	-45.41275 ± 1.63176	13.65282 ± 0.47	-1.14019 ± 0.04525	0.03153 ± 0.00145	-0.16	-420.3	0.77	0.117	17.6
	ODR	VS	100	8.04899 ± 2.08783	-1.62376 ± 0.6	0.3127 ± 0.05749	-0.01446 ± 0.00183	-0.15	-521.5	0.547	0.098	31.0
	OLS	No	90	-20.95586 ± 0.67878	7.23871 ± 0.19	-0.58316 ± 0.01859	0.01552 ± 0.00059	-0.04	-529.8	0.532	0.097	31.7
	ODR	No	90	396.21377 ± 2.29322	-114.56541 ± 0.67	11.2404 ± 0.06466	-0.36609 ± 0.00209	-0.3	-160.8	1.862	0.181	-27.5
	OLS	FS	90	-56.43948 ± 1.7205	17.08621 ± 0.49	-1.49237 ± 0.0471	0.04346 ± 0.0015	-0.1	-436.4	0.73	0.114	19.7
	ODR	FS	90	-15.39995 ± 1.43422	5.27782 ± 0.41	-0.36174 ± 0.03949	0.00743 ± 0.00126	-0.11	-506.7	0.579	0.101	28.9
	OLS	VS	90	-33.72195 ± 3.23257	10.52042 ± 0.93	-0.86138 ± 0.0882	0.02329 ± 0.0028	-0.12	-471.8	0.648	0.107	24.6
	ODR	VS	90	8.04899 ± 2.08783	-1.62376 ± 0.6	0.3127 ± 0.05749	-0.01446 ± 0.00183	-0.11	-528.8	0.537	0.097	31.7

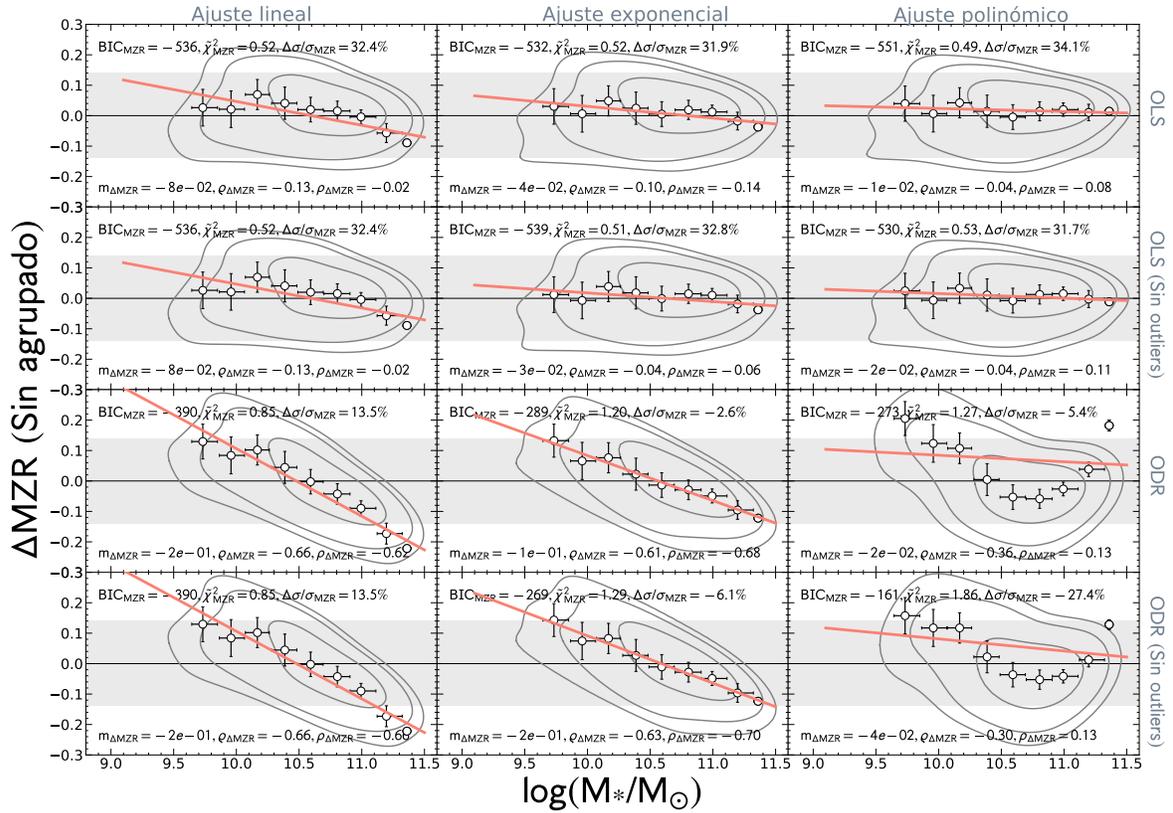


Figura C.4: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador PP04-O3N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

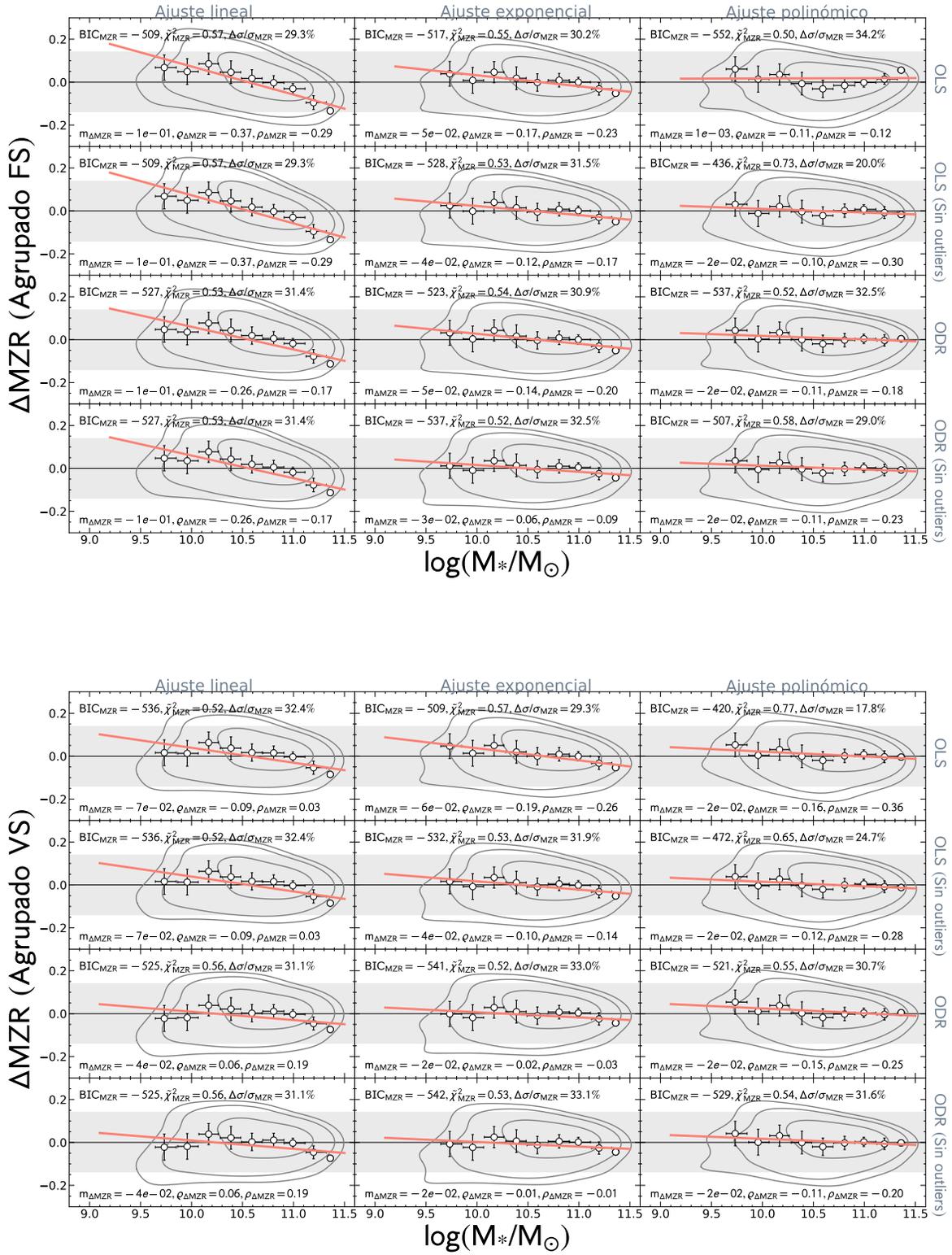


Figura C.4: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador PP04-O3N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

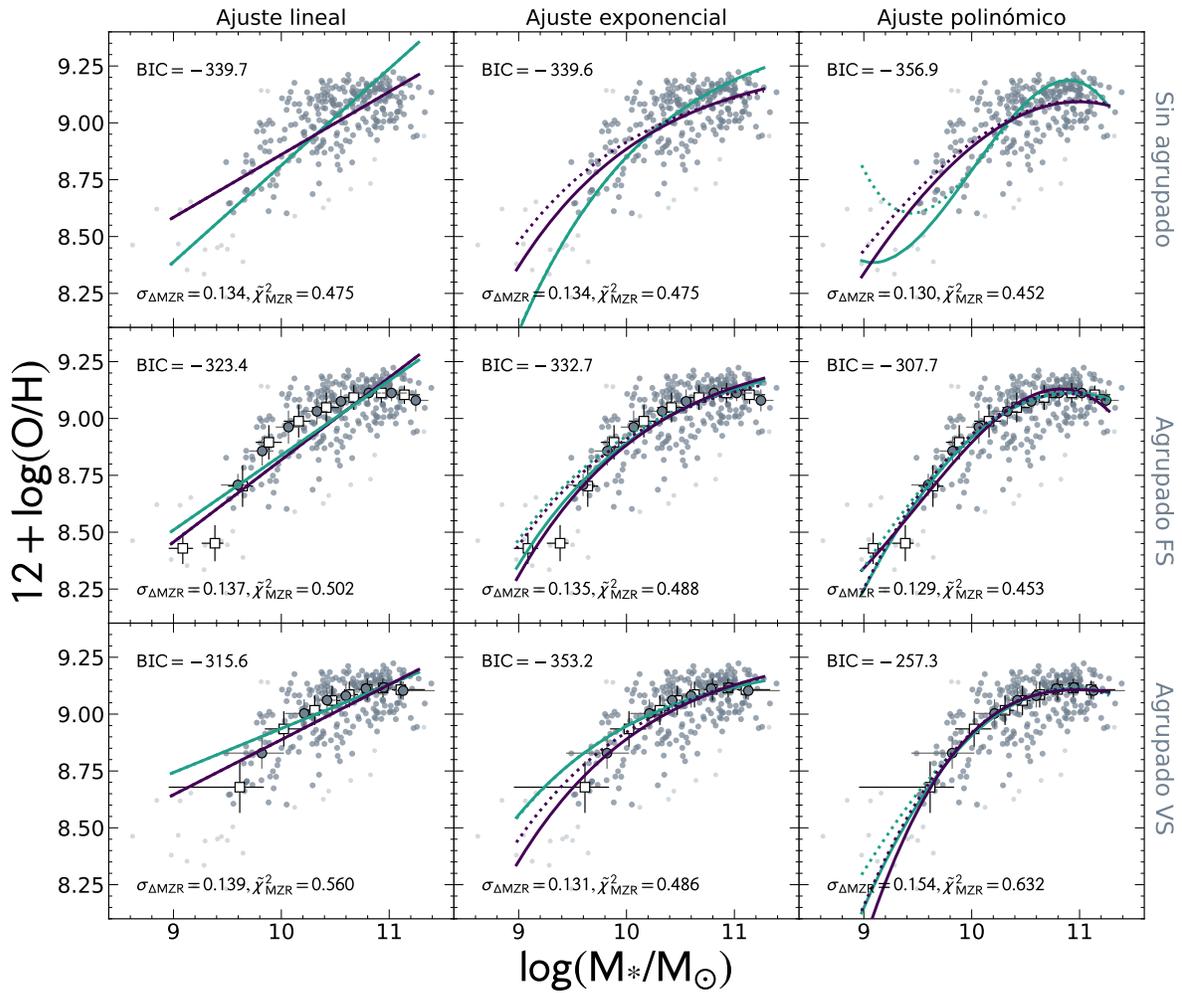


Figura C.5: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador D13-PYQZ. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.3: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador D13-PYQZ

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Linea	OLS	No	100	6.09783 ± 0.00134	0.27627 ± 0.0001	-	-	-0.19	-339.7	0.475	0.134	31.3
	ODR	No	100	4.56177 ± 0.00173	0.42512 ± 0.0002	-	-	-0.59	-243.3	0.672	0.157	19.5
	OLS	FS	100	5.20145 ± 0.00483	0.36167 ± 0.0005	-	-	-0.43	-301.9	0.54	0.143	26.7
	ODR	FS	100	5.55098 ± 0.00887	0.32871 ± 0.0008	-	-	-0.35	-323.4	0.502	0.137	29.7
	OLS	VS	100	6.46435 ± 0.00394	0.24232 ± 0.0004	-	-	-0.07	-337.0	0.484	0.134	31.3
	ODR	VS	100	7.00025 ± 0.00334	0.19365 ± 0.0003	-	-	0.09	-315.6	0.56	0.139	28.7
	OLS	No	90	6.09783 ± 0.00134	0.27627 ± 0.0001	-	-	-0.19	-339.7	0.475	0.134	31.3
	ODR	No	90	4.56177 ± 0.00173	0.42512 ± 0.0002	-	-	-0.59	-243.3	0.672	0.157	19.5
	OLS	FS	90	5.20145 ± 0.00483	0.36167 ± 0.0005	-	-	-0.43	-301.9	0.54	0.143	26.7
	ODR	FS	90	5.55098 ± 0.00887	0.32871 ± 0.0008	-	-	-0.35	-323.4	0.502	0.137	29.7
Exponencial	OLS	VS	90	6.46435 ± 0.00394	0.24232 ± 0.0004	-	-	-0.07	-337.0	0.484	0.134	31.3
	ODR	VS	90	7.00025 ± 0.00334	0.19365 ± 0.0003	-	-	0.09	-315.6	0.56	0.139	28.7
	OLS	No	100	9.28246 ± 0.00016	-40.65733 ± 0.02354	-	-	-0.15	-339.6	0.475	0.134	31.3
	ODR	No	100	9.43968 ± 0.00016	-60.36951 ± 0.02671	-	-	-0.53	-182.7	0.809	0.174	10.8
	OLS	FS	100	9.32472 ± 0.00059	-45.20183 ± 0.07776	-	-	-0.25	-314.3	0.518	0.14	28.2
	ODR	FS	100	9.30372 ± 0.00043	-42.09885 ± 0.07157	-	-	-0.19	-332.7	0.488	0.135	30.8
	OLS	VS	100	9.30318 ± 0.00043	-42.27144 ± 0.05705	-	-	-0.19	-331.8	0.489	0.136	30.3
	ODR	VS	100	9.24647 ± 0.00038	-30.68324 ± 0.06271	-	-	0.07	-353.2	0.486	0.131	32.8
	OLS	No	90	9.25192 ± 0.00015	-34.44203 ± 0.02317	-	-	-0.02	-355.5	0.454	0.13	33.3
	ODR	No	90	9.43327 ± 0.00018	-59.92056 ± 0.03202	-	-	-0.52	-187.1	0.796	0.173	11.3
Polinomio	OLS	FS	90	9.2688 ± 0.00075	-36.79215 ± 0.09638	-	-	-0.07	-352.3	0.459	0.131	32.8
	ODR	FS	90	9.27143 ± 0.00046	-35.78606 ± 0.07112	-	-	-0.05	-354.1	0.465	0.131	32.8
	OLS	VS	90	9.28246 ± 0.00029	-37.03313 ± 0.04532	-	-	-0.07	-351.8	0.471	0.131	32.8
	ODR	VS	90	9.24647 ± 0.00038	-30.68324 ± 0.06271	-	-	0.05	-354.1	0.492	0.131	32.8
	OLS	No	100	-1.22748 ± 0.6712	0.47054 ± 0.2	0.17059 ± 0.01919	-0.01164 ± 0.00062	-0.05	-356.9	0.452	0.13	33.3
	ODR	No	100	270.39592 ± 3.92477	-79.87098 ± 1.17	8.05979 ± 0.11533	-0.26887 ± 0.00379	-0.45	-265.4	0.619	0.152	22.1
	OLS	FS	100	96.68518 ± 1.80727	-28.98262 ± 0.53	3.11321 ± 0.05238	-0.10929 ± 0.00171	-0.1	-361.4	0.453	0.129	33.8
	ODR	FS	100	-24.94442 ± 1.85808	6.93312 ± 0.54	-0.41344 ± 0.05311	0.00587 ± 0.00172	-0.07	-307.7	0.537	0.141	27.7
	OLS	VS	100	-117.61172 ± 2.50821	33.36188 ± 0.73	-2.92374 ± 0.06994	0.08528 ± 0.00224	-0.15	-151.0	0.905	0.184	5.6
	ODR	VS	100	-48.91631 ± 3.88454	13.68552 ± 1.11	-1.04804 ± 0.10613	0.02577 ± 0.00337	-0.14	-257.3	0.632	0.154	21.0
Polinomio	OLS	No	90	11.66239 ± 0.94456	-2.97789 ± 0.27	0.47809 ± 0.02599	-0.02078 ± 0.00083	0.03	-375.9	0.426	0.126	35.4
	ODR	No	90	392.01516 ± 6.27506	-114.13128 ± 1.82	11.27313 ± 0.17594	-0.36922 ± 0.00566	-0.31	-142.4	0.962	0.187	4.1
	OLS	FS	90	-33.13137 ± 2.91971	9.29316 ± 0.84	-0.63818 ± 0.08072	0.01295 ± 0.00258	-0.01	-302.3	0.549	0.142	27.2
	ODR	FS	90	9.24759 ± 2.50694	-2.8432 ± 0.72	0.51808 ± 0.06959	-0.0237 ± 0.00223	-0.02	-352.8	0.469	0.131	32.8
	OLS	VS	90	-57.23405 ± 3.36077	16.11125 ± 0.96	-1.28197 ± 0.09209	0.03324 ± 0.00293	-0.09	-254.1	0.641	0.155	20.5
	ODR	VS	90	-48.91631 ± 3.88454	13.68552 ± 1.11	-1.04804 ± 0.10613	0.02577 ± 0.00337	-0.06	-342.4	0.481	0.133	31.8

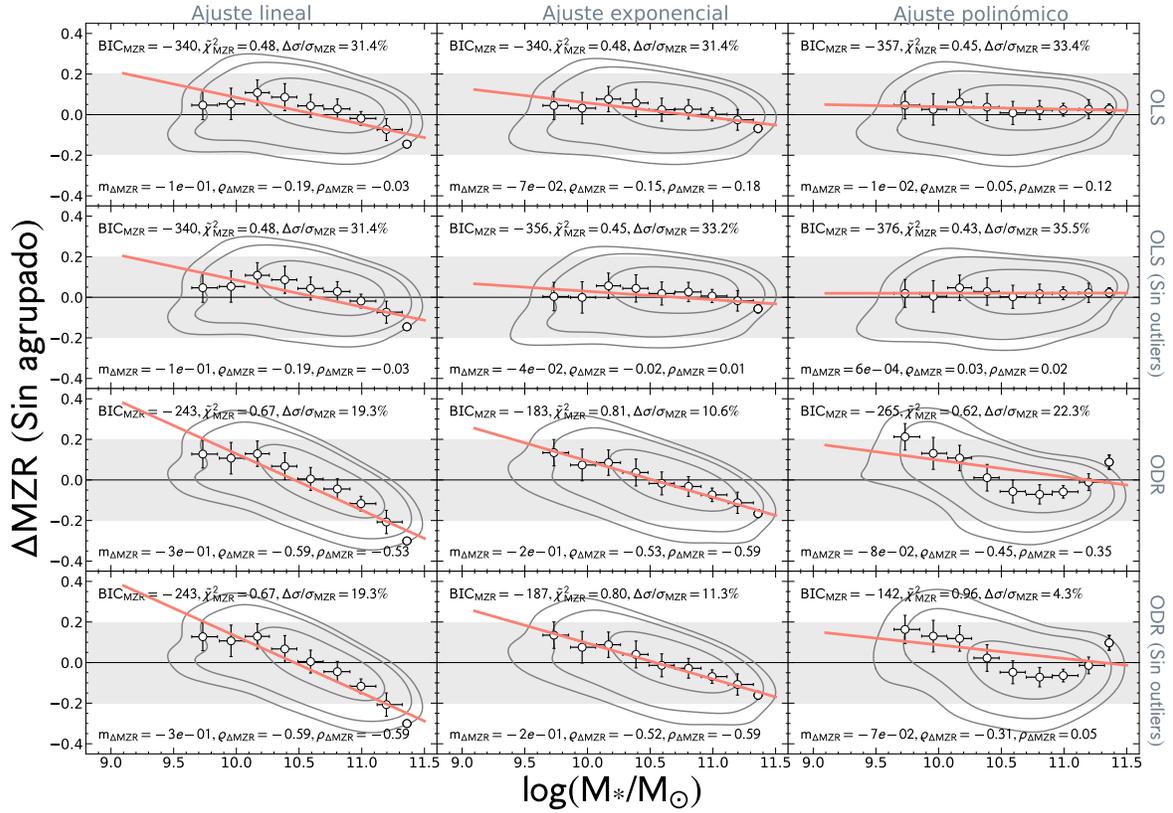


Figura C.6: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador D13-PYQZ. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

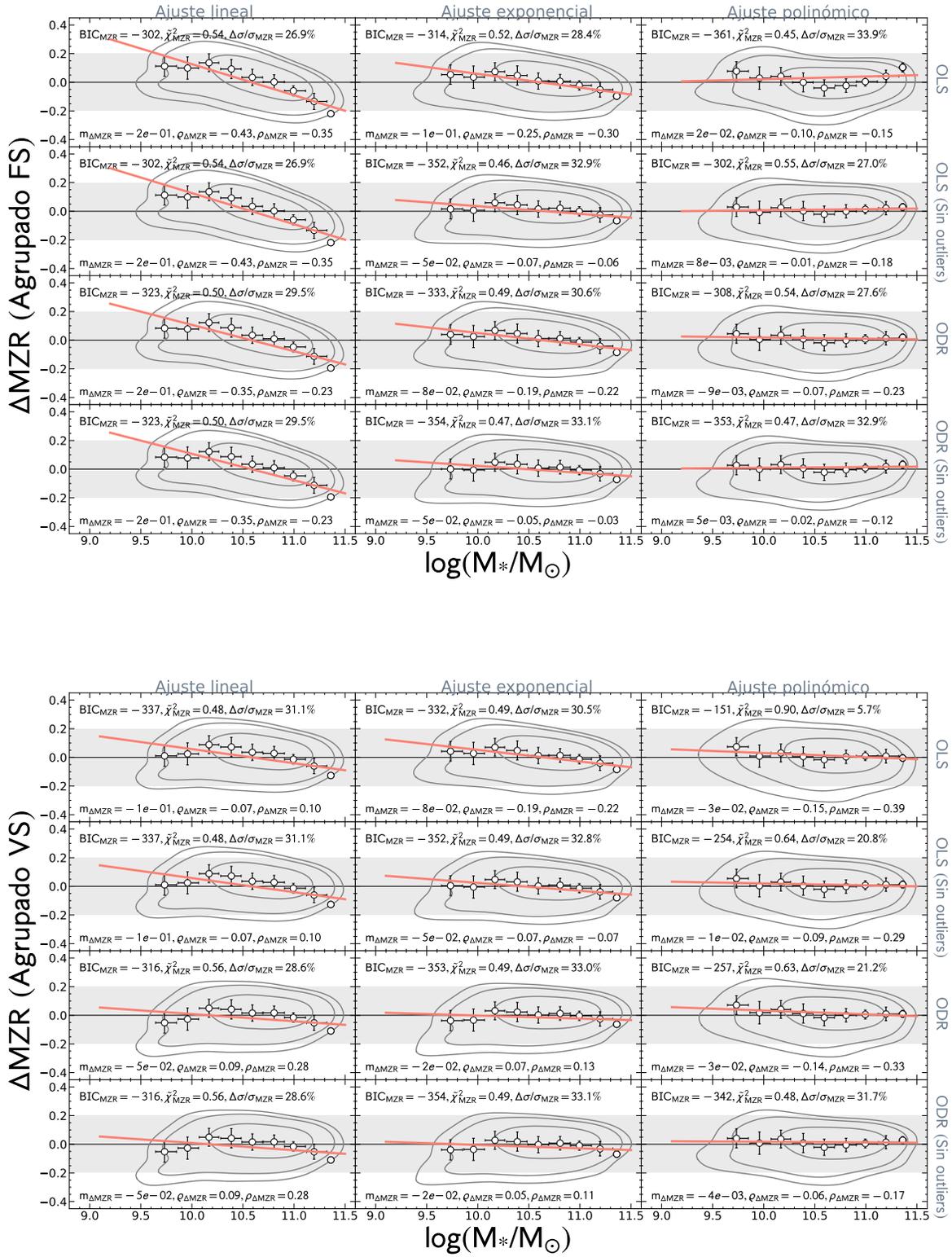


Figura C.6: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador D13-PYQZ. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

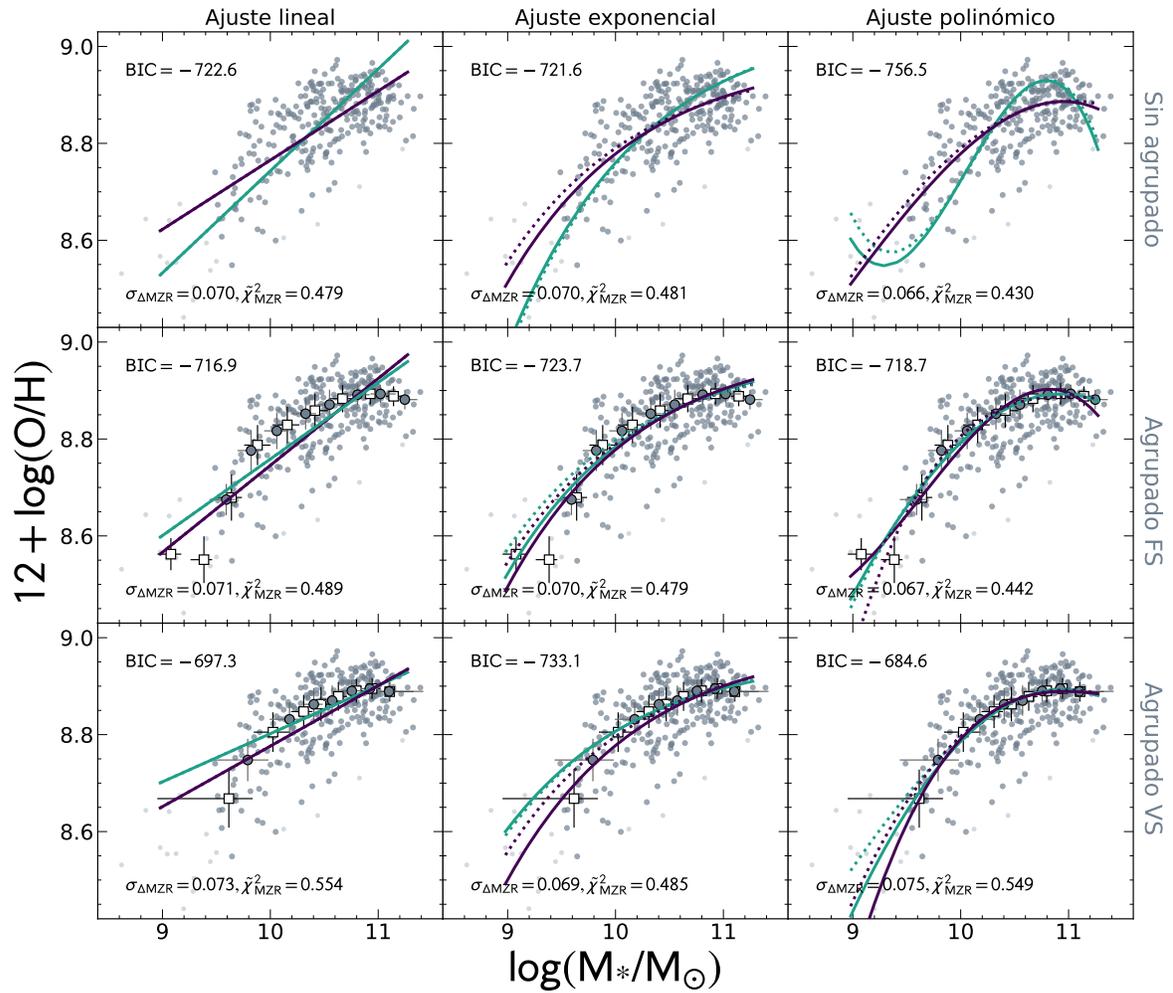


Figura C.7: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador P12-T2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.4: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador P12-T2

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Lineal	OLS	No	100	7.33784 ± 0.00077	0.14274 ± 0.0001	-	-	-0.17	-722.6	0.479	0.07	31.4
	ODR	No	100	6.63921 ± 0.00094	0.21039 ± 0.0001	-	-	-0.53	-647.6	0.627	0.079	22.5
	OLS	FS	100	6.95232 ± 0.00268	0.17932 ± 0.0003	-	-	-0.39	-696.7	0.523	0.073	28.4
	ODR	FS	100	7.17912 ± 0.00429	0.15795 ± 0.0004	-	-	-0.27	-716.9	0.489	0.071	30.4
	OLS	VS	100	7.52785 ± 0.00191	0.12484 ± 0.0002	-	-	-0.06	-719.4	0.486	0.07	31.4
	ODR	VS	100	7.80786 ± 0.00172	0.09941 ± 0.0002	-	-	0.1	-697.3	0.554	0.073	28.4
	OLS	No	90	7.33784 ± 0.00077	0.14274 ± 0.0001	-	-	-0.17	-722.6	0.479	0.07	31.4
	ODR	No	90	6.63921 ± 0.00094	0.21039 ± 0.0001	-	-	-0.53	-647.6	0.627	0.079	22.5
	OLS	FS	90	6.95232 ± 0.00268	0.17932 ± 0.0003	-	-	-0.39	-696.7	0.523	0.073	28.4
	ODR	FS	90	7.17912 ± 0.00429	0.15795 ± 0.0004	-	-	-0.27	-716.9	0.489	0.071	30.4
OLS	VS	90	7.52785 ± 0.00191	0.12484 ± 0.0002	-	-	-0.06	-719.4	0.486	0.07	31.4	
ODR	VS	90	7.80786 ± 0.00172	0.09941 ± 0.0002	-	-	0.1	-697.3	0.554	0.073	28.4	
Exponencial	OLS	No	100	$8.9824 \pm 9e-05$	-20.88105 ± 0.01339	-	-	-0.15	-721.6	0.481	0.07	31.4
	ODR	No	100	9.05163 ± 0.0001	-29.85384 ± 0.01543	-	-	-0.46	-592.7	0.743	0.087	14.7
	OLS	FS	100	8.99526 ± 0.00029	-22.24852 ± 0.03788	-	-	-0.2	-708.9	0.502	0.072	29.4
	ODR	FS	100	8.9855 ± 0.00022	-20.60792 ± 0.0358	-	-	-0.14	-723.7	0.479	0.07	31.4
	OLS	VS	100	8.99061 ± 0.0002	-21.80625 ± 0.02793	-	-	-0.18	-713.4	0.494	0.071	30.4
	ODR	VS	100	8.96161 ± 0.0002	-15.81807 ± 0.03282	-	-	0.06	-733.1	0.485	0.069	32.4
	OLS	No	90	$8.97034 \pm 8e-05$	-18.45901 ± 0.0126	-	-	-0.05	-734.4	0.462	0.069	32.4
	ODR	No	90	9.05575 ± 0.00011	-30.64136 ± 0.0172	-	-	-0.49	-578.3	0.78	0.089	12.7
	OLS	FS	90	8.9757 ± 0.00031	-19.10352 ± 0.03873	-	-	-0.07	-732.3	0.466	0.069	32.4
	ODR	FS	90	8.96939 ± 0.00027	-17.62845 ± 0.04303	-	-	-0.01	-735.8	0.467	0.068	33.3
OLS	VS	90	8.97863 ± 0.00019	-18.68895 ± 0.03126	-	-	-0.06	-733.8	0.473	0.069	32.4	
ODR	VS	90	8.96161 ± 0.0002	-15.81807 ± 0.03282	-	-	0.04	-734.8	0.485	0.069	32.4	
Polinomio	OLS	No	100	20.62715 ± 0.33322	-4.74734 ± 0.1	0.57333 ± 0.00053	-0.02171 ± 0.00031	-0.06	-756.5	0.43	0.066	35.3
	ODR	No	100	232.09264 ± 0.79838	-67.49942 ± 0.24	6.76084 ± 0.02371	-0.22446 ± 0.00078	-0.24	-542.2	0.888	0.095	6.9
	OLS	FS	100	65.69448 ± 0.8722	-18.30242 ± 0.26	1.92768 ± 0.02552	-0.06666 ± 0.00084	-0.08	-752.9	0.442	0.067	34.3
	ODR	FS	100	1.10497 ± 0.98292	0.81309 ± 0.29	0.04678 ± 0.02796	-0.00512 ± 0.00091	-0.05	-718.7	0.492	0.07	31.4
	OLS	VS	100	-56.11003 ± 1.21766	17.0844 ± 0.35	-1.49432 ± 0.03383	0.04349 ± 0.00108	-0.14	-534.2	0.913	0.096	5.9
	ODR	VS	100	-7.39703 ± 1.59514	3.18195 ± 0.46	-0.17359 ± 0.04389	0.00172 ± 0.0014	-0.11	-684.6	0.549	0.075	26.5
	OLS	No	90	4.26397 ± 0.52801	0.18197 ± 0.15	0.08102 ± 0.01451	-0.0054 ± 0.00046	-0.01	-748.9	0.442	0.067	34.3
	ODR	No	90	238.65053 ± 2.00141	-69.12753 ± 0.58	6.89165 ± 0.05539	-0.22782 ± 0.00177	-0.24	-524.0	0.948	0.098	3.9
	OLS	FS	90	-60.11756 ± 1.27954	18.4392 ± 0.37	-1.64148 ± 0.03529	0.04868 ± 0.00113	-0.01	-567.1	0.816	0.091	10.8
	ODR	FS	90	-13.10951 ± 1.04106	4.9435 ± 0.3	-0.35226 ± 0.02889	0.0077 ± 0.00092	-0.03	-693.4	0.537	0.074	27.5
OLS	VS	90	-18.08162 ± 1.87981	6.42745 ± 0.54	-0.49967 ± 0.05148	0.01257 ± 0.00164	-0.05	-687.4	0.546	0.074	27.5	
ODR	VS	90	-7.39703 ± 1.59514	3.18195 ± 0.46	-0.17359 ± 0.04389	0.00172 ± 0.0014	-0.03	-751.5	0.445	0.067	34.3	

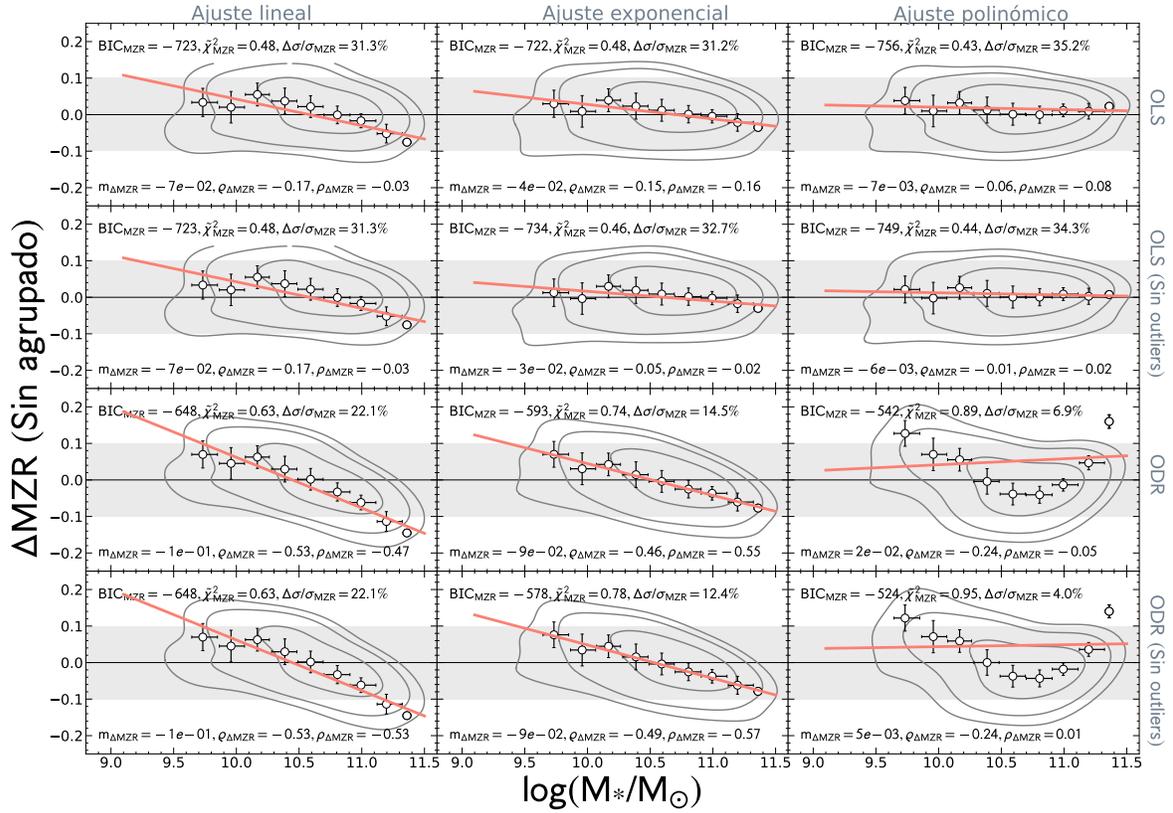


Figura C.8: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador P12-T2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

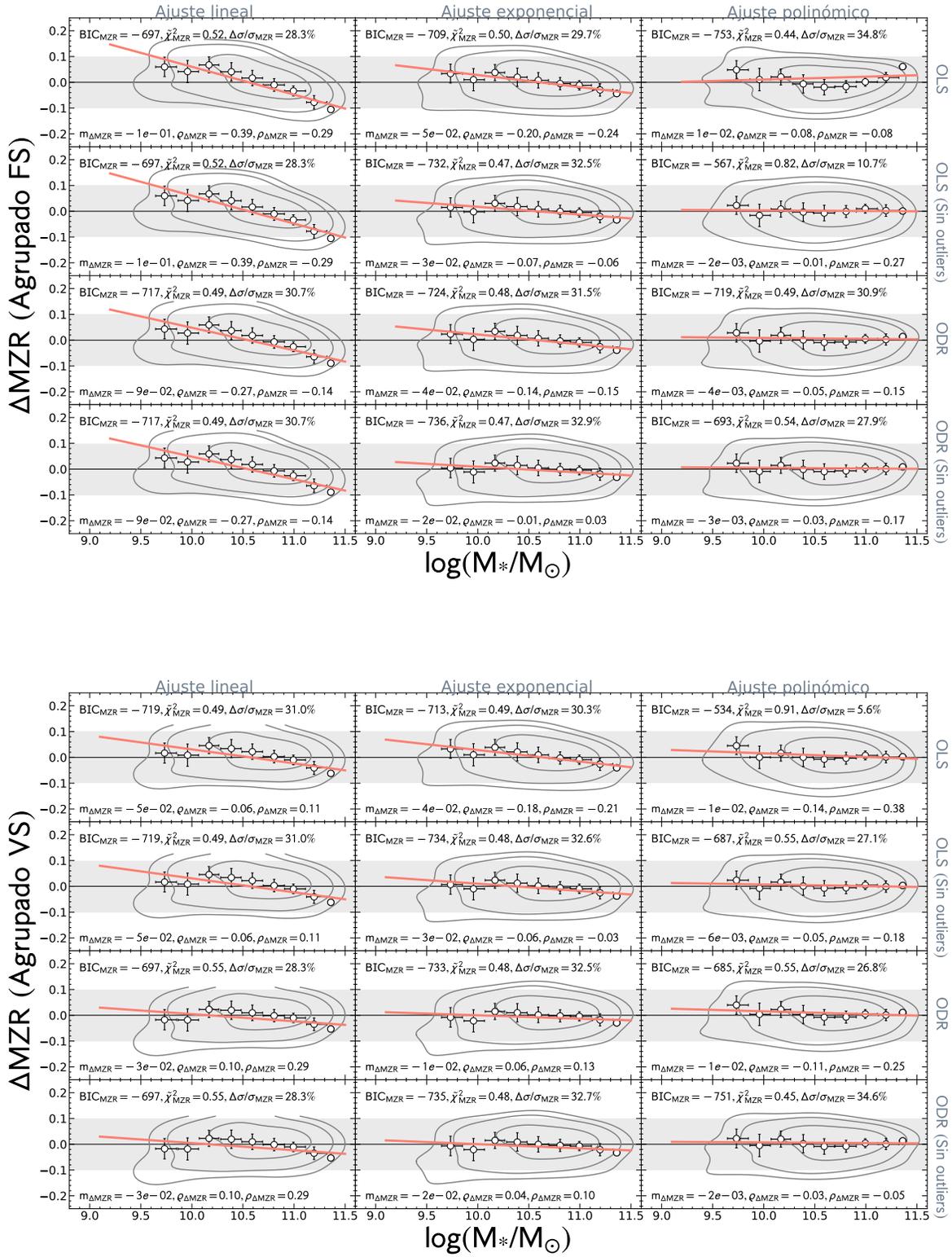


Figura C.8: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador P12-T2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

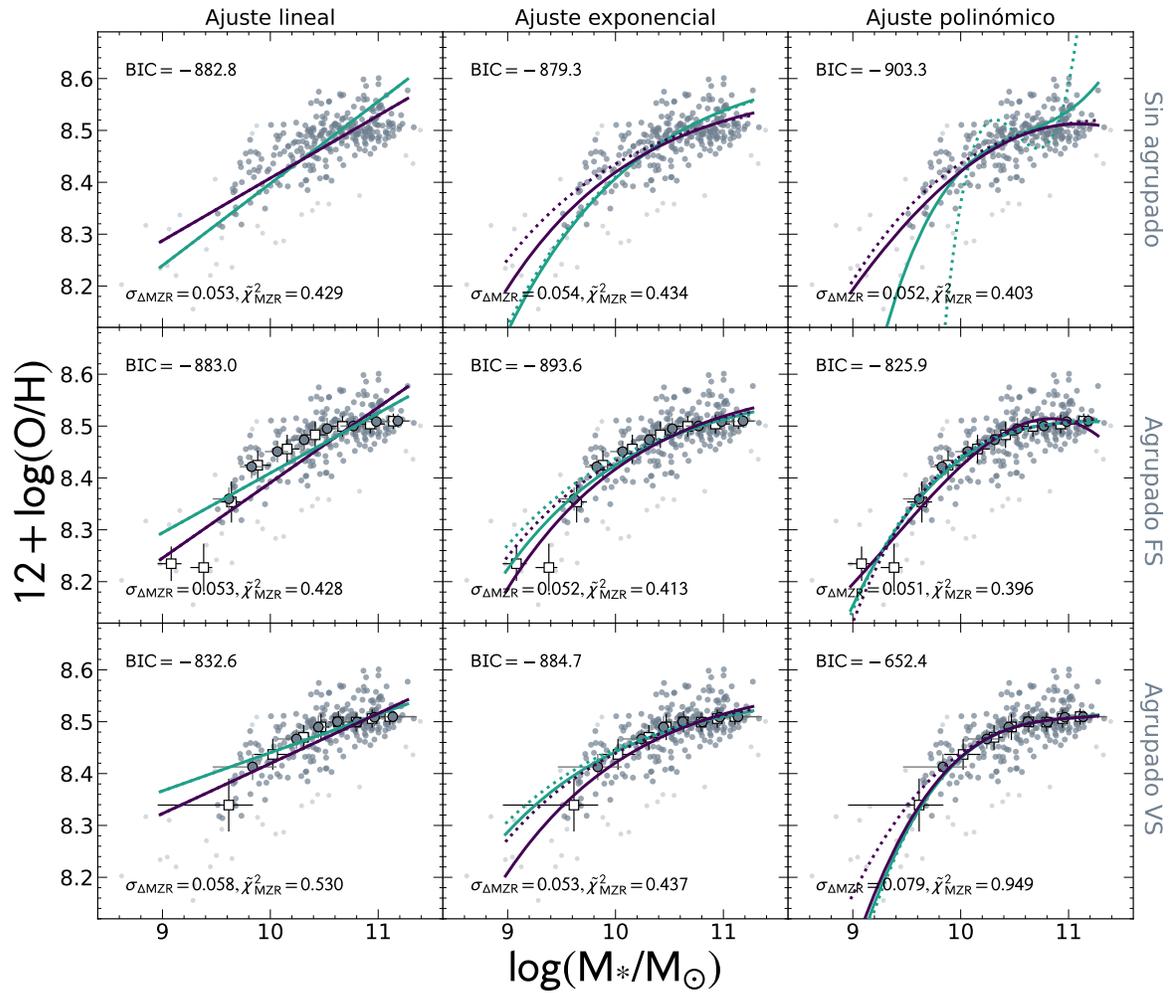


Figura C.9: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador M13-N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.5: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador M13-N2

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\epsilon_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Linea	OLS	No	100	7.20134 ± 0.00065	0.12067 ± 0.0001	-	-	-0.22	-882.8	0.429	0.053	35.4
	ODR	No	100	6.81598 ± 0.00074	0.15816 ± 0.0001	-	-	-0.48	-838.5	0.507	0.058	29.3
	OLS	FS	100	6.93789 ± 0.0024	0.14529 ± 0.0002	-	-	-0.41	-861.4	0.464	0.055	32.9
	ODR	FS	100	7.25618 ± 0.00388	0.11533 ± 0.0004	-	-	-0.18	-883.0	0.428	0.053	35.4
	OLS	VS	100	7.45375 ± 0.00121	0.09656 ± 0.0001	-	-	-0.02	-870.7	0.447	0.055	32.9
	ODR	VS	100	7.7018 ± 0.00119	0.07385 ± 0.0001	-	-	0.18	-832.6	0.53	0.058	29.3
	OLS	No	90	7.20134 ± 0.00065	0.12067 ± 0.0001	-	-	-0.22	-882.8	0.429	0.053	35.4
	ODR	No	90	6.81598 ± 0.00074	0.15816 ± 0.0001	-	-	-0.48	-838.5	0.507	0.058	29.3
	OLS	FS	90	6.93789 ± 0.0024	0.14529 ± 0.0002	-	-	-0.41	-861.4	0.464	0.055	32.9
	ODR	FS	90	7.25618 ± 0.00388	0.11533 ± 0.0004	-	-	-0.18	-883.0	0.428	0.053	35.4
	OLS	VS	90	7.45375 ± 0.00121	0.09656 ± 0.0001	-	-	-0.02	-870.7	0.447	0.055	32.9
	ODR	VS	90	7.7018 ± 0.00119	0.07385 ± 0.0001	-	-	0.18	-832.6	0.53	0.058	29.3
Exponencial	OLS	No	100	8.59076 ± 8e-05	-17.5423 ± 0.01157	-	-	-0.17	-879.3	0.434	0.054	34.1
	ODR	No	100	8.63429 ± 7e-05	-23.19997 ± 0.01198	-	-	-0.43	-775.1	0.617	0.064	22.0
	OLS	FS	100	8.59395 ± 0.00023	-18.10942 ± 0.03203	-	-	-0.21	-872.4	0.445	0.054	34.1
	ODR	FS	100	8.57869 ± 0.00016	-15.76485 ± 0.02721	-	-	-0.07	-893.6	0.413	0.052	36.6
	OLS	VS	100	8.58393 ± 0.00012	-16.68819 ± 0.01985	-	-	-0.12	-887.6	0.422	0.053	35.4
	ODR	VS	100	8.56091 ± 0.00012	-12.1731 ± 0.02105	-	-	0.13	-884.7	0.437	0.053	35.4
	OLS	No	90	8.57689 ± 7e-05	-14.49837 ± 0.00975	-	-	-0.0	-896.3	0.418	0.052	36.6
	ODR	No	90	8.62963 ± 8e-05	-22.4573 ± 0.01412	-	-	-0.4	-792.0	0.583	0.062	24.4
	OLS	FS	90	8.5744 ± 0.0002	-14.50038 ± 0.03276	-	-	-0.0	-896.3	0.413	0.052	36.6
	ODR	FS	90	8.56597 ± 0.00017	-13.15236 ± 0.02724	-	-	0.07	-892.2	0.422	0.053	35.4
	OLS	VS	90	8.56653 ± 0.00014	-13.04438 ± 0.0246	-	-	0.08	-891.5	0.426	0.053	35.4
	ODR	VS	90	8.56091 ± 0.00012	-12.1731 ± 0.02105	-	-	0.21	-871.8	0.467	0.054	34.1
Polinomio	OLS	No	100	4.14449 ± 0.30978	0.27482 ± 0.09	0.05696 ± 0.00882	-0.00417 ± 0.00029	-0.1	-903.3	0.403	0.052	36.6
	ODR	No	100	-143.39294 ± 4.8208	42.83258 ± 1.39	-4.03394 ± 0.13405	0.12688 ± 0.00429	-0.49	-381.6	2.359	0.125	-52.4
	OLS	FS	100	35.74482 ± 0.84419	-9.27848 ± 0.25	1.01668 ± 0.02463	-0.03621 ± 0.00081	-0.04	-908.8	0.396	0.051	37.8
	ODR	FS	100	-26.792 ± 0.62667	9.20801 ± 0.18	-0.80012 ± 0.01748	0.02316 ± 0.00056	0.01	-825.9	0.523	0.059	28.0
	OLS	VS	100	-54.67716 ± 0.79175	17.06441 ± 0.23	-1.53758 ± 0.0217	0.04622 ± 0.00069	-0.07	-689.2	0.835	0.074	9.8
	ODR	VS	100	-61.57051 ± 1.16597	19.00661 ± 0.33	-1.72006 ± 0.03127	0.05194 ± 0.00098	-0.11	-652.4	0.949	0.079	3.7
	OLS	No	90	-15.05503 ± 0.4287	6.02951 ± 0.12	-0.51482 ± 0.01184	0.01468 ± 0.00038	0.0	-882.9	0.436	0.053	35.4
	ODR	No	90	-2023.80242 ± 26.4205	580.13552 ± 7.56	-55.1817 ± 0.71988	1.74898 ± 0.02285	-0.59	1086.7	346.272	1.488	-1714.6
	OLS	FS	90	-49.88011 ± 1.07971	15.91729 ± 0.31	-1.44862 ± 0.02951	0.04401 ± 0.00094	0.04	-758.6	0.657	0.066	19.5
	ODR	FS	90	-38.53067 ± 0.82143	12.65201 ± 0.24	-1.13595 ± 0.02246	0.03405 ± 0.00071	0.04	-798.0	0.575	0.062	24.4
	OLS	VS	90	-25.75969 ± 1.10092	8.94776 ± 0.31	-0.7784 ± 0.02981	0.02256 ± 0.00094	0.04	-835.4	0.508	0.058	29.3
	ODR	VS	90	-61.57051 ± 1.16597	19.00661 ± 0.33	-1.72006 ± 0.03127	0.05194 ± 0.00098	-0.09	-604.5	1.113	0.085	-3.7

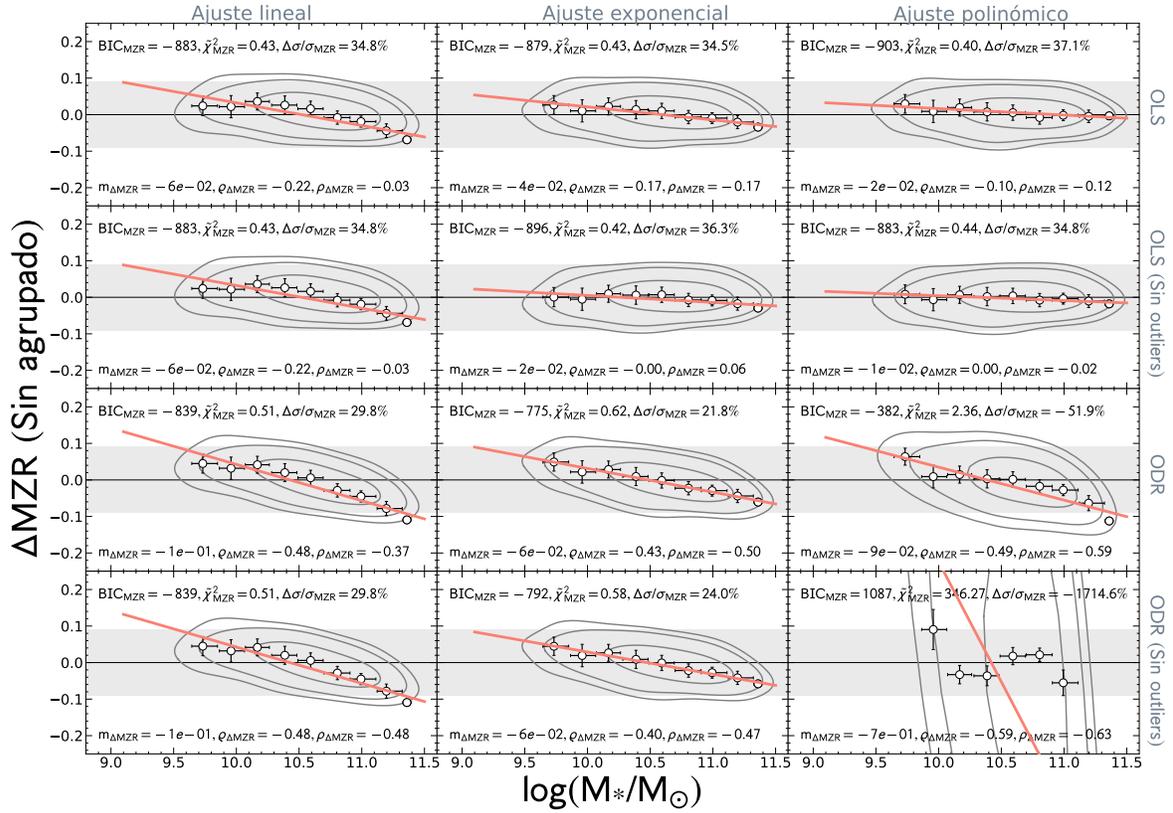


Figura C.10: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador M13-N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

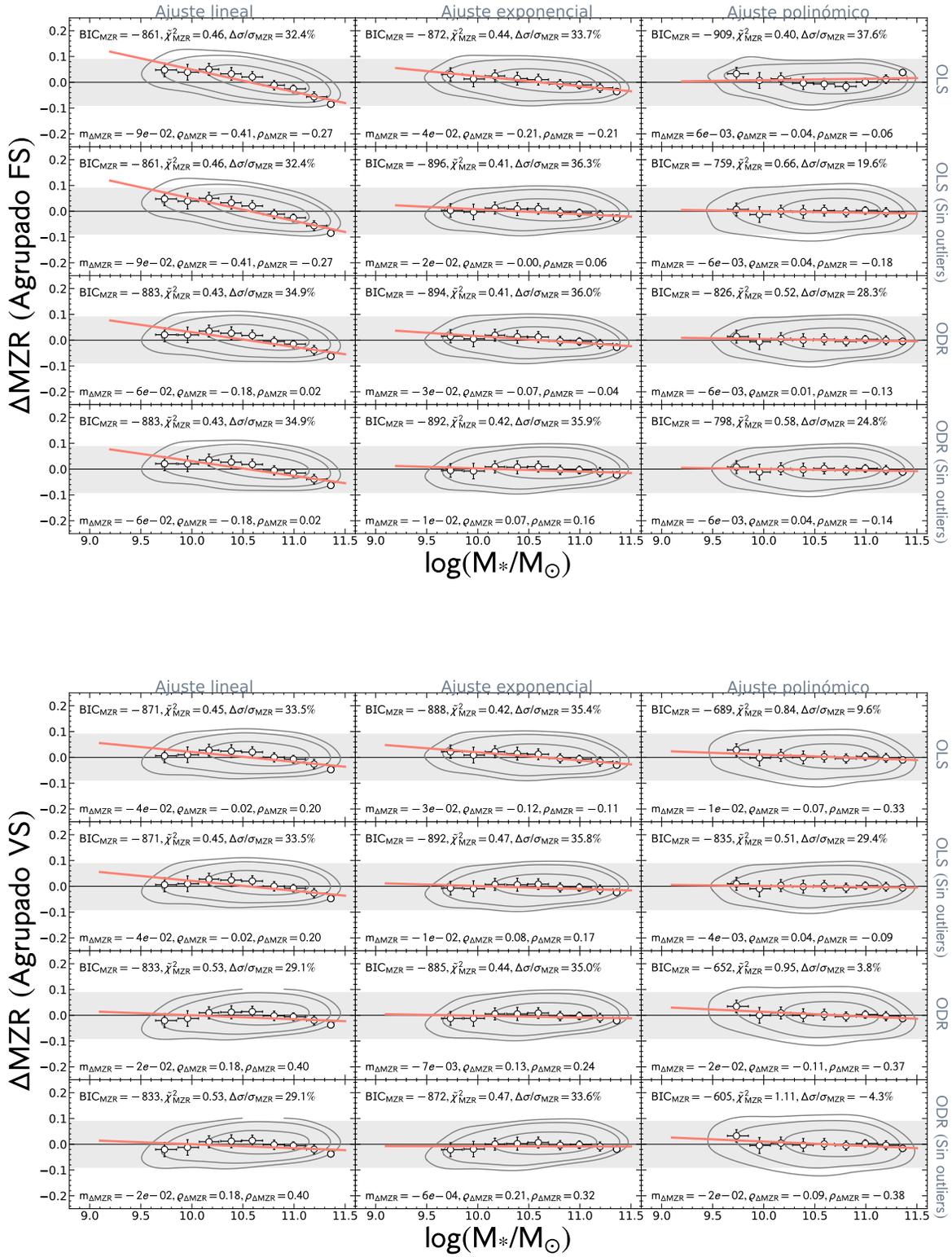


Figura C.10: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador M13-N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

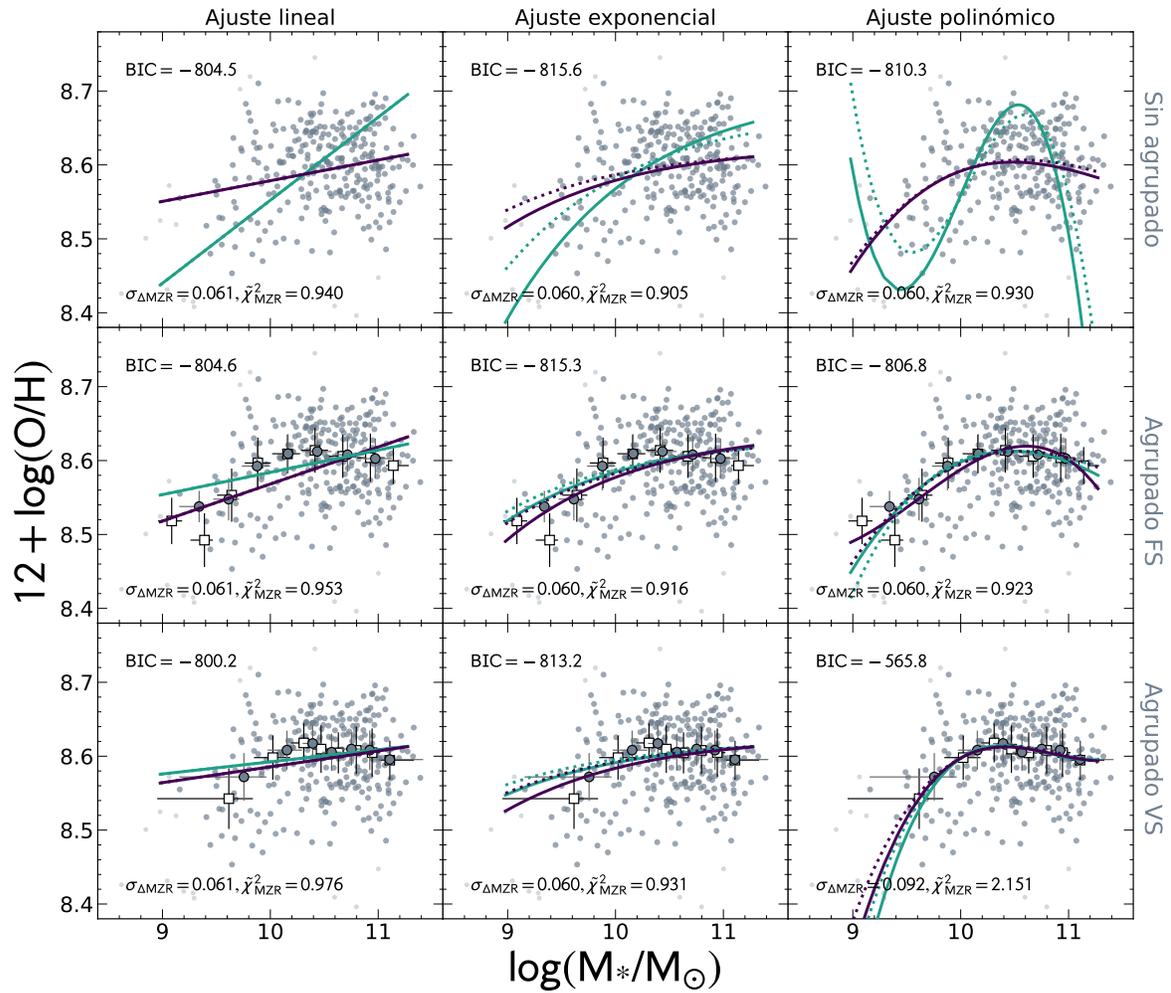


Figura C.11: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador PM09-O3N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.6: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador PM09-O3N2

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	8.29874 ± 0.00089	$0.028 \pm 9e-05$	-	-	-0.08	-804.5	0.94	0.061	3.2
	ODR	No	100	7.42655 ± 0.00107	0.11256 ± 0.0001	-	-	-0.64	-684.4	1.453	0.075	-19.0
	OLS	FS	100	8.06672 ± 0.00247	0.05017 ± 0.00024	-	-	-0.25	-796.5	0.966	0.062	1.6
	ODR	FS	100	8.27834 ± 0.00303	0.03055 ± 0.00029	-	-	-0.09	-804.6	0.952	0.061	3.2
	OLS	VS	100	8.37058 ± 0.00198	0.0215 ± 0.00019	-	-	-0.02	-802.7	0.952	0.061	3.2
	ODR	VS	100	8.42586 ± 0.0021	0.01665 ± 0.0002	-	-	0.01	-800.2	0.976	0.061	3.2
	OLS	No	90	8.29874 ± 0.00089	$0.028 \pm 9e-05$	-	-	-0.08	-804.5	0.94	0.061	3.2
	ODR	No	90	7.42655 ± 0.00107	0.11256 ± 0.0001	-	-	-0.64	-684.4	1.453	0.075	-19.0
	OLS	FS	90	8.06672 ± 0.00247	0.05017 ± 0.00024	-	-	-0.25	-796.5	0.966	0.062	1.6
	ODR	FS	90	8.27834 ± 0.00303	0.03055 ± 0.00029	-	-	-0.09	-804.6	0.952	0.061	3.2
	OLS	VS	90	8.37058 ± 0.00198	0.0215 ± 0.00019	-	-	-0.02	-802.7	0.952	0.061	3.2
	ODR	VS	90	8.42586 ± 0.0021	0.01665 ± 0.0002	-	-	0.01	-800.2	0.976	0.061	3.2
Exponencial	OLS	No	100	8.62726 ± 0.0001	-4.92335 ± 0.01231	-	-	-0.12	-815.6	0.905	0.06	4.8
	ODR	No	100	8.70271 ± 0.00123	-13.78795 ± 0.17654	-	-	-0.52	-708.7	1.324	0.072	-14.3
	OLS	FS	100	8.6421 ± 0.00022	-6.60817 ± 0.02805	-	-	-0.21	-809.9	0.925	0.06	4.8
	ODR	FS	100	8.63531 ± 0.00022	-5.1982 ± 0.03159	-	-	-0.13	-815.3	0.916	0.06	4.8
	OLS	VS	100	8.62722 ± 0.00022	-4.45498 ± 0.02997	-	-	-0.09	-815.7	0.908	0.06	4.8
	ODR	VS	100	8.62414 ± 0.00017	-3.36969 ± 0.02102	-	-	-0.04	-813.2	0.931	0.06	4.8
	OLS	No	90	8.6231 ± 0.00011	-3.74028 ± 0.014	-	-	-0.06	-814.5	0.915	0.06	4.8
	ODR	No	90	8.67447 ± 0.00184	-9.48798 ± 0.26906	-	-	-0.35	-781.6	1.062	0.063	-0.0
	OLS	FS	90	8.63411 ± 0.00027	-5.30357 ± 0.0389	-	-	-0.14	-815.1	0.911	0.06	4.8
	ODR	FS	90	8.63099 ± 0.00024	-4.45314 ± 0.03634	-	-	-0.09	-815.7	0.919	0.06	4.8
	OLS	VS	90	8.62384 ± 0.00018	-3.27247 ± 0.0279	-	-	-0.03	-812.8	0.934	0.06	4.8
	ODR	VS	90	8.62414 ± 0.00017	-3.36969 ± 0.02102	-	-	0.0	-809.9	0.954	0.06	4.8
Polinomio	OLS	No	100	-11.49514 ± 0.32601	5.27879 ± 0.09582	-0.45847 ± 0.00937	0.01315 ± 0.00031	-0.02	-810.3	0.928	0.06	4.8
	ODR	No	100	381.40925 ± 2.4624	-112.69104 ± 0.7244	11.31856 ± 0.07094	-0.37779 ± 0.00231	0.19	-213.3	7.014	0.166	-163.5
	OLS	FS	100	38.06982 ± 0.82838	-9.44411 ± 0.24568	0.9954 ± 0.02423	-0.03458 ± 0.00079	-0.02	-815.2	0.922	0.06	4.8
	ODR	FS	100	-6.41573 ± 0.85458	3.67404 ± 0.25122	-0.29077 ± 0.02458	0.00735 ± 0.0008	-0.01	-806.8	0.944	0.061	3.2
	OLS	VS	100	-57.33608 ± 1.14043	18.2778 ± 0.32947	-1.68589 ± 0.03117	0.05174 ± 0.00102	-0.12	-668.9	1.497	0.077	-22.2
	ODR	VS	100	-82.97037 ± 1.8259	25.53209 ± 0.52188	-2.3695 ± 0.04968	0.0732 ± 0.00158	-0.16	-565.8	2.13	0.091	-44.4
	OLS	No	90	-8.05799 ± 0.45132	4.30831 ± 0.13042	-0.36768 ± 0.01255	0.01034 ± 0.0004	-0.05	-814.2	0.917	0.06	4.8
	ODR	No	90	339.10796 ± 5.61428	-98.99829 ± 1.63414	9.85683 ± 0.15835	-0.32625 ± 0.00511	0.11	-295.4	5.292	0.144	-128.6
	OLS	FS	90	-7.67905 ± 1.04367	4.12558 ± 0.30182	-0.34308 ± 0.02906	0.00933 ± 0.00093	-0.06	-809.6	0.938	0.06	4.8
	ODR	FS	90	-30.46754 ± 0.99402	10.69634 ± 0.28741	-0.97345 ± 0.02767	0.02945 ± 0.00089	-0.06	-769.8	1.068	0.065	-3.2
	OLS	VS	90	-41.15315 ± 1.3965	13.64653 ± 0.40147	-1.24459 ± 0.03844	0.03774 ± 0.00123	-0.1	-721.0	1.255	0.07	-11.1
	ODR	VS	90	-82.97037 ± 1.8259	25.53209 ± 0.52188	-2.3695 ± 0.04968	0.0732 ± 0.00158	-0.16	-633.2	1.69	0.081	-28.6

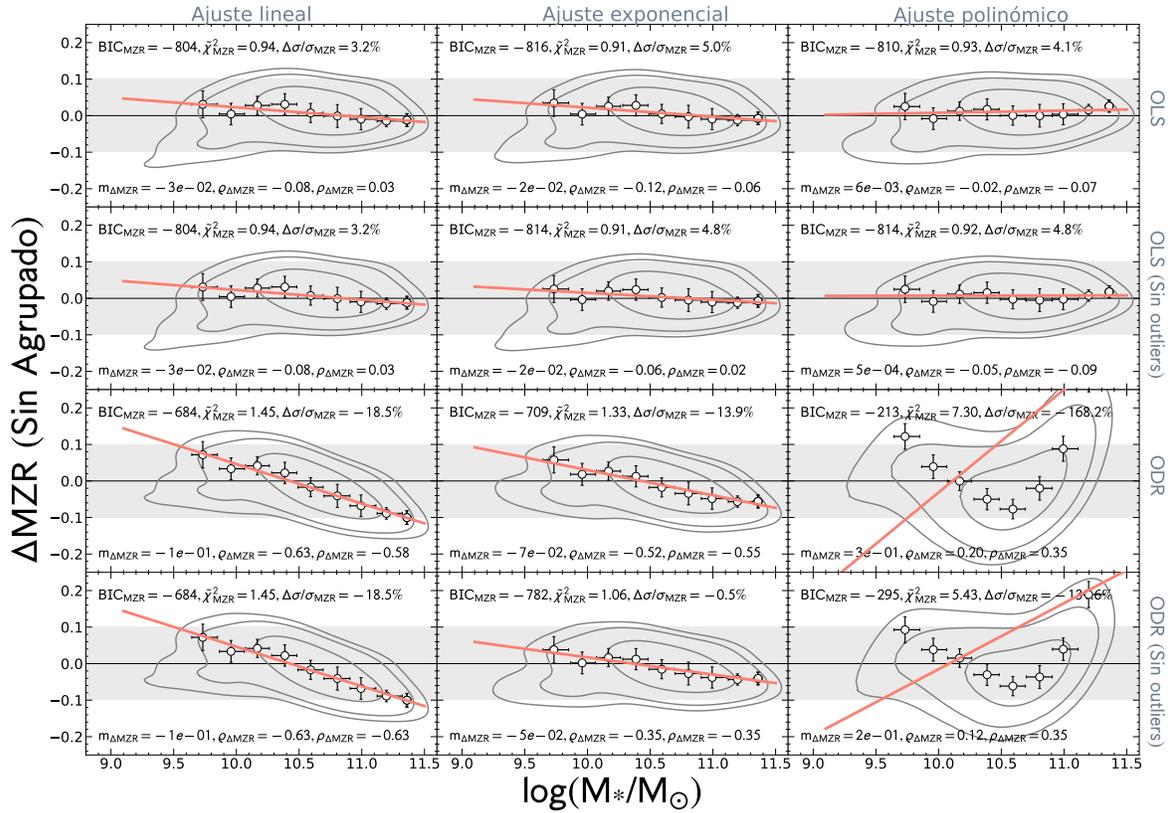


Figura C.12: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador PM09-O3N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

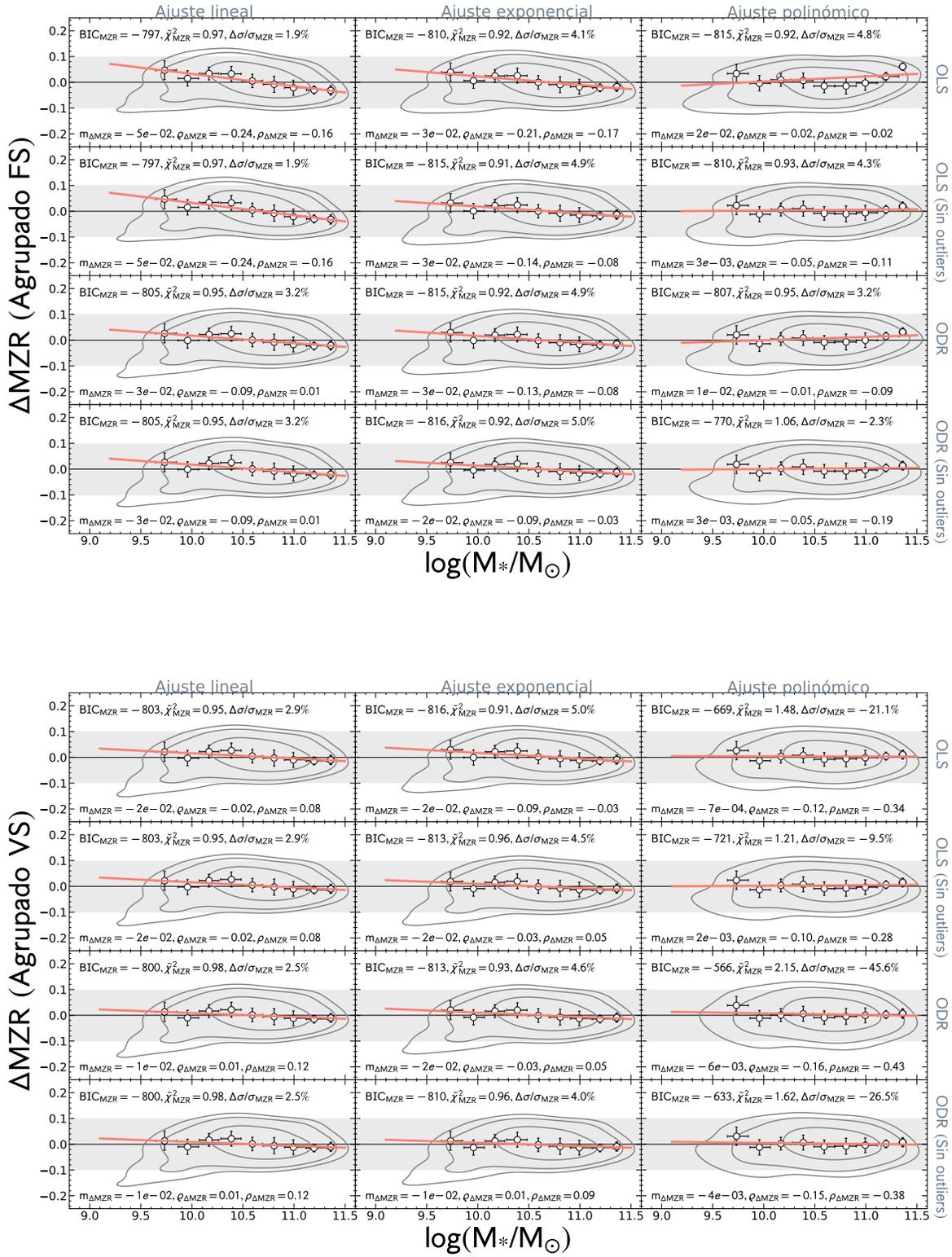


Figura C.12: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador PM09-03N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

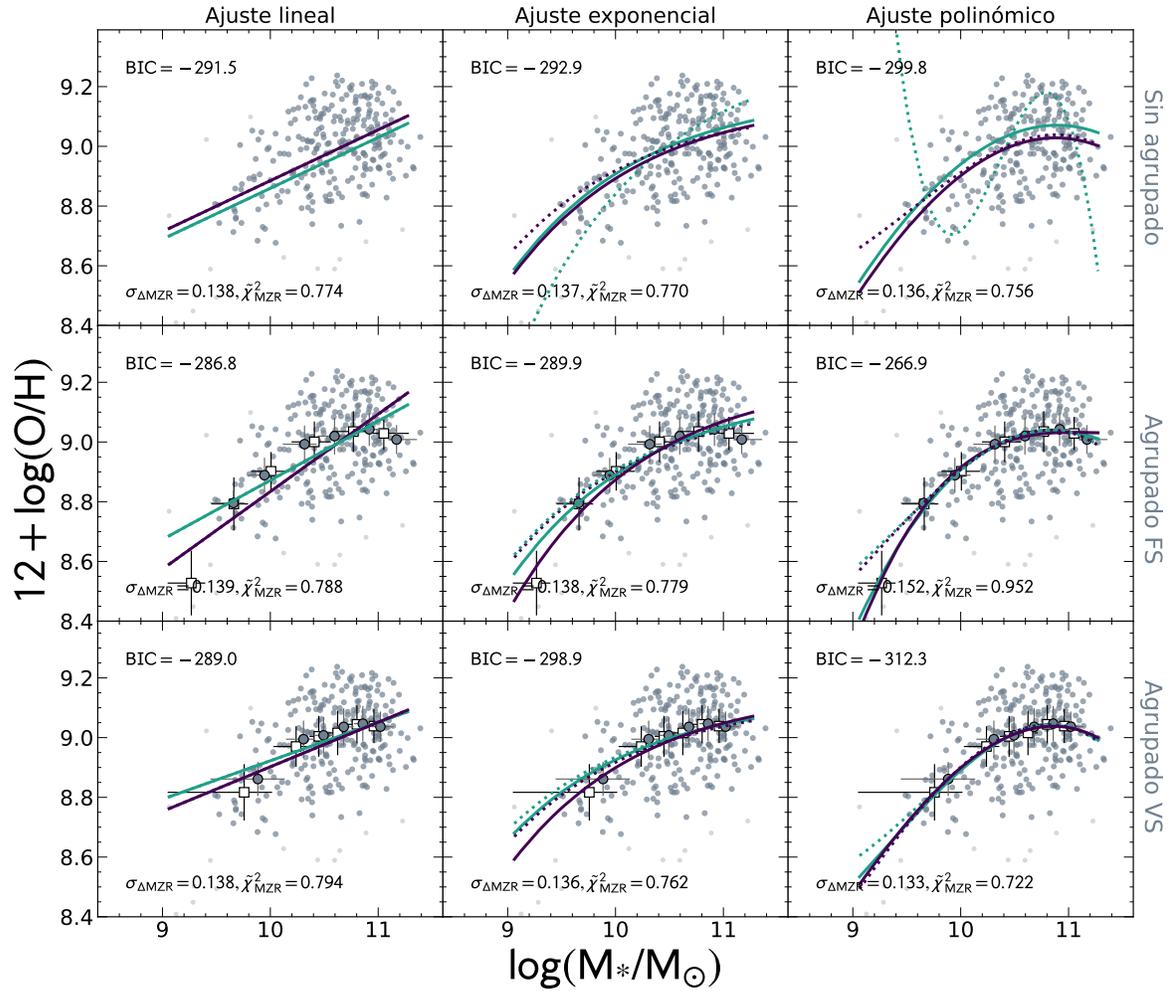


Figura C.13: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador M08-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.7: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador M08-R23

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Linea	OLS	No	100	7.18163 ± 0.00179	0.17034 ± 0.00017	-	-	-0.13	-291.5	0.774	0.138	12.1
	ODR	No	100	7.15613 ± 0.02261	0.17034 ± 0.00054	-	-	-0.13	-291.5	0.796	0.138	12.1
	OLS	FS	100	6.39608 ± 0.00698	0.24424 ± 0.00066	-	-	-0.38	-260.8	0.868	0.146	7.0
	ODR	FS	100	7.14936 ± 0.00558	0.17399 ± 0.00053	-	-	-0.21	-286.8	0.788	0.139	11.5
	OLS	VS	100	7.40641 ± 0.00346	0.14956 ± 0.00033	-	-	-0.07	-291.6	0.776	0.138	12.1
	ODR	VS	100	7.62879 ± 0.00329	0.12935 ± 0.00031	-	-	-0.0	-289.0	0.794	0.138	12.1
	OLS	No	90	7.18163 ± 0.00179	0.17034 ± 0.00017	-	-	-0.13	-291.5	0.774	0.138	12.1
	ODR	No	90	7.15613 ± 0.02261	0.17034 ± 0.00054	-	-	-0.13	-291.5	0.796	0.138	12.1
	OLS	FS	90	6.39608 ± 0.00698	0.24424 ± 0.00066	-	-	-0.38	-260.8	0.868	0.146	7.0
	ODR	FS	90	7.14936 ± 0.00558	0.17399 ± 0.00053	-	-	-0.21	-286.8	0.788	0.139	11.5
	OLS	VS	90	7.40641 ± 0.00346	0.14956 ± 0.00033	-	-	-0.07	-291.6	0.776	0.138	12.1
	ODR	VS	90	7.62879 ± 0.00329	0.12935 ± 0.00031	-	-	-0.0	-289.0	0.794	0.138	12.1
Exponencial	OLS	No	100	9.15929 ± 0.00019	-27.30002 ± 0.02797	-	-	-0.11	-292.9	0.77	0.137	12.7
	ODR	No	100	9.17643 ± 0.02793	-27.48595 ± 0.08749	-	-	-0.11	-292.5	0.781	0.138	12.1
	OLS	FS	100	9.19534 ± 0.00074	-32.38169 ± 0.09795	-	-	-0.25	-267.2	0.848	0.144	8.3
	ODR	FS	100	9.16671 ± 0.00039	-27.51204 ± 0.05589	-	-	-0.13	-289.9	0.779	0.138	12.1
	OLS	VS	100	9.1583 ± 0.00037	-26.5205 ± 0.05675	-	-	-0.1	-294.5	0.766	0.137	12.7
	ODR	VS	100	9.13277 ± 0.00038	-21.22618 ± 0.05931	-	-	0.0	-298.9	0.762	0.136	13.4
	OLS	No	90	9.13896 ± 0.00019	-22.54233 ± 0.02714	-	-	-0.02	-298.8	0.759	0.136	13.4
	ODR	No	90	9.31936 ± 0.00022	-49.00443 ± 0.03728	-	-	-0.48	-183.3	1.163	0.169	-7.6
	OLS	FS	90	9.12958 ± 0.00057	-22.86304 ± 0.0674	-	-	-0.06	-297.1	0.758	0.136	13.4
	ODR	FS	90	9.13922 ± 0.00079	-23.31013 ± 0.09193	-	-	-0.06	-297.3	0.76	0.136	13.4
	OLS	VS	90	9.12759 ± 0.00041	-21.56348 ± 0.05726	-	-	-0.0	-298.9	0.755	0.136	13.4
	ODR	VS	90	9.13277 ± 0.00038	-21.22618 ± 0.05931	-	-	0.04	-297.7	0.77	0.136	13.4
Polinomio	OLS	No	100	-1.03799 ± 0.95664	0.92365 ± 0.27899	0.0853 ± 0.02708	-0.00783 ± 0.00087	-0.01	-299.8	0.756	0.136	13.4
	ODR	No	100	-1.0199 ± 0.95694	0.92399 ± 0.27895	0.08544 ± 0.02709	-0.00782 ± 0.00087	-0.03	-299.2	0.821	0.136	13.4
	OLS	FS	100	-83.14356 ± 2.93589	24.59275 ± 0.85358	-2.18643 ± 0.08262	0.06477 ± 0.00266	-0.05	-237.9	0.952	0.152	3.2
	ODR	FS	100	-36.82743 ± 2.38467	10.98912 ± 0.69516	-0.8572 ± 0.06747	0.02156 ± 0.00218	-0.04	-266.9	0.855	0.144	8.3
	OLS	VS	100	17.5841 ± 3.73274	-4.65183 ± 1.07447	0.63939 ± 0.10298	-0.02611 ± 0.00329	-0.03	-303.5	0.746	0.135	14.0
	ODR	VS	100	47.63238 ± 6.69495	-13.43792 ± 1.91483	1.49367 ± 0.18242	-0.05373 ± 0.00579	-0.05	-312.3	0.722	0.133	15.3
	OLS	No	90	51.54019 ± 1.01435	-13.983 ± 0.2922	1.49309 ± 0.02803	-0.05211 ± 0.0009	0.02	-318.2	0.712	0.131	16.6
	ODR	No	90	1434.56265 ± 10.52016	-413.78854 ± 3.03984	39.95925 ± 0.29251	-1.28388 ± 0.00937	-0.08	594.3	21.248	0.715	-355.4
	OLS	FS	90	66.69659 ± 2.29134	-18.70724 ± 0.66079	1.98032 ± 0.06345	-0.06875 ± 0.00203	0.01	-313.8	0.721	0.132	15.9
	ODR	FS	90	80.54667 ± 2.36362	-22.71423 ± 0.68283	2.36589 ± 0.06567	-0.08109 ± 0.0021	0.0	-317.2	0.713	0.131	16.6
	OLS	VS	90	20.85544 ± 3.69451	-5.82579 ± 1.0559	0.77409 ± 0.1005	-0.03111 ± 0.00319	-0.03	-301.5	0.753	0.135	14.0
	ODR	VS	90	47.63238 ± 6.69495	-13.43792 ± 1.91483	1.49367 ± 0.18242	-0.05373 ± 0.00579	-0.02	-319.4	0.707	0.131	16.6

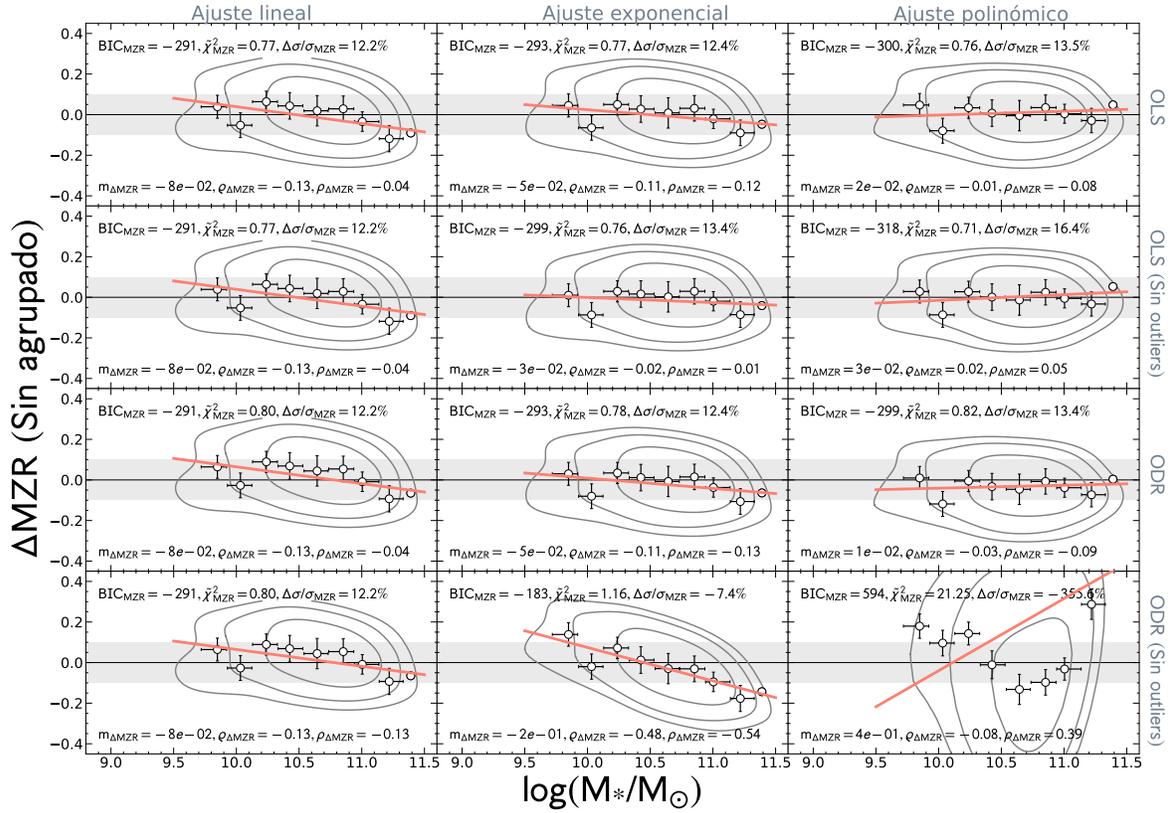


Figura C.14: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador M08-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

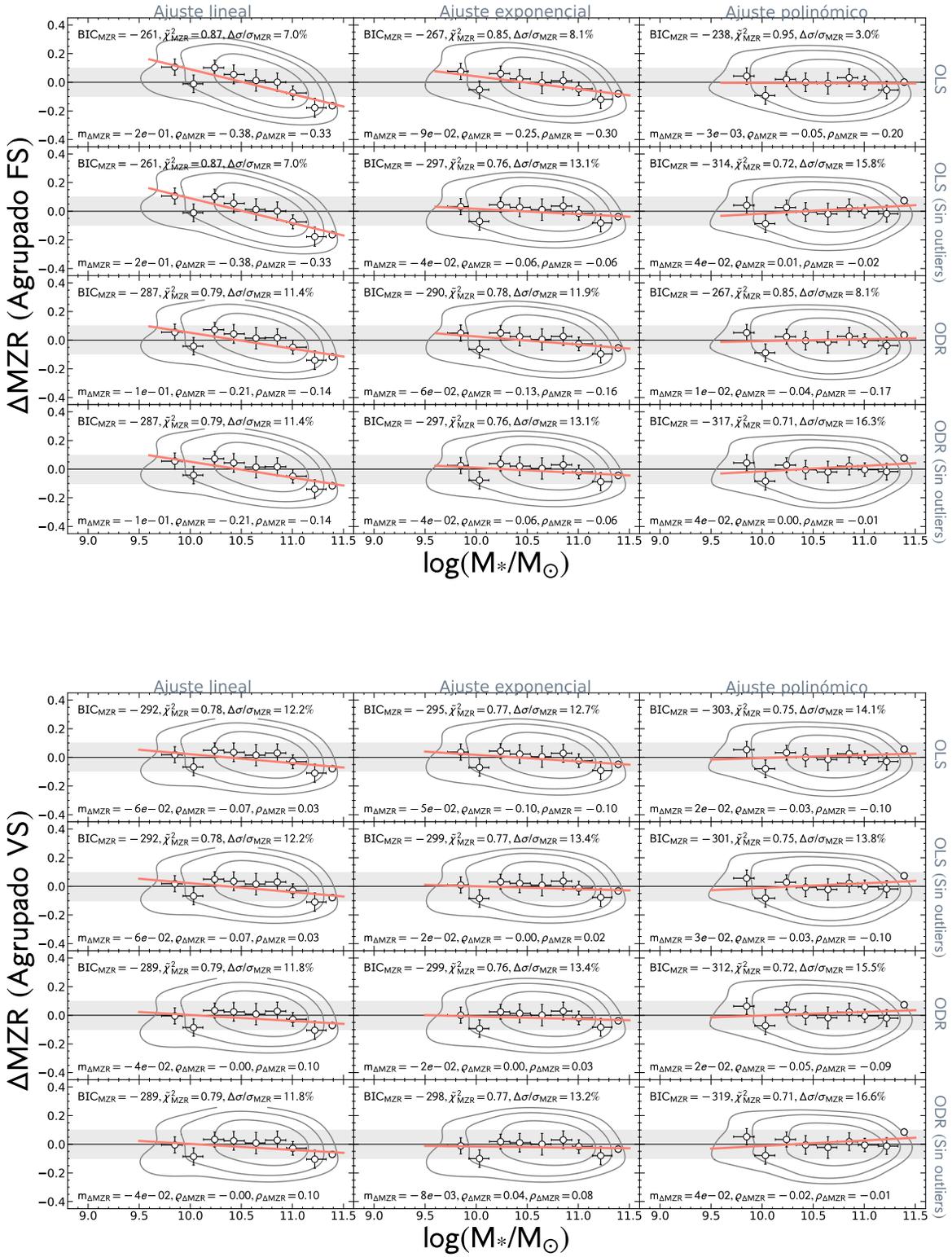


Figura C.14: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador M08-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

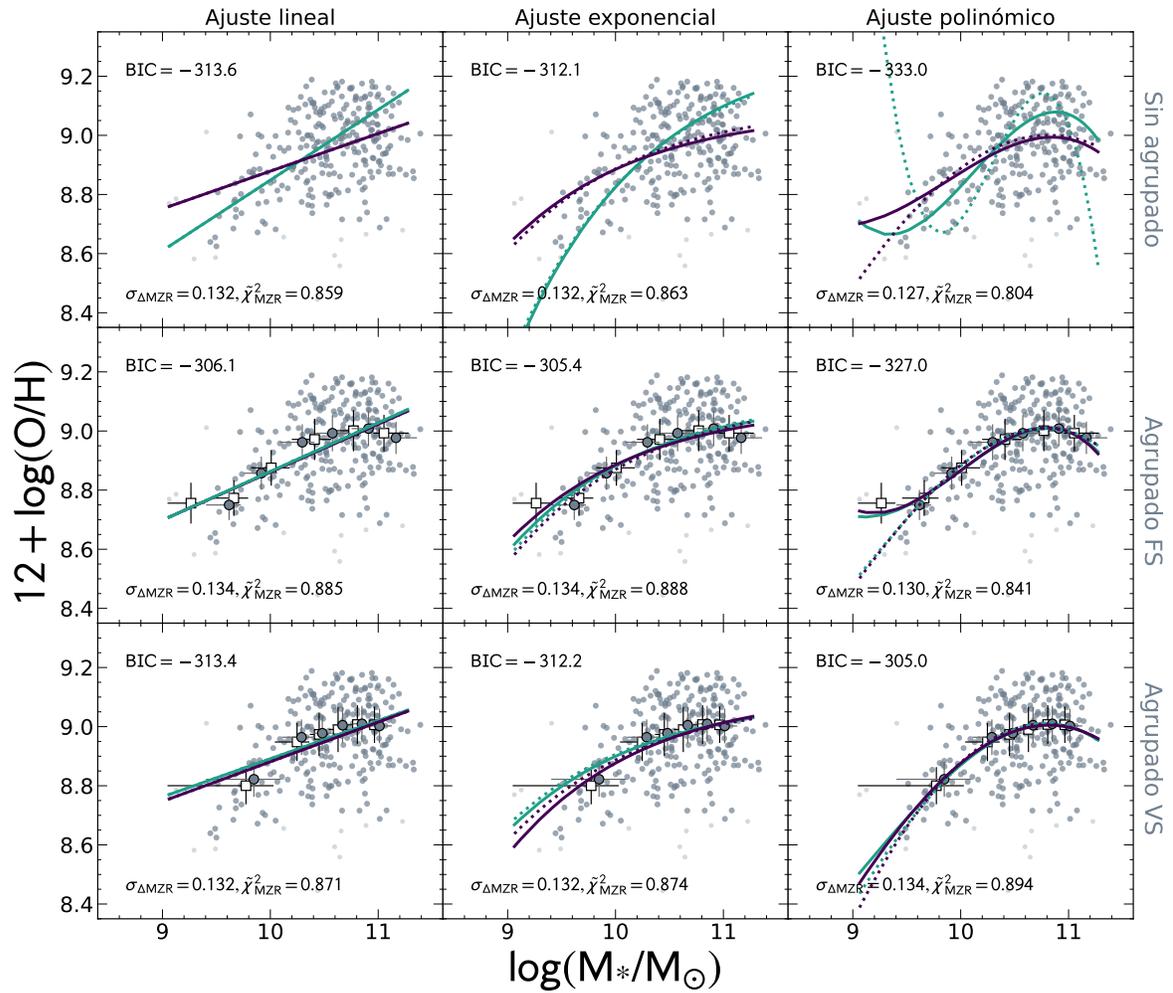


Figura C.15: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador T04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.8: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador T04-R23

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	7.60631 ± 0.00166	0.12725 ± 0.00016	-	-	-0.06	-313.6	0.859	0.132	7.7
	ODR	No	100	6.46418 ± 0.0179	0.23843 ± 0.00169	-	-	-0.4	-267.1	1.069	0.144	-0.7
	OLS	FS	100	7.2394 ± 0.0064	0.16214 ± 0.00061	-	-	-0.17	-306.9	0.88	0.134	6.3
	ODR	FS	100	7.21519 ± 0.00528	0.16478 ± 0.0005	-	-	-0.18	-306.1	0.885	0.134	6.3
	OLS	VS	100	7.54033 ± 0.00353	0.13408 ± 0.00033	-	-	-0.08	-312.9	0.864	0.132	7.7
	ODR	VS	100	7.59984 ± 0.00293	0.12915 ± 0.00028	-	-	-0.06	-313.4	0.871	0.132	7.7
	OLS	No	90	7.60631 ± 0.00166	0.12725 ± 0.00016	-	-	-0.06	-313.6	0.859	0.132	7.7
	ODR	No	90	6.46418 ± 0.0179	0.23843 ± 0.00169	-	-	-0.4	-267.1	1.069	0.144	-0.7
	OLS	FS	90	7.2394 ± 0.0064	0.16214 ± 0.00061	-	-	-0.17	-306.9	0.88	0.134	6.3
	ODR	FS	90	7.21519 ± 0.00528	0.16478 ± 0.0005	-	-	-0.18	-306.1	0.885	0.134	6.3
	OLS	VS	90	7.54033 ± 0.00353	0.13408 ± 0.00033	-	-	-0.08	-312.9	0.864	0.132	7.7
	ODR	VS	90	7.59984 ± 0.00293	0.12915 ± 0.00028	-	-	-0.06	-313.4	0.871	0.132	7.7
Exponencial	OLS	No	100	9.08134 ± 0.00017	-20.07836 ± 0.02313	-	-	-0.04	-312.1	0.863	0.132	7.7
	ODR	No	100	9.30081 ± 0.00093	-48.73269 ± 0.1729	-	-	-0.54	-156.4	1.575	0.177	-23.8
	OLS	FS	100	9.08695 ± 0.00085	-20.61815 ± 0.11745	-	-	-0.05	-311.1	0.867	0.133	7.0
	ODR	FS	100	9.10792 ± 0.00048	-23.00816 ± 0.07645	-	-	-0.1	-305.4	0.888	0.134	6.3
	OLS	VS	100	9.11423 ± 0.00037	-24.32597 ± 0.05522	-	-	-0.13	-301.4	0.899	0.135	5.6
	ODR	VS	100	9.09492 ± 0.00037	-19.97786 ± 0.05545	-	-	-0.04	-312.2	0.874	0.132	7.7
	OLS	No	90	9.10204 ± 0.00018	-22.04951 ± 0.02621	-	-	-0.08	-307.9	0.88	0.133	7.0
	ODR	No	90	9.289 ± 0.00019	-47.34127 ± 0.03267	-	-	-0.52	-166.5	1.512	0.174	-21.7
	OLS	FS	90	9.11323 ± 0.0006	-24.88851 ± 0.07197	-	-	-0.14	-299.5	0.905	0.136	4.9
	ODR	FS	90	9.1178 ± 0.00042	-24.3827 ± 0.05781	-	-	-0.13	-301.2	0.902	0.135	5.6
	OLS	VS	90	9.0972 ± 0.00047	-21.51644 ± 0.06569	-	-	-0.07	-309.2	0.875	0.133	7.0
	ODR	VS	90	9.09492 ± 0.00037	-19.97786 ± 0.05545	-	-	-0.02	-313.8	0.874	0.132	7.7
Polinomio	OLS	No	100	84.05675 ± 0.69767	-23.31715 ± 0.20498	2.3854 ± 0.02004	-0.08055 ± 0.00065	0.02	-333.0	0.804	0.127	11.2
	ODR	No	100	238.09566 ± 4.85042	-68.82127 ± 1.43058	6.84675 ± 0.14037	-0.22573 ± 0.00458	-0.32	-265.4	1.109	0.144	-0.7
	OLS	FS	100	146.15661 ± 2.41221	-41.71921 ± 0.70462	4.19812 ± 0.06851	-0.13991 ± 0.00222	0.01	-322.3	0.841	0.13	9.1
	ODR	FS	100	129.38664 ± 2.31627	-36.80072 ± 0.6775	3.718 ± 0.06596	-0.12431 ± 0.00214	-0.0	-327.0	0.825	0.129	9.8
	OLS	VS	100	10.21735 ± 3.75151	-2.59499 ± 1.0798	0.44866 ± 0.10349	-0.02026 ± 0.0033	-0.08	-291.5	0.94	0.138	3.5
	ODR	VS	100	37.16584 ± 6.15415	-10.41311 ± 1.75697	1.20319 ± 0.1671	-0.04448 ± 0.00529	-0.09	-305.0	0.894	0.134	6.3
	OLS	No	90	1.11183 ± 1.00112	0.28917 ± 0.28919	0.14887 ± 0.02781	-0.01 ± 0.00089	-0.03	-299.5	0.913	0.136	4.9
	ODR	No	90	1265.23591 ± 6.40323	-367.64775 ± 1.88034	35.7883 ± 0.1839	-1.15887 ± 0.00599	-0.12	424.9	13.757	0.524	-266.4
	OLS	FS	90	23.55796 ± 2.7306	-6.49101 ± 0.7901	0.82838 ± 0.07612	-0.0326 ± 0.00244	-0.04	-300.5	0.911	0.135	5.6
	ODR	FS	90	33.69693 ± 3.1017	-9.43641 ± 0.89692	1.11291 ± 0.08635	-0.04174 ± 0.00277	-0.05	-305.0	0.911	0.134	6.3
	OLS	VS	90	-10.63777 ± 3.94624	3.12485 ± 1.13178	-0.07276 ± 0.1081	-0.00446 ± 0.00344	-0.09	-260.4	1.055	0.146	-2.1
	ODR	VS	90	37.16584 ± 6.15415	-10.41311 ± 1.75697	1.20319 ± 0.1671	-0.04448 ± 0.00529	-0.1	-282.2	0.973	0.14	2.1

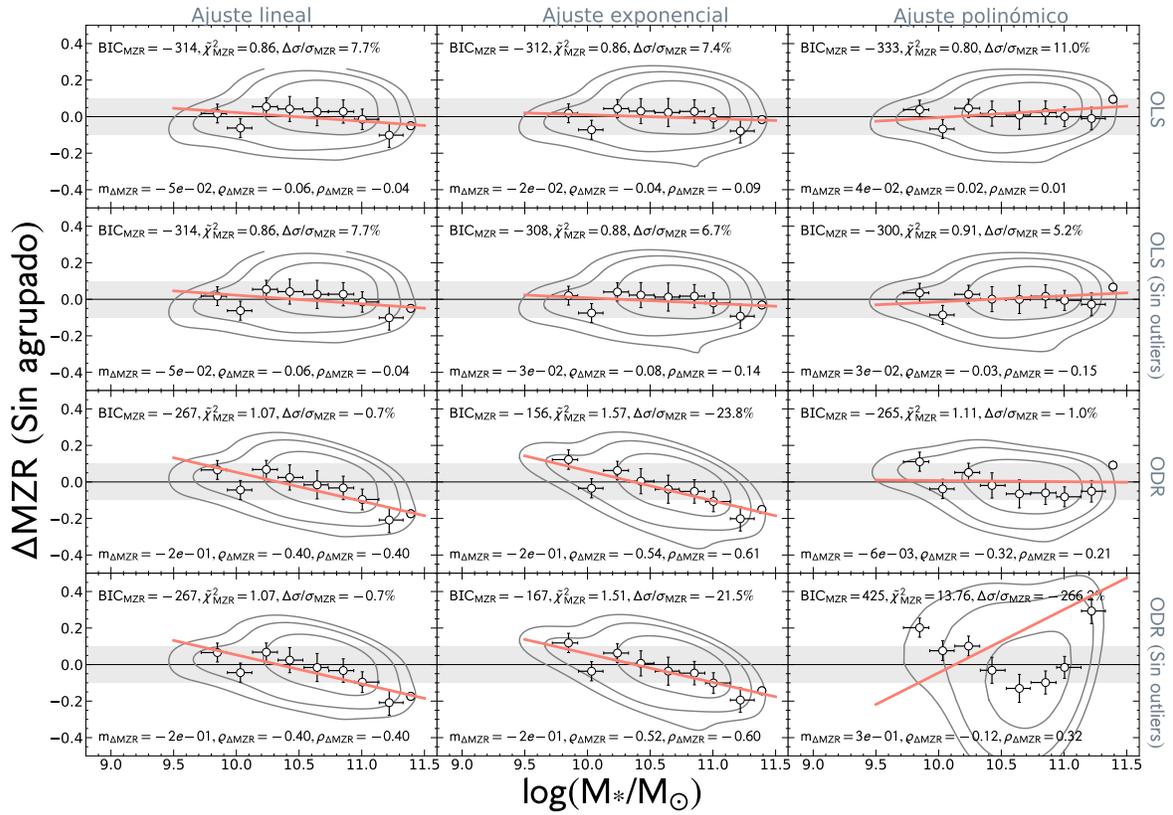


Figura C.16: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador T04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

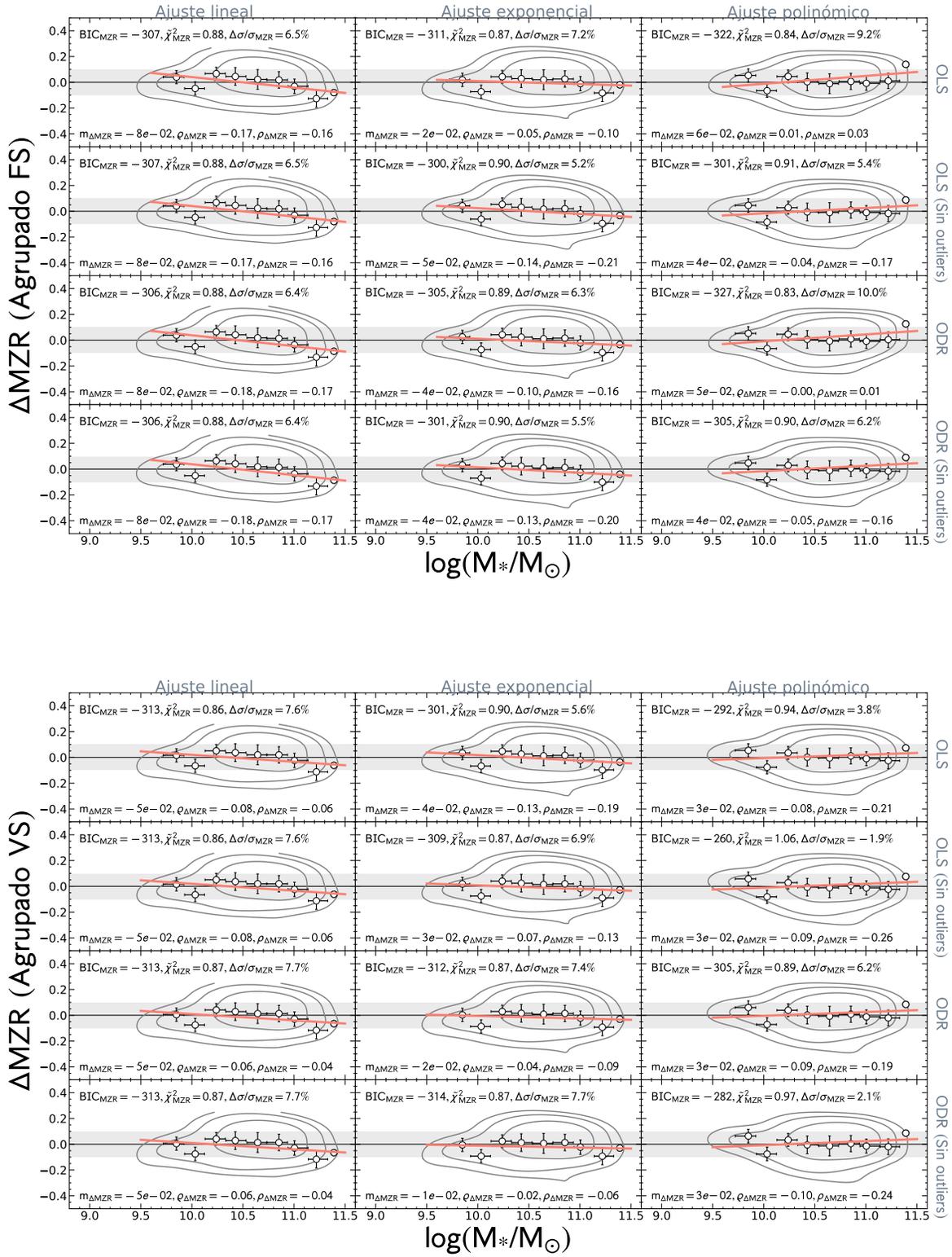


Figura C.16: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador T04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

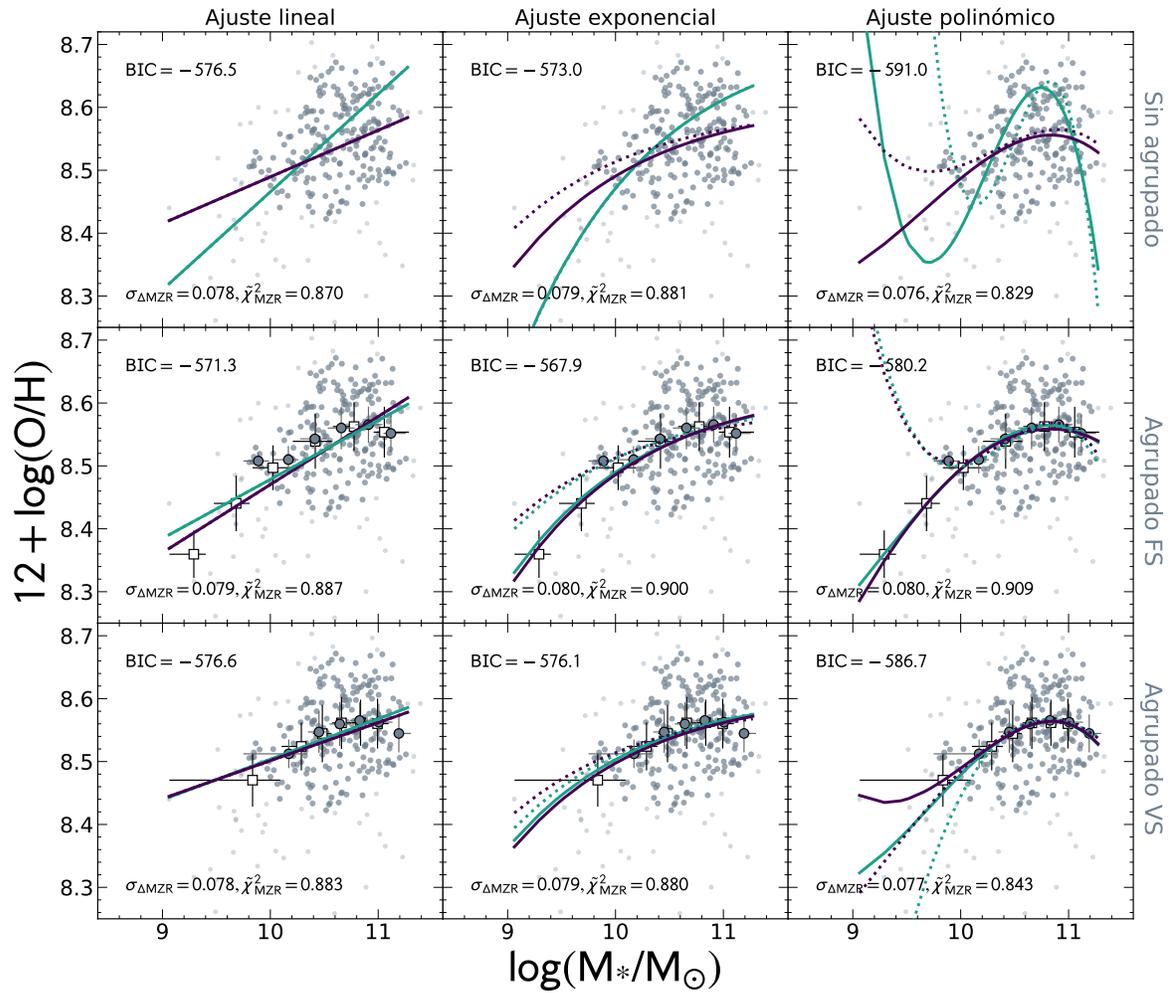


Figura C.17: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador KK04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.9: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador KK04-R23

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	7.74863 ± 0.00126	0.07408 ± 0.00012	-	-	-0.07	-576.5	0.87	0.078	8.2
	ODR	No	100	6.90927 ± 0.00132	0.15563 ± 0.00012	-	-	-0.47	-517.4	1.161	0.088	-3.5
	OLS	FS	100	7.38826 ± 0.00537	0.1082 ± 0.00051	-	-	-0.25	-563.4	0.914	0.08	5.9
	ODR	FS	100	7.54021 ± 0.00591	0.09383 ± 0.00038	-	-	-0.18	-571.3	0.887	0.079	7.1
	OLS	VS	100	7.89694 ± 0.00292	0.06044 ± 0.00028	-	-	0.0	-576.2	0.875	0.079	7.1
	ODR	VS	100	7.85917 ± 0.00226	0.06444 ± 0.00022	-	-	-0.02	-576.6	0.883	0.078	8.2
	OLS	No	90	7.74863 ± 0.00126	0.07408 ± 0.00012	-	-	-0.07	-576.5	0.87	0.078	8.2
	ODR	No	90	6.90927 ± 0.00132	0.15563 ± 0.00012	-	-	-0.47	-517.4	1.161	0.088	-3.5
	OLS	FS	90	7.38826 ± 0.00537	0.1082 ± 0.00051	-	-	-0.25	-563.4	0.914	0.08	5.9
	ODR	FS	90	7.54021 ± 0.00591	0.09383 ± 0.00038	-	-	-0.18	-571.3	0.887	0.079	7.1
	OLS	VS	90	7.89694 ± 0.00292	0.06044 ± 0.00028	-	-	0.0	-576.2	0.875	0.079	7.1
	ODR	VS	90	7.85917 ± 0.00226	0.06444 ± 0.00022	-	-	-0.02	-576.6	0.883	0.078	8.2
Exponencial	OLS	No	100	8.61126 ± 0.00013	-12.33971 ± 0.01818	-	-	-0.06	-573.0	0.881	0.079	7.1
	ODR	No	100	8.71607 ± 0.00014	-25.05385 ± 0.02299	-	-	-0.43	-476.2	1.336	0.095	-11.8
	OLS	FS	100	8.62753 ± 0.00067	-14.48156 ± 0.09506	-	-	-0.13	-564.5	0.911	0.08	5.9
	ODR	FS	100	8.62406 ± 0.00569	-13.74027 ± 0.04511	-	-	-0.1	-567.9	0.9	0.08	5.9
	OLS	VS	100	8.60946 ± 0.00032	-11.47688 ± 0.04476	-	-	-0.04	-575.3	0.876	0.079	7.1
	ODR	VS	100	8.61111 ± 0.00028	-11.06099 ± 0.04142	-	-	-0.02	-576.1	0.88	0.079	7.1
	OLS	No	90	8.60197 ± 0.00017	-9.06519 ± 0.02709	-	-	0.04	-577.7	0.887	0.078	8.2
	ODR	No	90	8.71685 ± 0.00018	-25.17062 ± 0.03309	-	-	-0.44	-474.9	1.342	0.095	-11.8
	OLS	FS	90	8.59676 ± 0.00039	-8.5988 ± 0.05311	-	-	0.05	-577.4	0.881	0.078	8.2
	ODR	FS	90	8.60601 ± 0.00133	-9.64937 ± 0.04637	-	-	0.02	-577.6	0.888	0.078	8.2
	OLS	VS	90	8.59494 ± 0.00062	-8.27609 ± 0.09317	-	-	0.06	-577.2	0.883	0.078	8.2
	ODR	VS	90	8.61111 ± 0.00028	-11.06099 ± 0.04142	-	-	0.01	-577.4	0.888	0.078	8.2
Polinomio	OLS	No	100	39.85282 ± 0.54419	-10.06135 ± 0.15925	1.05738 ± 0.01551	-0.03649 ± 0.0005	0.01	-591.0	0.829	0.076	10.6
	ODR	No	100	533.00092 ± 5.17876	-154.69279 ± 1.52133	15.16819 ± 0.14877	-0.49448 ± 0.00484	-0.13	-67.0	6.228	0.208	-144.7
	OLS	FS	100	3.58069 ± 2.43717	0.34328 ± 0.70921	0.06385 ± 0.0687	-0.0049 ± 0.00222	0.0	-567.2	0.909	0.08	5.9
	ODR	FS	100	23.95688 ± 1.51945	-5.60068 ± 0.44278	0.64076 ± 0.04297	-0.02353 ± 0.00139	-0.01	-580.2	0.871	0.078	8.2
	OLS	VS	100	80.3874 ± 2.96117	-21.6507 ± 0.85146	2.16072 ± 0.08154	-0.07146 ± 0.0026	0.04	-579.3	0.875	0.078	8.2
	ODR	VS	100	52.86575 ± 6.70078	-14.0742 ± 1.88788	1.46606 ± 0.17725	-0.05025 ± 0.00555	-0.06	-586.7	0.843	0.077	9.4
	OLS	No	90	95.02814 ± 1.46401	-25.32692 ± 0.41899	2.4637 ± 0.03994	-0.07962 ± 0.00127	0.12	-526.0	1.1	0.086	-1.2
	ODR	No	90	1429.13782 ± 17.80998	-407.28192 ± 5.10675	38.88126 ± 0.48778	-1.23597 ± 0.01552	0.1	620.2	87.339	0.777	-814.1
	OLS	FS	90	193.93002 ± 3.23781	-53.69153 ± 0.92965	5.17307 ± 0.08891	-0.16582 ± 0.00283	0.15	-351.3	2.143	0.121	-42.4
	ODR	FS	90	218.74196 ± 4.06667	-60.84549 ± 1.16623	5.85988 ± 0.11141	-0.18778 ± 0.00354	0.16	-309.9	2.476	0.131	-54.1
	OLS	VS	90	30.76898 ± 7.57252	-7.67384 ± 2.14224	0.84898 ± 0.20192	-0.03044 ± 0.00634	-0.07	-577.5	0.876	0.078	8.2
	ODR	VS	90	52.86575 ± 6.70078	-14.0742 ± 1.88788	1.46606 ± 0.17725	-0.05025 ± 0.00555	-0.31	-320.3	2.373	0.128	-50.6

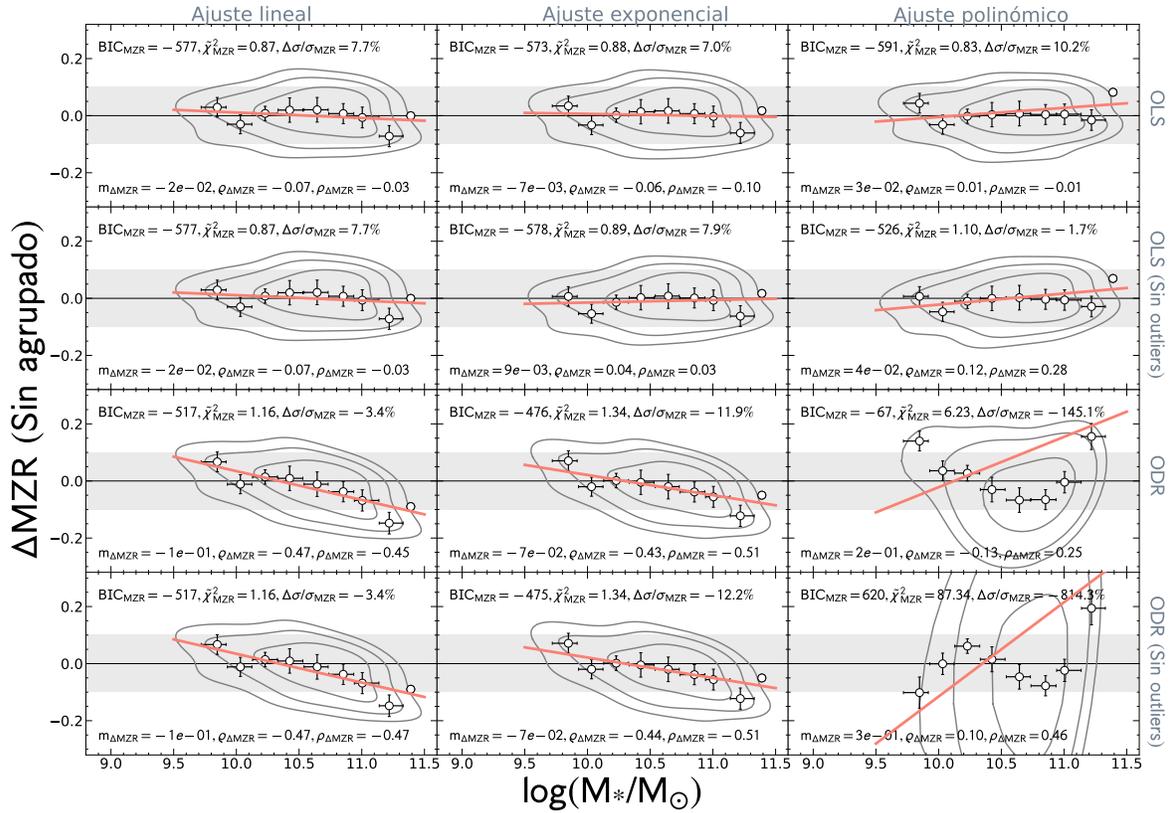


Figura C.18: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador KK04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

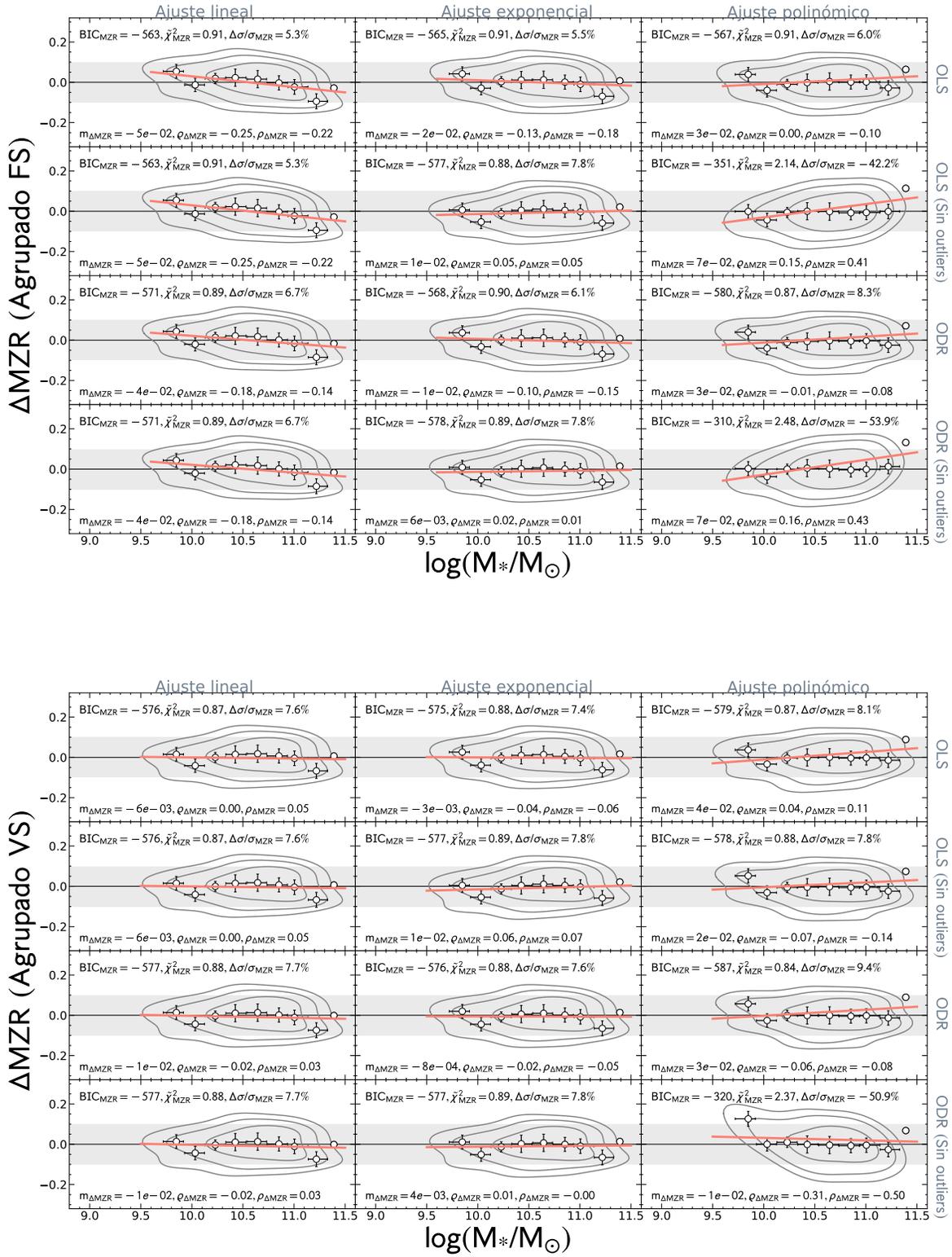


Figura C.18: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador KK04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

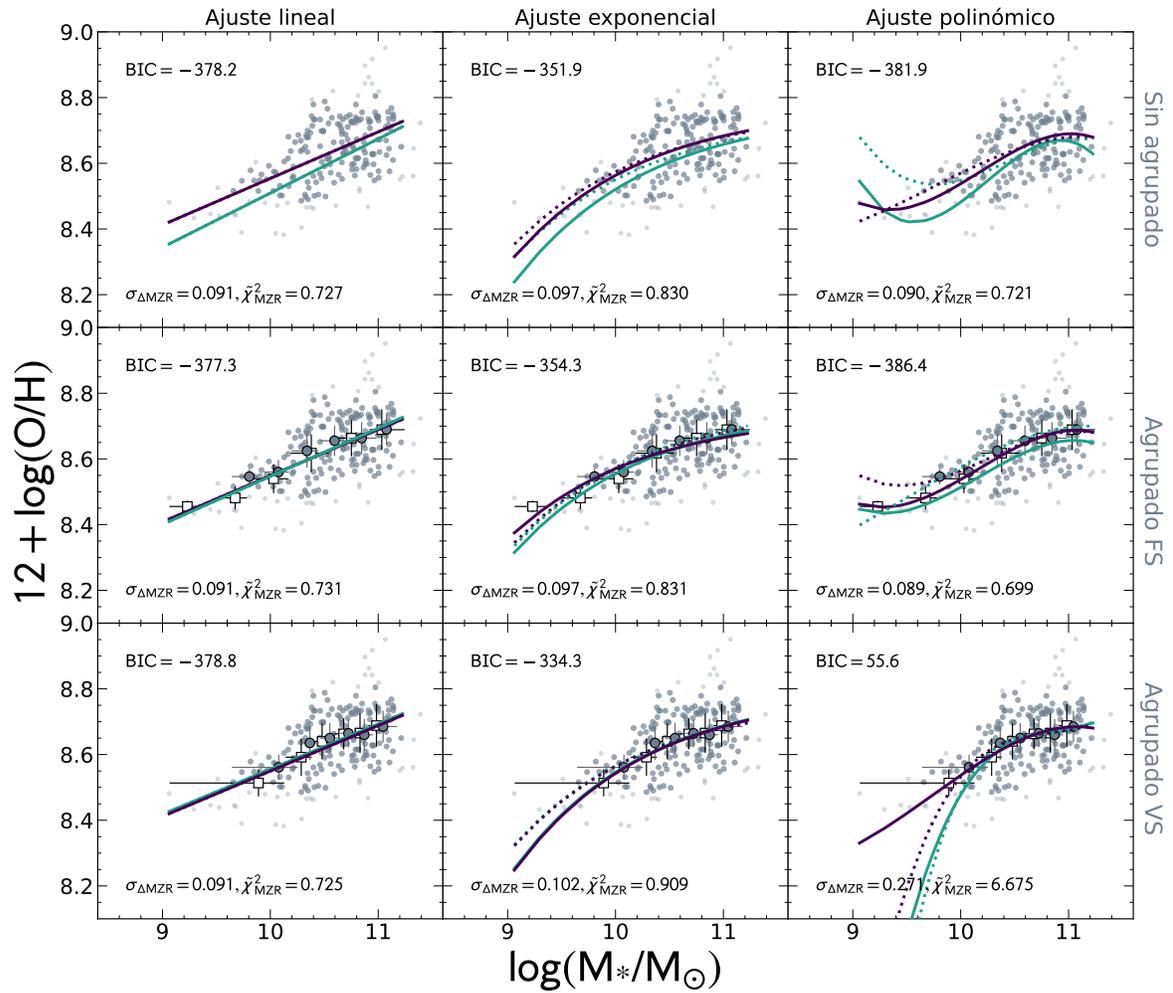


Figura C.19: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador T18-NB. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.10: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador T18-NB

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	7.13803 ± 0.00338	0.14158 ± 0.00033	-	-	-0.06	-378.2	0.727	0.091	15.7
	ODR	No	100	6.85889 ± 0.00213	0.16504 ± 0.0002	-	-	-0.17	-371.8	0.827	0.093	13.9
	OLS	FS	100	7.14334 ± 0.0044	0.14054 ± 0.00042	-	-	-0.06	-378.4	0.728	0.091	15.7
	ODR	FS	100	7.08226 ± 0.00571	0.14647 ± 0.00039	-	-	-0.09	-377.3	0.731	0.091	15.7
	OLS	VS	100	7.16591 ± 0.00533	0.13839 ± 0.00051	-	-	-0.05	-378.7	0.727	0.091	15.7
	ODR	VS	100	7.17978 ± 0.00546	0.13759 ± 0.00052	-	-	-0.05	-378.8	0.725	0.091	15.7
	OLS	No	90	7.13803 ± 0.00338	0.14158 ± 0.00033	-	-	-0.06	-378.2	0.727	0.091	15.7
	ODR	No	90	6.85889 ± 0.00213	0.16504 ± 0.0002	-	-	-0.17	-371.8	0.827	0.093	13.9
	OLS	FS	90	7.14334 ± 0.0044	0.14054 ± 0.00042	-	-	-0.06	-378.4	0.728	0.091	15.7
	ODR	FS	90	7.08226 ± 0.00571	0.14647 ± 0.00039	-	-	-0.09	-377.3	0.731	0.091	15.7
	OLS	VS	90	7.16591 ± 0.00533	0.13839 ± 0.00051	-	-	-0.05	-378.7	0.727	0.091	15.7
	ODR	VS	90	7.17978 ± 0.00546	0.13759 ± 0.00052	-	-	-0.05	-378.8	0.725	0.091	15.7
Exponencial	OLS	No	100	8.7719 ± 0.00039	-21.3556 ± 0.0469	-	-	0.0	-351.9	0.83	0.097	10.2
	ODR	No	100	8.75835 ± 0.00025	-24.32263 ± 0.03394	-	-	-0.07	-339.1	0.985	0.101	6.5
	OLS	FS	100	8.73487 ± 0.00067	-16.8521 ± 0.0807	-	-	0.12	-363.3	0.789	0.095	12.0
	ODR	FS	100	8.75661 ± 0.00604	-20.66211 ± 0.07561	-	-	0.02	-354.3	0.831	0.097	10.2
	OLS	VS	100	8.79089 ± 0.00062	-25.40328 ± 0.08598	-	-	-0.1	-333.5	0.916	0.102	5.6
	ODR	VS	100	8.79256 ± 0.0008	-25.24898 ± 0.13143	-	-	-0.1	-334.3	0.909	0.102	5.6
	OLS	No	90	8.75986 ± 0.00055	-19.0254 ± 0.08071	-	-	0.07	-359.1	0.801	0.096	11.1
	ODR	No	90	8.74774 ± 0.00034	-20.21319 ± 0.0539	-	-	0.03	-355.8	0.84	0.096	11.1
	OLS	FS	90	8.76154 ± 0.00065	-19.52046 ± 0.09173	-	-	0.06	-357.8	0.805	0.096	11.1
	ODR	FS	90	8.76993 ± 0.00219	-20.33391 ± 0.09498	-	-	0.03	-355.4	0.817	0.096	11.1
	OLS	VS	90	8.76724 ± 0.00107	-20.819 ± 0.15427	-	-	0.02	-353.8	0.822	0.097	10.2
	ODR	VS	90	8.79256 ± 0.0008	-25.24898 ± 0.13143	-	-	0.02	-354.1	0.821	0.097	10.2
Polinomio	OLS	No	100	108.00757 ± 1.0576	-29.71837 ± 0.31192	2.9399 ± 0.03061	-0.09628 ± 0.001	0.01	-381.9	0.721	0.09	16.7
	ODR	No	100	216.00472 ± 1.31665	-61.30266 ± 0.38799	6.01101 ± 0.03806	-0.1956 ± 0.00124	-0.06	-293.4	1.18	0.113	-4.6
	OLS	FS	100	91.36832 ± 1.74867	-24.82147 ± 0.51789	2.46046 ± 0.05104	-0.08066 ± 0.00167	0.0	-388.2	0.699	0.089	17.6
	ODR	FS	100	92.44971 ± 1.73523	-25.12864 ± 0.51429	2.48943 ± 0.05071	-0.08159 ± 0.00166	0.04	-386.4	0.779	0.089	17.6
	OLS	VS	100	46.14156 ± 5.94604	-12.08233 ± 1.70201	1.2658 ± 0.16226	-0.04336 ± 0.00515	-0.06	-385.6	0.71	0.089	17.6
	ODR	VS	100	-238.54952 ± 20.63625	67.71609 ± 5.80318	-6.18691 ± 0.54378	0.18856 ± 0.01698	-0.29	55.6	6.675	0.271	-150.9
	OLS	No	90	32.14502 ± 2.79153	-7.6145 ± 0.80213	0.7997 ± 0.07676	-0.0274 ± 0.00245	0.1	-387.0	0.704	0.089	17.6
	ODR	No	90	130.2935 ± 4.75408	-35.26836 ± 1.37305	3.39237 ± 0.13206	-0.1083 ± 0.00423	0.14	-306.8	1.054	0.109	-0.9
	OLS	FS	90	87.89788 ± 5.00924	-23.49131 ± 1.44125	2.30463 ± 0.13812	-0.07488 ± 0.00441	0.14	-372.5	0.76	0.092	14.8
	ODR	FS	90	25.22061 ± 8.09502	-5.68626 ± 2.31558	0.62029 ± 0.22063	-0.02181 ± 0.007	0.04	-384.7	0.732	0.09	16.7
	OLS	VS	90	-220.09906 ± 10.29292	63.29825 ± 2.92089	-5.84157 ± 0.27013	0.17981 ± 0.0087	-0.12	-15.7	4.604	0.227	-110.2
	ODR	VS	90	-238.54952 ± 20.63625	67.71609 ± 5.80318	-6.18691 ± 0.54378	0.18856 ± 0.01698	-0.23	187.3	12.871	0.377	-249.1

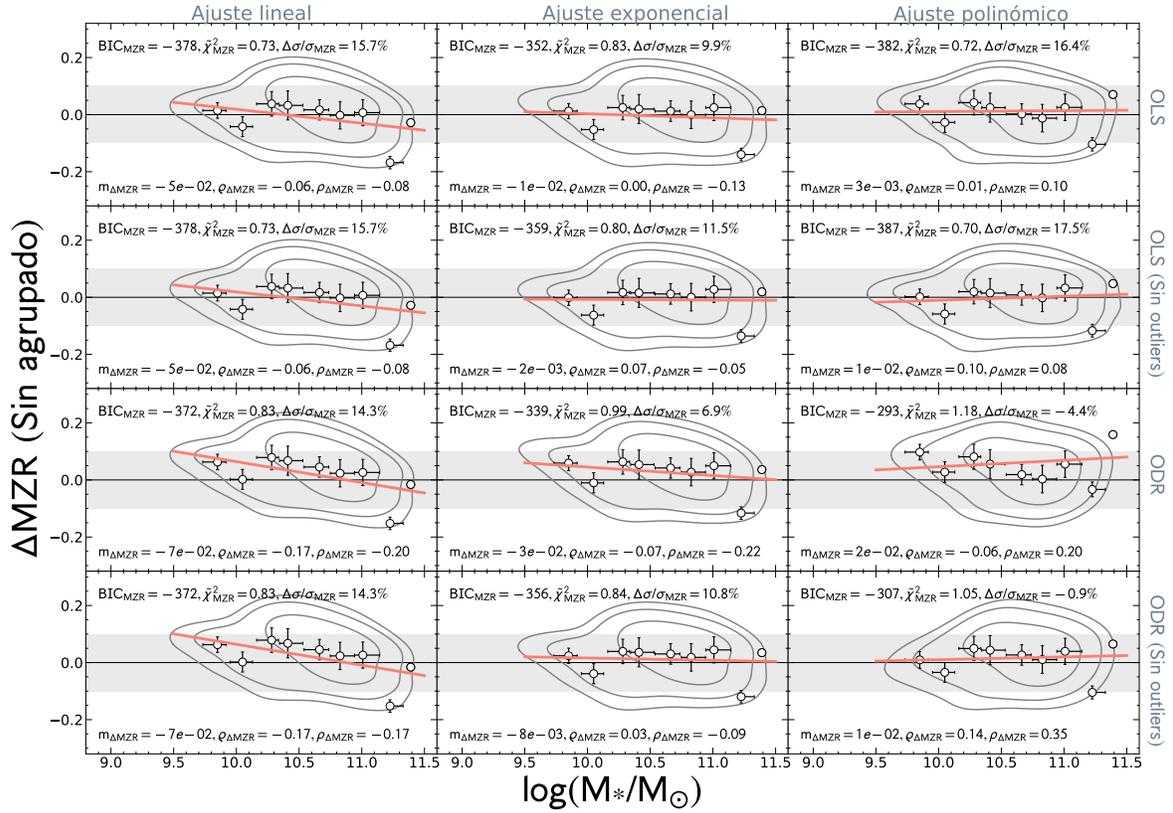


Figura C.20: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador T18-NB. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

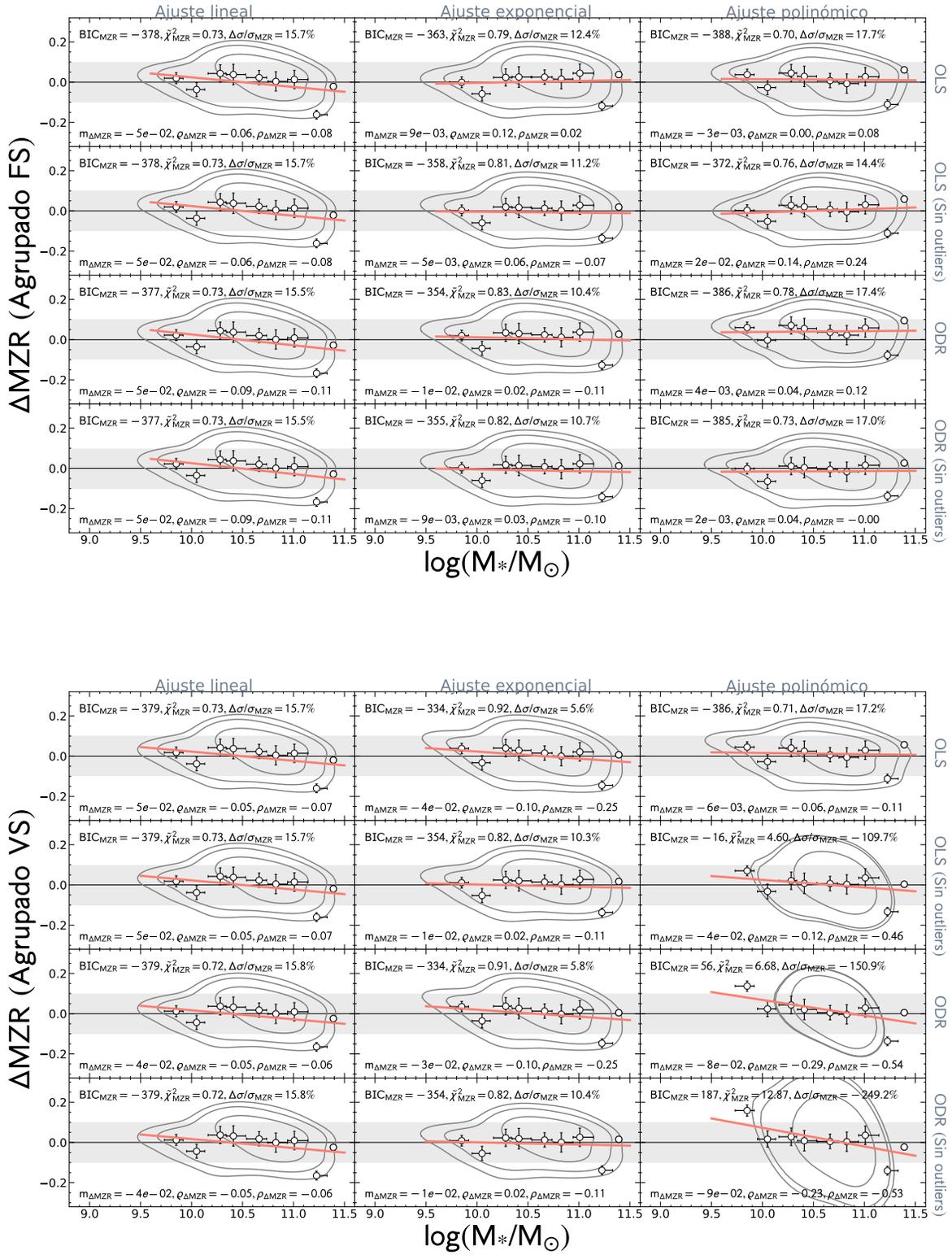


Figura C.20: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador T18-NB. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

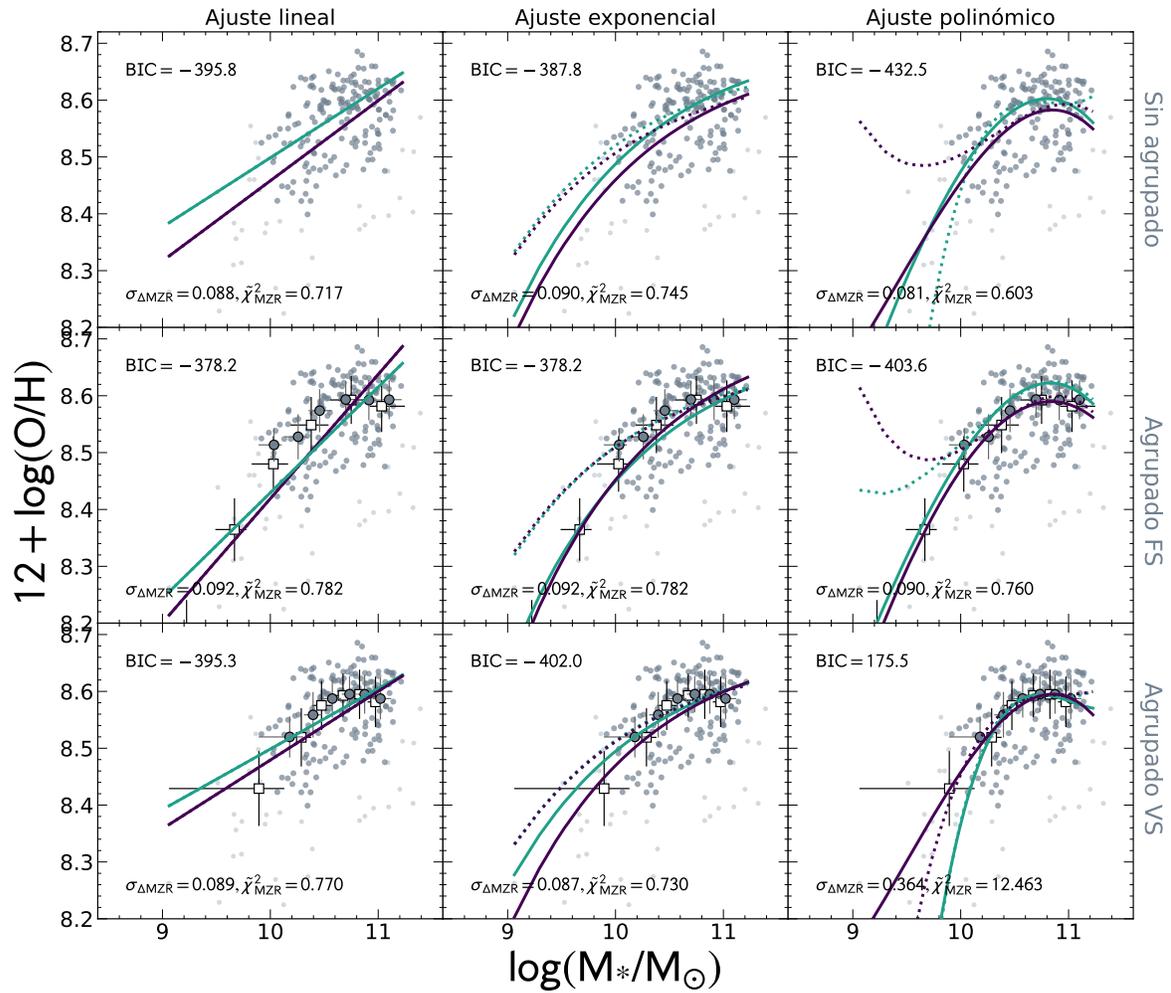


Figura C.21: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador PG16-R. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.11: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador PG16-R

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	7.0473 ± 0.00325	0.14108 ± 0.00031	-	-	-0.2	-395.8	0.717	0.088	16.2
	ODR	No	100	7.28067 ± 0.00255	0.12179 ± 0.00024	-	-	-0.1	-397.1	0.81	0.088	16.2
	OLS	FS	100	6.23439 ± 0.00784	0.21847 ± 0.00074	-	-	-0.49	-354.8	0.884	0.098	6.7
	ODR	FS	100	6.5716 ± 0.0114	0.18578 ± 0.00097	-	-	-0.37	-378.2	0.782	0.092	12.4
	OLS	VS	100	7.27114 ± 0.00463	0.12081 ± 0.00044	-	-	-0.1	-397.0	0.727	0.088	16.2
	ODR	VS	100	7.43446 ± 0.00451	0.10641 ± 0.00043	-	-	-0.03	-395.3	0.77	0.089	15.2
	OLS	No	90	7.0473 ± 0.00325	0.14108 ± 0.00031	-	-	-0.2	-395.8	0.717	0.088	16.2
	ODR	No	90	7.28067 ± 0.00255	0.12179 ± 0.00024	-	-	-0.1	-397.1	0.81	0.088	16.2
	OLS	FS	90	6.23439 ± 0.00784	0.21847 ± 0.00074	-	-	-0.49	-354.8	0.884	0.098	6.7
	ODR	FS	90	6.5716 ± 0.0114	0.18578 ± 0.00097	-	-	-0.37	-378.2	0.782	0.092	12.4
Exponencial	OLS	VS	90	7.27114 ± 0.00463	0.12081 ± 0.00044	-	-	-0.1	-397.0	0.727	0.088	16.2
	ODR	VS	90	7.43446 ± 0.00451	0.10641 ± 0.00043	-	-	-0.03	-395.3	0.77	0.089	15.2
	OLS	No	100	8.69064 ± 0.00034	-23.62944 ± 0.04896	-	-	-0.19	-387.8	0.745	0.09	14.3
	ODR	No	100	8.71202 ± 0.00022	-22.97224 ± 0.03642	-	-	-0.17	-390.6	0.798	0.09	14.3
	OLS	FS	100	8.72919 ± 0.00092	-28.34672 ± 0.12762	-	-	-0.3	-362.1	0.852	0.096	8.6
	ODR	FS	100	8.69985 ± 0.00606	-25.61629 ± 0.07487	-	-	-0.24	-378.2	0.782	0.092	12.4
	OLS	VS	100	8.69468 ± 0.00049	-23.02573 ± 0.07739	-	-	-0.17	-390.3	0.743	0.09	14.3
	ODR	VS	100	8.678 ± 0.00053	-18.75066 ± 0.08652	-	-	-0.05	-402.0	0.73	0.087	17.1
	OLS	No	90	8.65793 ± 0.00046	-15.4448 ± 0.07243	-	-	0.05	-403.0	0.733	0.087	17.1
	ODR	No	90	8.67812 ± 0.00034	-16.1529 ± 0.05804	-	-	0.03	-403.4	0.815	0.087	17.1
Polinomio	OLS	FS	90	8.66465 ± 0.00065	-15.85762 ± 0.11035	-	-	0.03	-403.2	0.749	0.087	17.1
	ODR	FS	90	8.671 ± 0.00145	-16.44011 ± 0.10377	-	-	0.02	-403.4	0.761	0.087	17.1
	OLS	VS	90	8.66417 ± 0.00061	-15.61261 ± 0.10227	-	-	0.04	-403.1	0.755	0.087	17.1
	ODR	VS	90	8.678 ± 0.00053	-18.75066 ± 0.08652	-	-	0.04	-403.2	0.767	0.087	17.1
	OLS	No	100	45.92307 ± 1.14129	-12.69328 ± 0.33356	1.3882 ± 0.03246	-0.04935 ± 0.00105	-0.04	-432.5	0.603	0.081	22.9
	ODR	No	100	16.51884 ± 1.26653	-4.58574 ± 0.36857	0.64557 ± 0.03571	-0.02674 ± 0.00115	-0.03	-384.6	0.789	0.091	13.3
	OLS	FS	100	4.1164 ± 2.76315	-0.73179 ± 0.80752	0.24924 ± 0.07856	-0.01325 ± 0.00254	-0.03	-387.1	0.76	0.09	14.3
	ODR	FS	100	26.28279 ± 1.79373	-7.25369 ± 0.52302	0.88789 ± 0.05079	-0.03404 ± 0.00164	-0.05	-403.6	0.82	0.087	17.1
	OLS	VS	100	54.0693 ± 4.53544	-15.15645 ± 1.29591	1.63487 ± 0.12333	-0.05753 ± 0.00391	-0.08	-432.7	0.609	0.081	22.9
	ODR	VS	100	-337.65754 ± 15.8101	94.30859 ± 4.43688	-8.55665 ± 0.41491	0.2586 ± 0.01293	-0.34	175.5	12.463	0.364	-246.7
Polinomio	OLS	No	90	106.75082 ± 3.7943	-28.82546 ± 1.0766	2.80813 ± 0.10178	-0.09081 ± 0.00321	0.13	-337.4	1.038	0.102	2.9
	ODR	No	90	-370.36474 ± 6.59723	105.03388 ± 1.86179	-9.70216 ± 0.17505	0.29868 ± 0.00548	-0.26	141.7	10.384	0.335	-219.0
	OLS	FS	90	147.14309 ± 7.61541	-40.64046 ± 2.159	3.9585 ± 0.20393	-0.12808 ± 0.00642	0.16	-299.9	1.273	0.112	-6.7
	ODR	FS	90	96.49534 ± 11.74549	-26.60467 ± 3.32666	2.6637 ± 0.31391	-0.0883 ± 0.00987	0.1	-410.8	0.912	0.085	19.0
	OLS	VS	90	-194.28987 ± 9.42079	55.56029 ± 2.65123	-5.07245 ± 0.24859	0.15439 ± 0.00777	-0.27	-60.3	3.811	0.203	-93.3
	ODR	VS	90	-337.65754 ± 15.8101	94.30859 ± 4.43688	-8.55665 ± 0.41491	0.2586 ± 0.01293	-0.38	234.9	16.658	0.422	-301.9

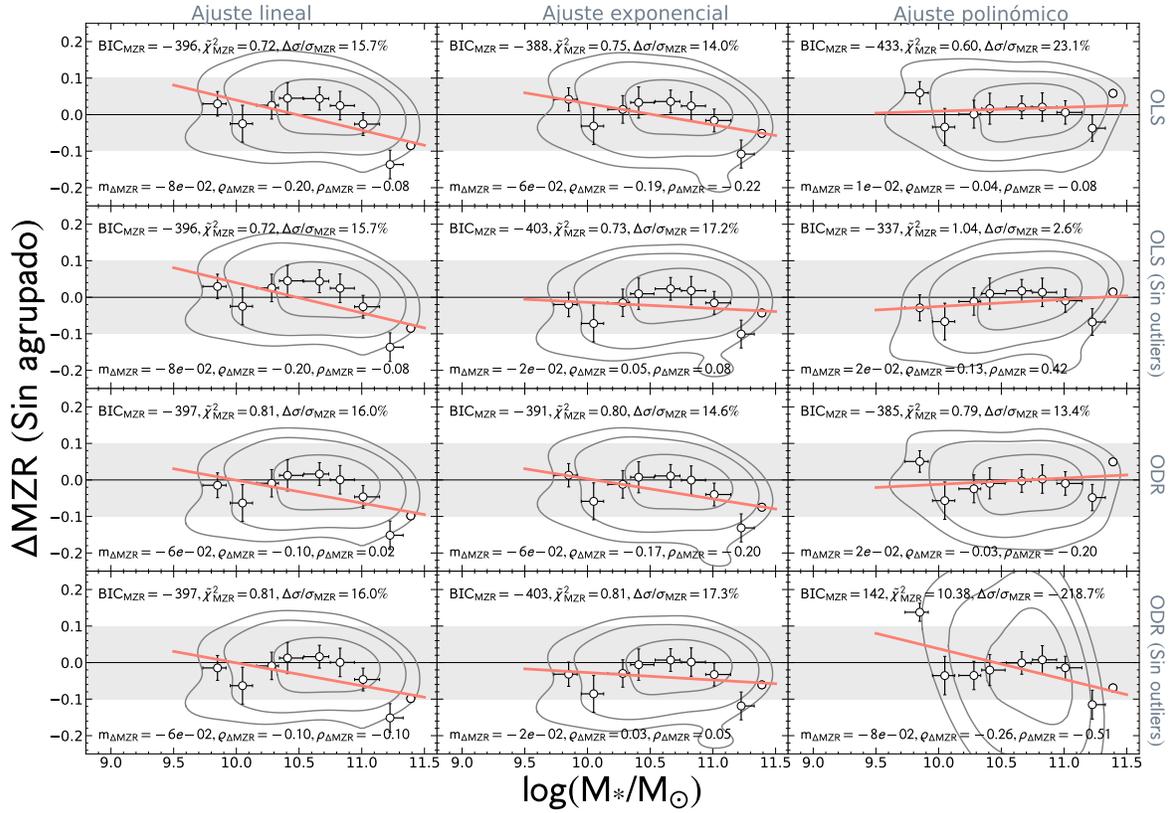


Figura C.22: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador PG16-R. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

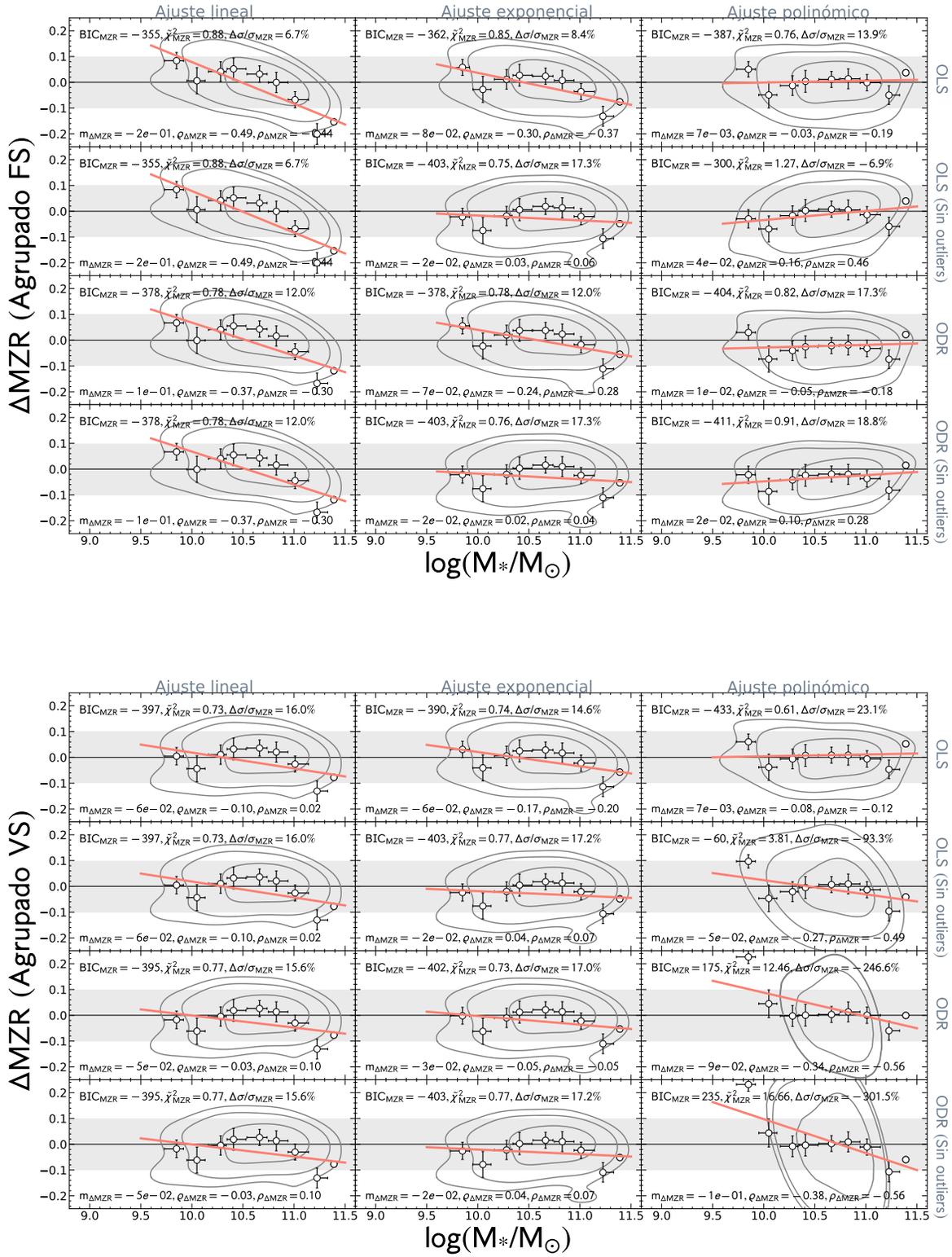


Figura C.22: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador PG16-R. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

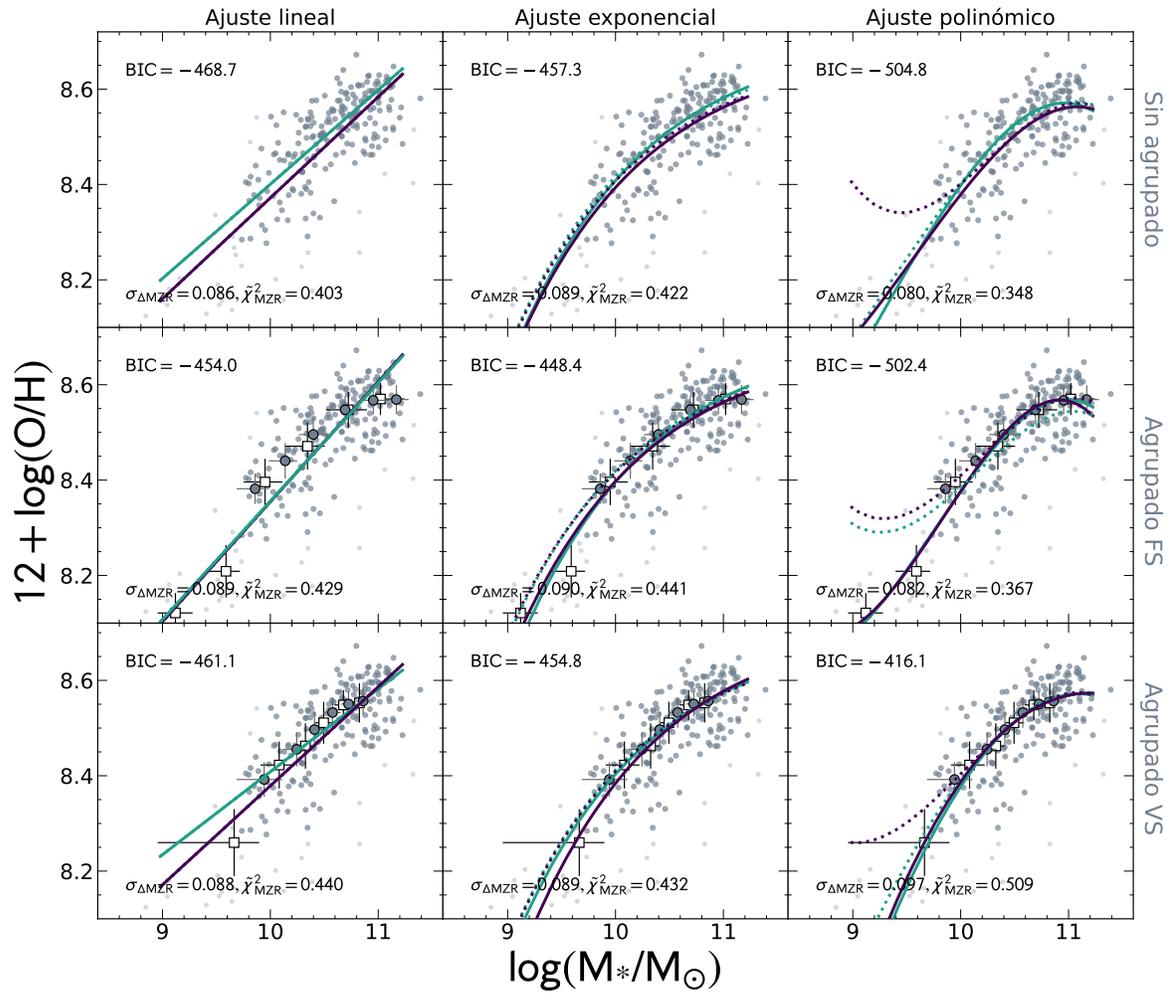


Figura C.23: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador PG16-S. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.12: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador PG16-S

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Linea	OLS	No	100	6.25394 ± 0.00168	0.21179 ± 0.00016	-	-	-0.14	-468.7	0.403	0.086	37.2
	ODR	No	100	6.42383 ± 0.00171	0.19766 ± 0.00016	-	-	-0.06	-468.7	0.435	0.086	37.2
	OLS	FS	100	5.83937 ± 0.00389	0.25152 ± 0.00037	-	-	-0.34	-451.6	0.434	0.09	34.3
	ODR	FS	100	5.87498 ± 0.00466	0.24809 ± 0.00045	-	-	-0.32	-454.0	0.429	0.089	35.0
	OLS	VS	100	6.30306 ± 0.00312	0.20758 ± 0.00029	-	-	-0.11	-469.1	0.405	0.086	37.2
	ODR	VS	100	6.67008 ± 0.00352	0.17382 ± 0.00033	-	-	0.07	-461.1	0.44	0.088	35.8
	OLS	No	90	6.25394 ± 0.00168	0.21179 ± 0.00016	-	-	-0.14	-468.7	0.403	0.086	37.2
	ODR	No	90	6.42383 ± 0.00171	0.19766 ± 0.00016	-	-	-0.06	-468.7	0.435	0.086	37.2
	OLS	FS	90	5.83937 ± 0.00389	0.25152 ± 0.00037	-	-	-0.34	-451.6	0.434	0.09	34.3
	ODR	FS	90	5.87498 ± 0.00466	0.24809 ± 0.00045	-	-	-0.32	-454.0	0.429	0.089	35.0
	OLS	VS	90	6.30306 ± 0.00312	0.20758 ± 0.00029	-	-	-0.11	-469.1	0.405	0.086	37.2
	ODR	VS	90	6.67008 ± 0.00352	0.17382 ± 0.00033	-	-	0.07	-461.1	0.44	0.088	35.8
Exponencial	OLS	No	100	8.68579 ± 0.00019	-29.88664 ± 0.02654	-	-	-0.04	-457.3	0.422	0.089	35.0
	ODR	No	100	8.70974 ± 0.00014	-30.84844 ± 0.02222	-	-	-0.07	-452.2	0.445	0.09	34.3
	OLS	FS	100	8.6853 ± 0.00049	-29.44614 ± 0.06364	-	-	-0.02	-459.4	0.419	0.088	35.8
	ODR	FS	100	8.7041 ± 0.00034	-31.4782 ± 0.05429	-	-	-0.08	-448.4	0.441	0.09	34.3
	OLS	VS	100	8.71979 ± 0.00032	-34.34583 ± 0.05062	-	-	-0.17	-427.2	0.481	0.095	30.7
	ODR	VS	100	8.70012 ± 0.00045	-30.38273 ± 0.07622	-	-	-0.05	-454.8	0.432	0.089	35.0
	OLS	No	90	8.68273 ± 0.00022	-28.12882 ± 0.03311	-	-	0.01	-464.4	0.414	0.087	36.5
	ODR	No	90	8.69564 ± 0.00016	-28.53861 ± 0.02832	-	-	0.0	-463.0	0.431	0.088	35.8
	OLS	FS	90	8.67779 ± 0.00058	-26.73137 ± 0.07707	-	-	0.07	-467.7	0.414	0.087	36.5
	ODR	FS	90	8.68845 ± 0.00394	-27.5192 ± 0.06652	-	-	0.04	-466.1	0.426	0.087	36.5
	OLS	VS	90	8.69359 ± 0.00036	-29.07189 ± 0.05712	-	-	-0.01	-461.0	0.425	0.088	35.8
	ODR	VS	90	8.70012 ± 0.00045	-30.38273 ± 0.07622	-	-	-0.01	-461.4	0.427	0.088	35.8
Polinomio	OLS	No	100	45.6862 ± 0.54285	-12.3552 ± 0.15998	1.32307 ± 0.01569	-0.04606 ± 0.00051	-0.03	-504.8	0.348	0.08	41.6
	ODR	No	100	38.33148 ± 1.14663	-10.6346 ± 0.33706	1.19715 ± 0.03297	-0.0433 ± 0.00107	0.0	-486.5	0.386	0.083	39.4
	OLS	FS	100	98.30617 ± 1.59176	-28.12973 ± 0.47154	2.89453 ± 0.04646	-0.09809 ± 0.00152	0.0	-494.1	0.367	0.082	40.1
	ODR	FS	100	74.62524 ± 1.70519	-21.03564 ± 0.5026	2.18759 ± 0.04926	-0.07465 ± 0.00161	-0.06	-502.4	0.353	0.08	41.6
	OLS	VS	100	-20.62059 ± 2.26097	6.51221 ± 0.65279	-0.46473 ± 0.06275	0.01036 ± 0.00201	-0.11	-416.8	0.507	0.097	29.2
	ODR	VS	100	-5.23831 ± 4.12799	1.87829 ± 1.17227	-0.00209 ± 0.11092	-0.00496 ± 0.0035	-0.16	-416.1	0.509	0.097	29.2
	OLS	No	90	119.77531 ± 1.36717	-32.95273 ± 0.39087	3.23049 ± 0.03722	-0.1049 ± 0.00118	0.2	-368.1	0.658	0.107	21.9
	ODR	No	90	37.91492 ± 4.56072	-10.17472 ± 1.30314	1.12094 ± 0.00393	-0.03986 ± 0.00393	0.01	-501.0	0.369	0.081	40.9
	OLS	FS	90	103.41125 ± 3.57534	-28.44907 ± 1.02436	2.819 ± 0.09776	-0.09241 ± 0.00311	0.22	-413.9	0.557	0.097	29.2
	ODR	FS	90	99.30193 ± 3.85076	-27.28589 ± 1.1023	2.70899 ± 0.1051	-0.08896 ± 0.00334	0.23	-418.7	0.503	0.096	29.9
	OLS	VS	90	79.86519 ± 3.39282	-21.77321 ± 0.96668	2.1879 ± 0.09175	-0.07252 ± 0.0029	0.16	-463.6	0.443	0.087	36.5
	ODR	VS	90	-5.23831 ± 4.12799	1.87829 ± 1.17227	-0.00209 ± 0.11092	-0.00496 ± 0.0035	-0.07	-473.3	0.401	0.086	37.2

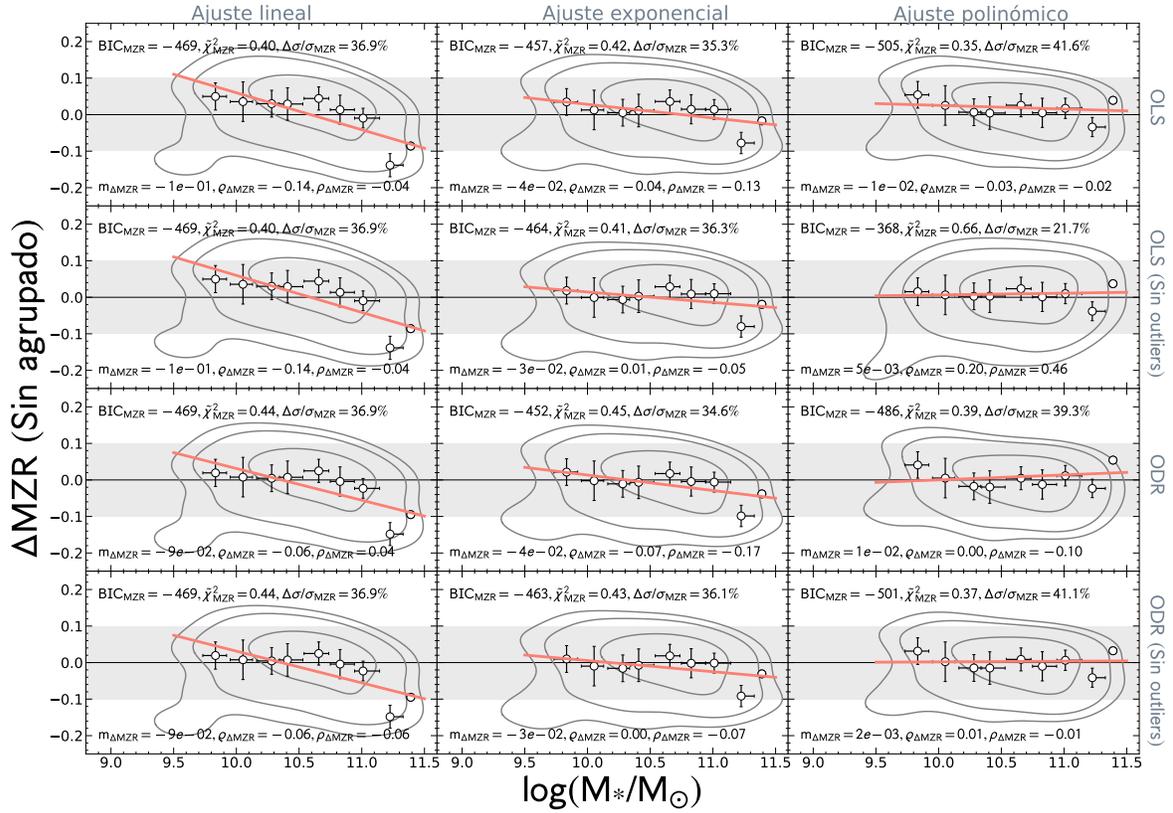


Figura C.24: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador PG16-S. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

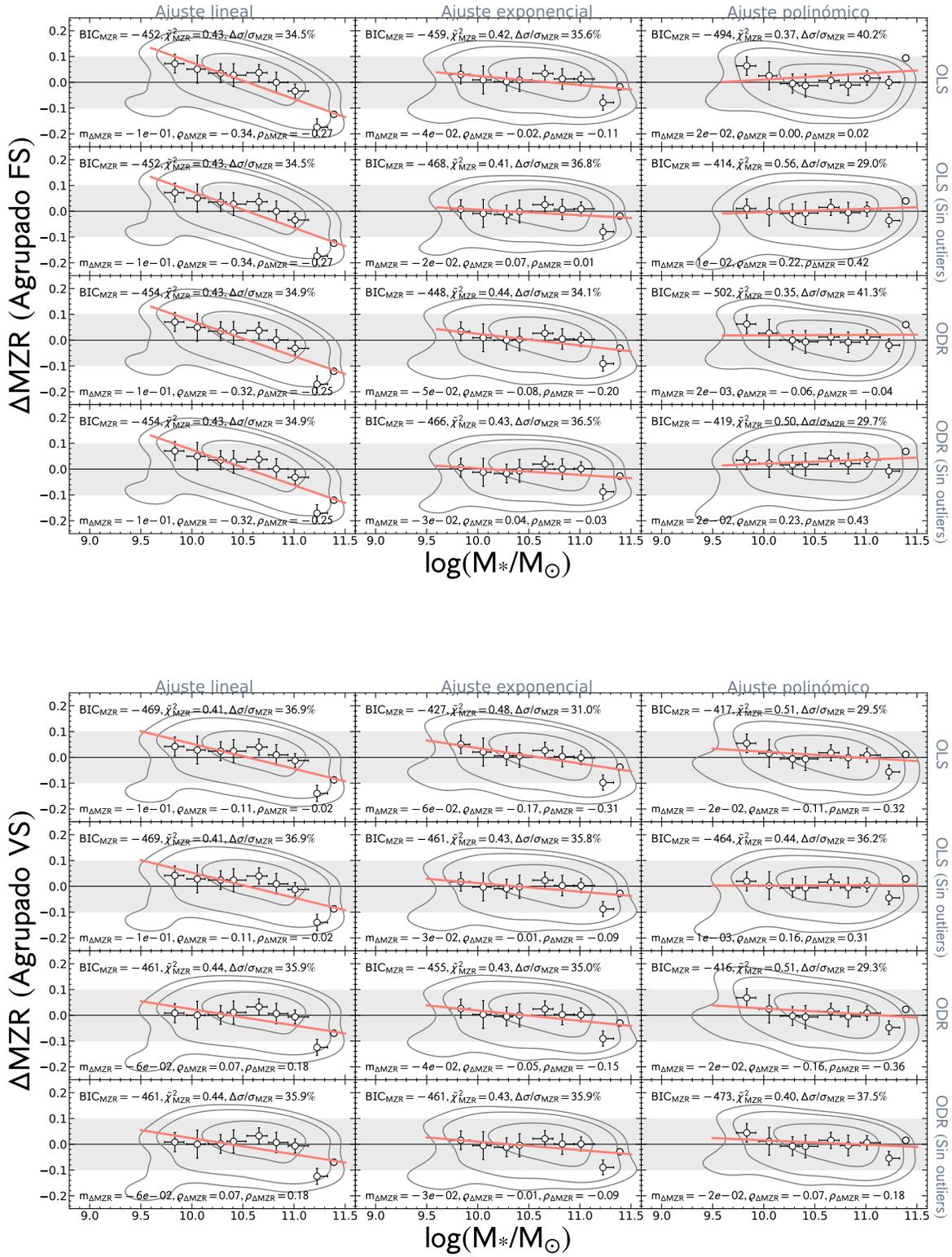


Figura C.24: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador PG16-S. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

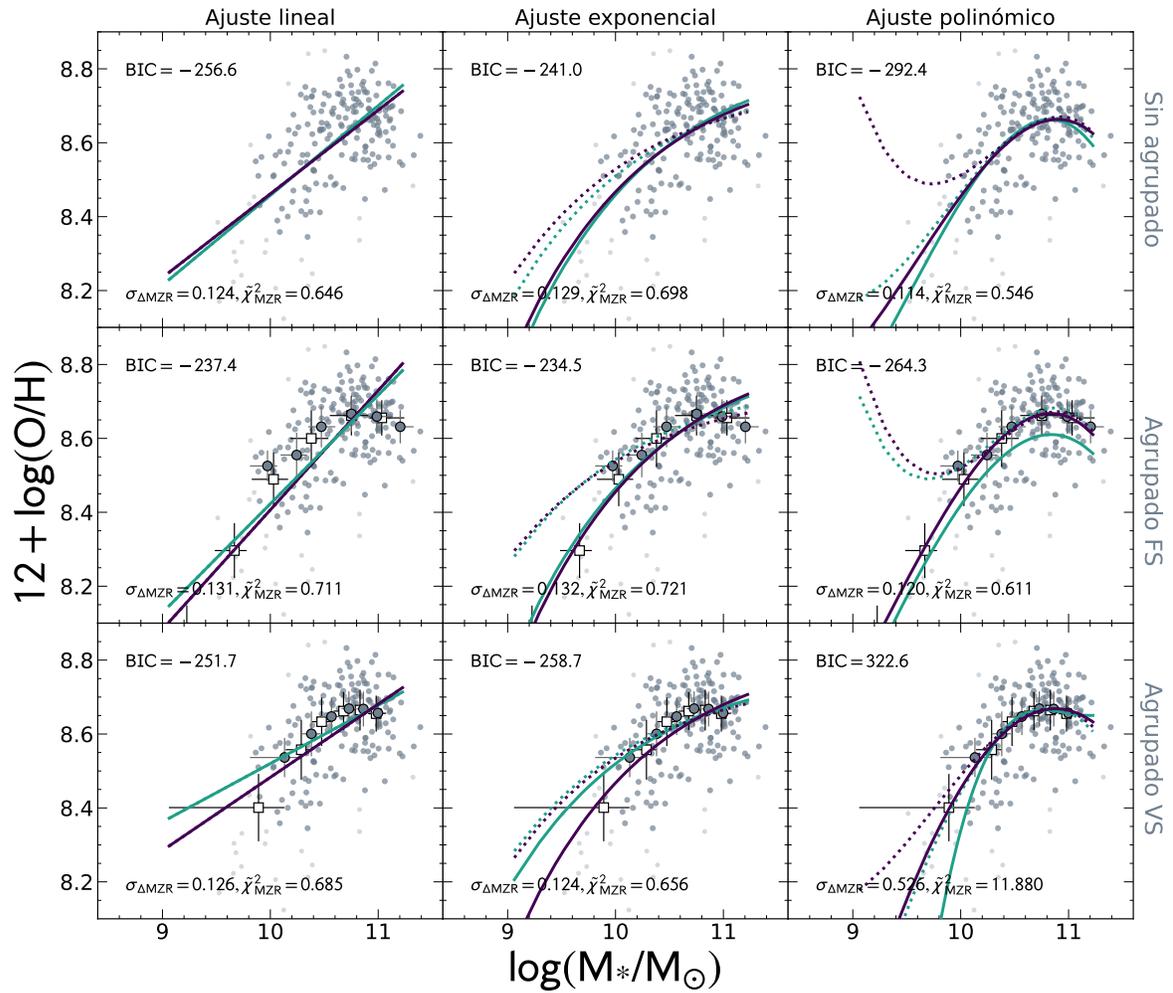


Figura C.25: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador H19-NN. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.13: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador H19-NN

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	6.19701 ± 0.00338	0.22647 ± 0.00032	-	-	-0.18	-256.6	0.646	0.124	20.5
	ODR	No	100	6.02928 ± 0.00304	0.24282 ± 0.00029	-	-	-0.22	-254.1	0.658	0.125	19.9
	OLS	FS	100	5.17567 ± 0.00963	0.32307 ± 0.00091	-	-	-0.44	-223.2	0.763	0.135	13.5
	ODR	FS	100	5.4802 ± 0.01324	0.29427 ± 0.00117	-	-	-0.36	-237.4	0.711	0.131	16.0
	OLS	VS	100	6.50236 ± 0.00581	0.19804 ± 0.00055	-	-	-0.09	-257.7	0.646	0.124	20.5
	ODR	VS	100	6.9421 ± 0.00517	0.1578 ± 0.00049	-	-	0.03	-251.7	0.685	0.126	19.2
	OLS	No	90	6.19701 ± 0.00338	0.22647 ± 0.00032	-	-	-0.18	-256.6	0.646	0.124	20.5
	ODR	No	90	6.02928 ± 0.00304	0.24282 ± 0.00029	-	-	-0.22	-254.1	0.658	0.125	19.9
	OLS	FS	90	5.17567 ± 0.00963	0.32307 ± 0.00091	-	-	-0.44	-223.2	0.763	0.135	13.5
	ODR	FS	90	5.4802 ± 0.01324	0.29427 ± 0.00117	-	-	-0.36	-237.4	0.711	0.131	16.0
	OLS	VS	90	6.50236 ± 0.00581	0.19804 ± 0.00055	-	-	-0.09	-257.7	0.646	0.124	20.5
	ODR	VS	90	6.9421 ± 0.00517	0.1578 ± 0.00049	-	-	0.03	-251.7	0.685	0.126	19.2
Exponencial	OLS	No	100	8.82978 ± 0.00035	-37.1074 ± 0.05181	-	-	-0.15	-241.0	0.698	0.129	17.3
	ODR	No	100	8.85018 ± 0.00026	-40.04352 ± 0.04199	-	-	-0.2	-230.6	0.735	0.133	14.7
	OLS	FS	100	8.86112 ± 0.00129	-41.51959 ± 0.1795	-	-	-0.23	-224.6	0.758	0.135	13.5
	ODR	FS	100	8.84592 ± 0.00661	-38.99833 ± 0.09764	-	-	-0.18	-234.5	0.721	0.132	15.4
	OLS	VS	100	8.83533 ± 0.00061	-37.62031 ± 0.10064	-	-	-0.16	-239.3	0.704	0.13	16.7
	ODR	VS	100	8.78412 ± 0.00061	-27.07217 ± 0.09736	-	-	0.03	-258.7	0.656	0.124	20.5
	OLS	No	90	8.76645 ± 0.00043	-24.32028 ± 0.06868	-	-	0.08	-257.9	0.659	0.124	20.5
	ODR	No	90	8.78348 ± 0.00032	-27.96652 ± 0.05404	-	-	0.01	-258.4	0.648	0.124	20.5
	OLS	FS	90	8.73936 ± 0.00098	-20.7508 ± 0.14148	-	-	0.14	-253.2	0.668	0.126	19.2
	ODR	FS	90	8.76419 ± 0.00303	-22.64091 ± 0.17805	-	-	0.11	-256.2	0.683	0.125	19.9
	OLS	VS	90	8.7619 ± 0.00064	-23.24302 ± 0.10923	-	-	0.1	-256.9	0.667	0.124	20.5
	ODR	VS	90	8.78412 ± 0.00061	-27.07217 ± 0.09736	-	-	0.11	-255.9	0.681	0.125	19.9
Polinomio	OLS	No	100	76.53187 ± 1.24404	-22.29319 ± 0.36407	2.37678 ± 0.03546	-0.08282 ± 0.00115	-0.04	-292.4	0.546	0.114	26.9
	ODR	No	100	91.30697 ± 1.66746	-27.35069 ± 0.48956	2.9372 ± 0.04784	-0.10308 ± 0.00156	-0.04	-275.3	0.597	0.119	23.7
	OLS	FS	100	57.6282 ± 3.7046	-17.32274 ± 1.08154	1.94636 ± 0.1051	-0.07057 ± 0.0034	0.0	-269.9	0.611	0.12	23.1
	ODR	FS	100	41.10655 ± 2.76841	-12.45141 ± 0.80514	1.46779 ± 0.07794	-0.05495 ± 0.00251	0.02	-264.3	0.733	0.122	21.8
	OLS	VS	100	-5.79377 ± 5.69968	0.79986 ± 1.62533	0.21951 ± 0.15438	-0.0157 ± 0.00488	-0.1	-206.0	0.839	0.141	9.6
	ODR	VS	100	-507.54923 ± 18.91922	141.10584 ± 5.30122	-12.85238 ± 0.49497	0.39007 ± 0.0154	-0.33	322.6	11.88	0.526	-237.2
	OLS	No	90	242.80084 ± 2.95995	-68.5064 ± 0.83986	6.6566 ± 0.07938	-0.21489 ± 0.0025	0.17	-119.9	1.337	0.175	-12.2
	ODR	No	90	121.85703 ± 8.18465	-35.28023 ± 2.31604	3.61735 ± 0.2183	-0.12232 ± 0.00685	0.04	-295.3	0.54	0.113	27.6
	OLS	FS	90	276.88431 ± 6.82226	-78.30185 ± 1.93764	7.59521 ± 0.18333	-0.24487 ± 0.00578	0.2	-82.3	1.622	0.192	-23.1
	ODR	FS	90	259.63259 ± 9.93409	-73.72763 ± 2.8149	7.19347 ± 0.26571	-0.23318 ± 0.00836	0.2	-120.8	1.371	0.175	-12.2
	OLS	VS	90	97.69411 ± 10.61759	-28.2075 ± 2.99373	2.93035 ± 0.28122	-0.10017 ± 0.0088	0.08	-294.2	0.552	0.113	27.6
	ODR	VS	90	-507.54923 ± 18.91922	141.10584 ± 5.30122	-12.85238 ± 0.49497	0.39007 ± 0.0154	-0.09	-204.7	0.846	0.142	9.0

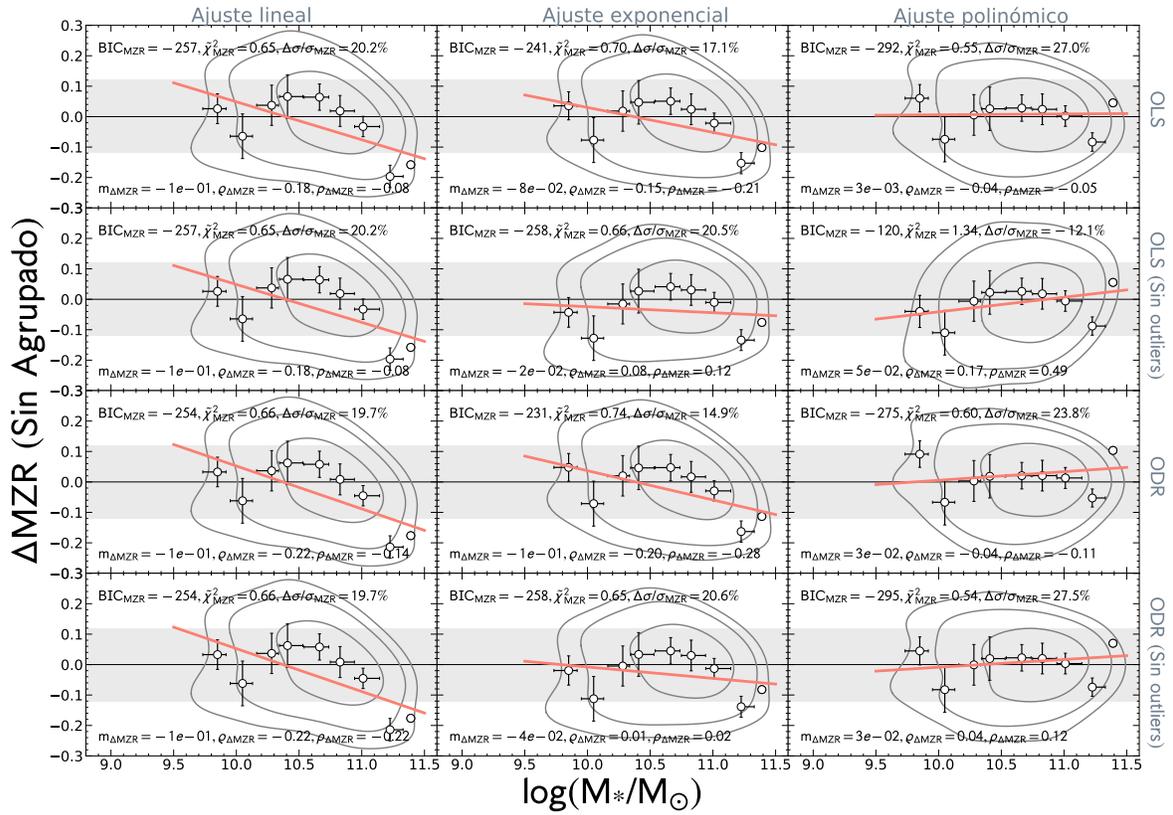


Figura C.26: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador H19-NN. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

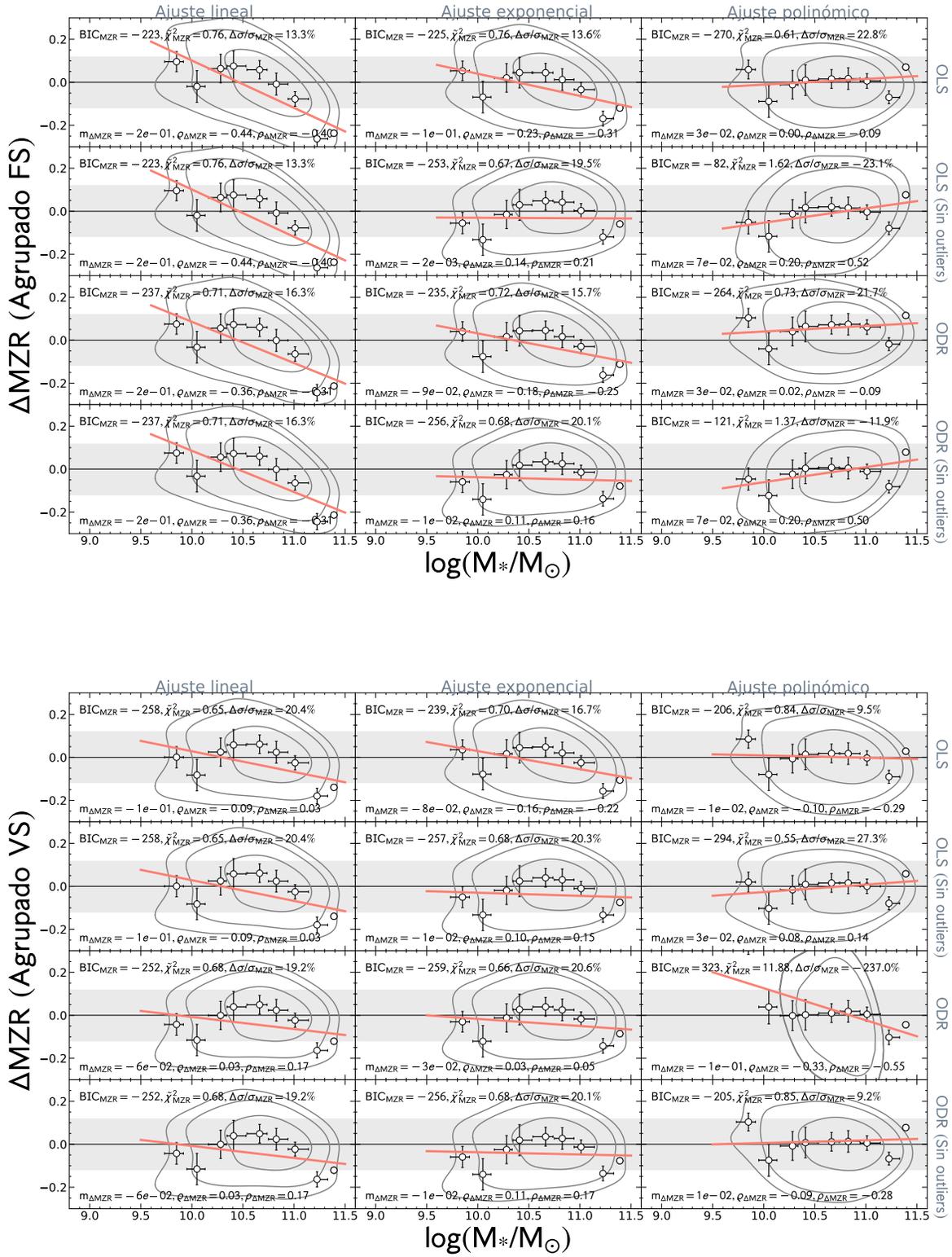


Figura C.26: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador H19-NN. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

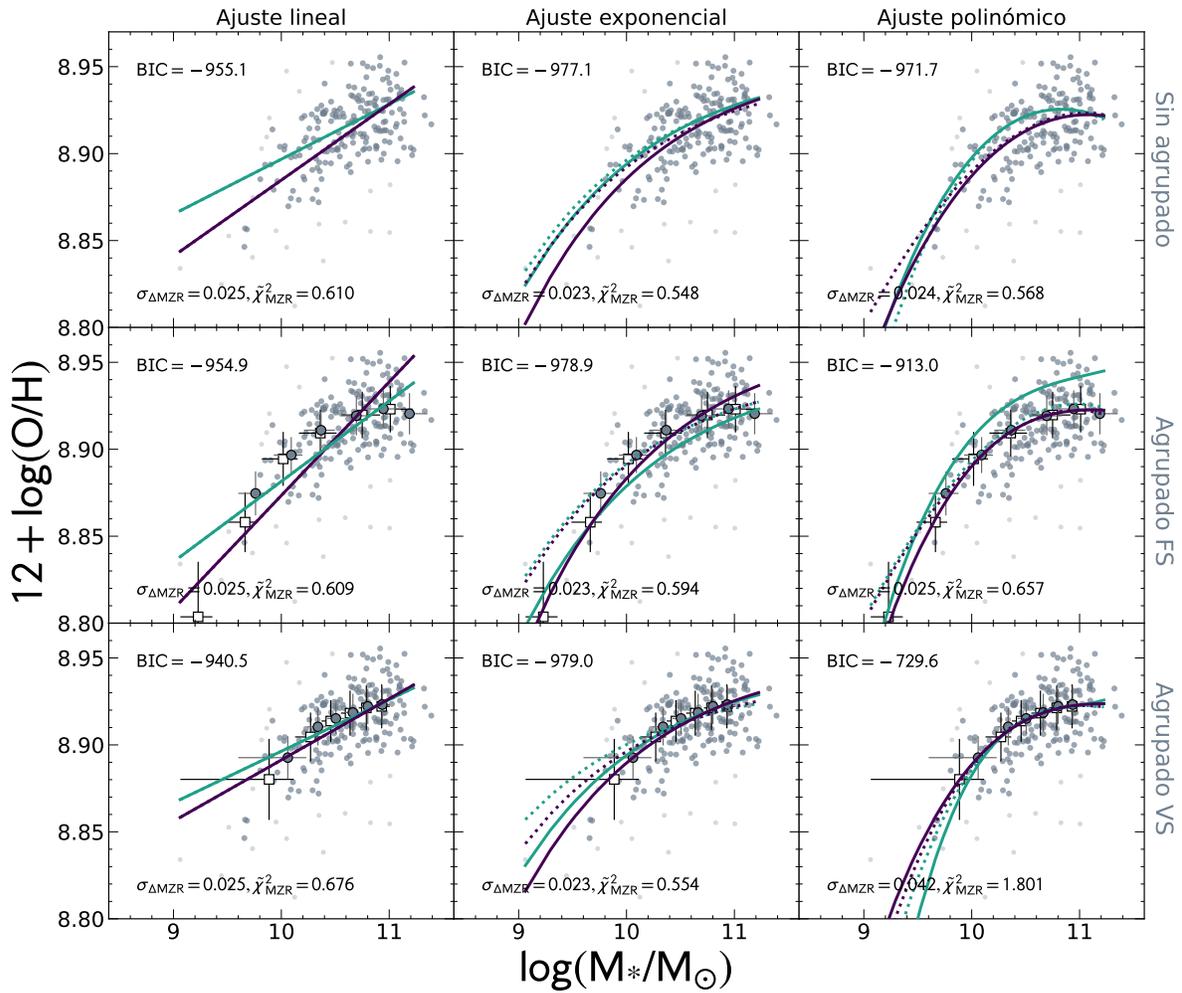


Figura C.27: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador B15-IZI. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.14: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador B15-IZI

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	OLS	No	100	8.44808 ± 0.00129	0.04367 ± 0.00012	-	-	-0.18	-955.1	0.61	0.025	30.6
	ODR	No	100	8.58062 ± 0.00066	0.03162 ± 6e-05	-	-	0.01	-944.0	0.682	0.025	30.6
	OLS	FS	100	8.22037 ± 0.00418	0.0653 ± 0.0004	-	-	-0.5	-925.9	0.703	0.026	27.8
	ODR	FS	100	8.41925 ± 0.00667	0.04623 ± 0.00031	-	-	-0.22	-954.9	0.609	0.025	30.6
	OLS	VS	100	8.5392 ± 0.00139	0.03521 ± 0.00013	-	-	-0.05	-949.4	0.634	0.025	30.6
	ODR	VS	100	8.59971 ± 0.00134	0.02966 ± 0.00013	-	-	0.04	-940.5	0.676	0.025	30.6
	OLS	No	90	8.44808 ± 0.00129	0.04367 ± 0.00012	-	-	-0.18	-955.1	0.61	0.025	30.6
	ODR	No	90	8.58062 ± 0.00066	0.03162 ± 6e-05	-	-	0.01	-944.0	0.682	0.025	30.6
	OLS	FS	90	8.22037 ± 0.00418	0.0653 ± 0.0004	-	-	-0.5	-925.9	0.703	0.026	27.8
	ODR	FS	90	8.41925 ± 0.00667	0.04623 ± 0.00031	-	-	-0.22	-954.9	0.609	0.025	30.6
	OLS	VS	90	8.5392 ± 0.00139	0.03521 ± 0.00013	-	-	-0.05	-949.4	0.634	0.025	30.6
	ODR	VS	90	8.59971 ± 0.00134	0.02966 ± 0.00013	-	-	0.04	-940.5	0.676	0.025	30.6
Exponencial	OLS	No	100	8.95573 ± 0.00014	-7.18419 ± 0.02065	-	-	-0.17	-977.1	0.548	0.023	36.1
	ODR	No	100	8.95265 ± 6e-05	-6.00487 ± 0.00978	-	-	-0.05	-981.4	0.562	0.023	36.1
	OLS	FS	100	8.96528 ± 0.00037	-8.40313 ± 0.05367	-	-	-0.28	-959.5	0.599	0.024	33.3
	ODR	FS	100	8.94685 ± 0.00682	-6.96185 ± 0.02931	-	-	-0.14	-978.9	0.594	0.023	36.1
	OLS	VS	100	8.95177 ± 0.00014	-6.36192 ± 0.02378	-	-	-0.09	-981.5	0.54	0.023	36.1
	ODR	VS	100	8.94743 ± 0.00015	-5.46661 ± 0.02424	-	-	0.01	-979.0	0.554	0.023	36.1
	OLS	No	90	8.9483 ± 0.00013	-5.74352 ± 0.01921	-	-	-0.02	-980.6	0.545	0.023	36.1
	ODR	No	90	8.94994 ± 7e-05	-5.49354 ± 0.01322	-	-	0.01	-979.2	0.575	0.023	36.1
	OLS	FS	90	8.94718 ± 0.0002	-5.7871 ± 0.03133	-	-	-0.03	-980.8	0.54	0.023	36.1
	ODR	FS	90	8.94619 ± 0.00172	-5.57463 ± 0.02571	-	-	-0.0	-979.7	0.543	0.023	36.1
	OLS	VS	90	8.94084 ± 0.00026	-4.57204 ± 0.03918	-	-	0.12	-969.1	0.576	0.024	33.3
	ODR	VS	90	8.94743 ± 0.00015	-5.46661 ± 0.02424	-	-	0.2	-953.7	0.627	0.025	30.6
Polinomio	OLS	No	100	-0.34086 ± 0.52116	2.22845 ± 0.15194	-0.17589 ± 0.01474	0.00453 ± 0.00048	-0.04	-971.7	0.568	0.024	33.3
	ODR	No	100	-4.79207 ± 0.54287	3.43133 ± 0.15676	-0.28282 ± 0.01508	0.00766 ± 0.00048	0.12	-943.8	0.682	0.025	30.6
	OLS	FS	100	-7.9319 ± 1.08071	4.39628 ± 0.31558	-0.38178 ± 0.03068	0.01104 ± 0.00099	-0.01	-941.1	0.657	0.025	30.6
	ODR	FS	100	-14.41724 ± 0.69813	6.30025 ± 0.20283	-0.56768 ± 0.01963	0.01709 ± 0.00063	-0.1	-913.0	1.082	0.027	25.0
	OLS	VS	100	-6.51235 ± 1.28313	3.99968 ± 0.36692	-0.34511 ± 0.03495	0.00992 ± 0.00111	-0.05	-947.9	0.636	0.025	30.6
	ODR	VS	100	-37.23631 ± 2.89331	12.62108 ± 0.817	-1.15121 ± 0.07687	0.03503 ± 0.00241	-0.19	-729.6	1.801	0.042	-16.7
	OLS	No	90	6.94875 ± 0.56264	0.18582 ± 0.16096	0.01487 ± 0.01534	-0.0014 ± 0.00049	0.0	-990.9	0.522	0.023	36.1
	ODR	No	90	-8.64194 ± 0.61345	4.47173 ± 0.17456	-0.3763 ± 0.01654	0.01045 ± 0.00052	0.09	-910.8	0.781	0.027	25.0
	OLS	FS	90	7.30462 ± 1.00823	0.05531 ± 0.28816	0.03025 ± 0.02743	-0.00199 ± 0.00087	0.05	-989.8	0.525	0.023	36.1
	ODR	FS	90	7.88522 ± 1.06343	-0.11309 ± 0.30416	0.04647 ± 0.02897	-0.00251 ± 0.00092	0.02	-990.9	0.545	0.023	36.1
	OLS	VS	90	-8.82518 ± 1.3668	4.59938 ± 0.38672	-0.39635 ± 0.03645	0.01135 ± 0.00114	-0.05	-923.8	0.713	0.026	27.8
	ODR	VS	90	-37.23631 ± 2.89331	12.62108 ± 0.817	-1.15121 ± 0.07687	0.03503 ± 0.00241	-0.09	-880.3	0.876	0.029	19.4

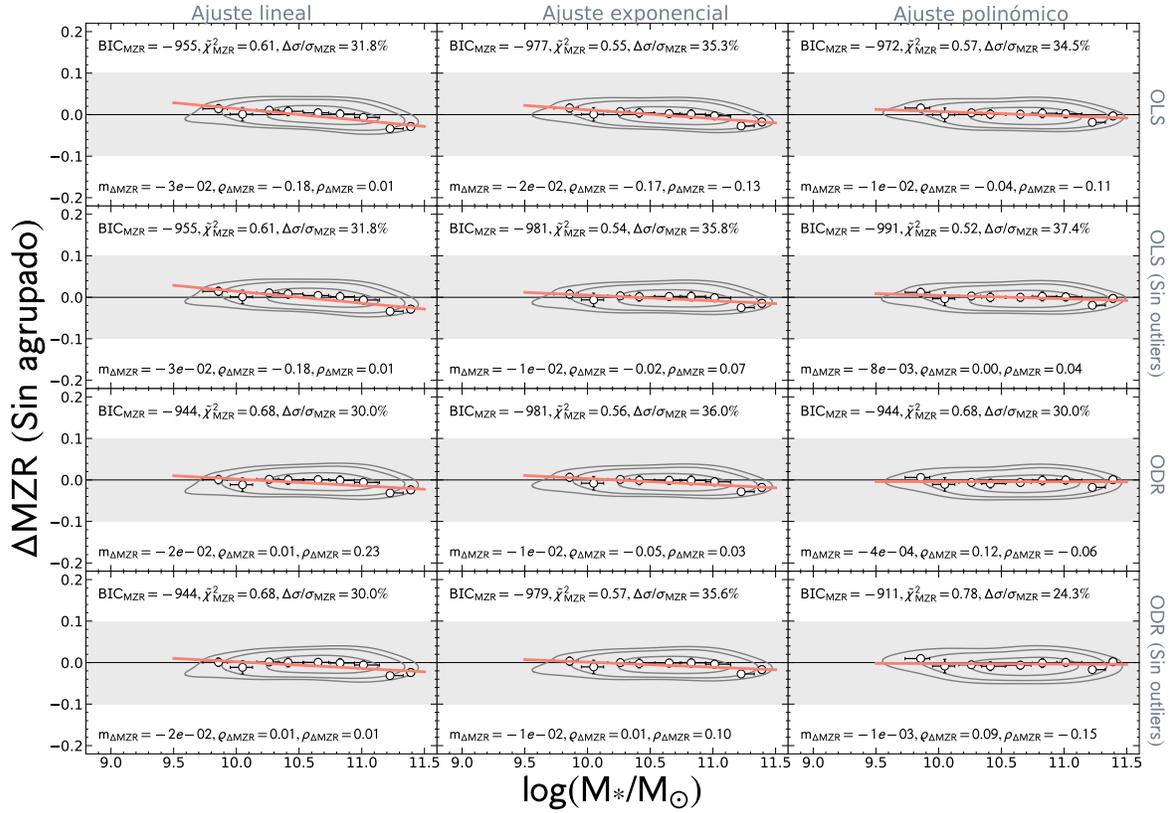


Figura C.28: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador B15-IZI. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

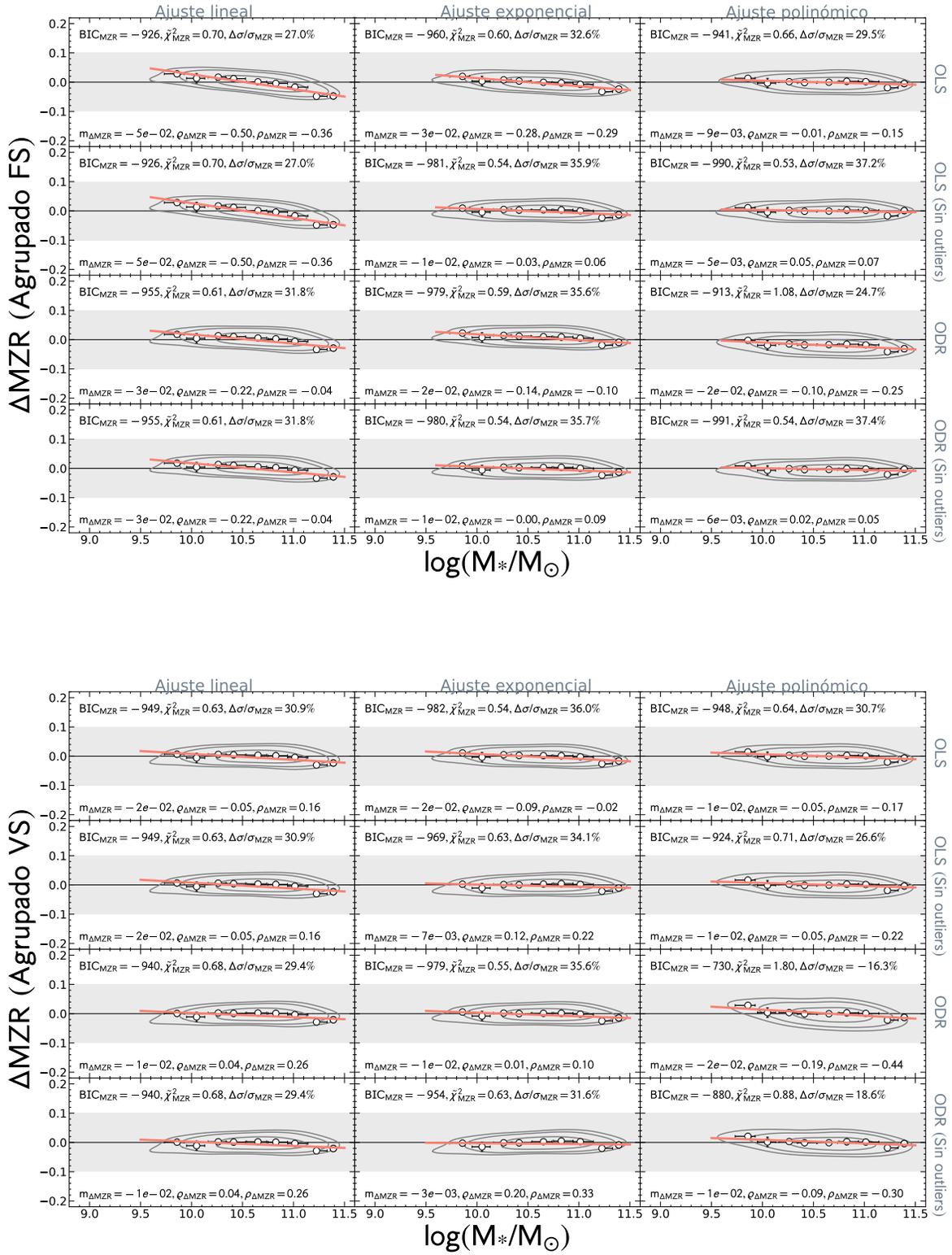


Figura C.28: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador B15-IZI. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

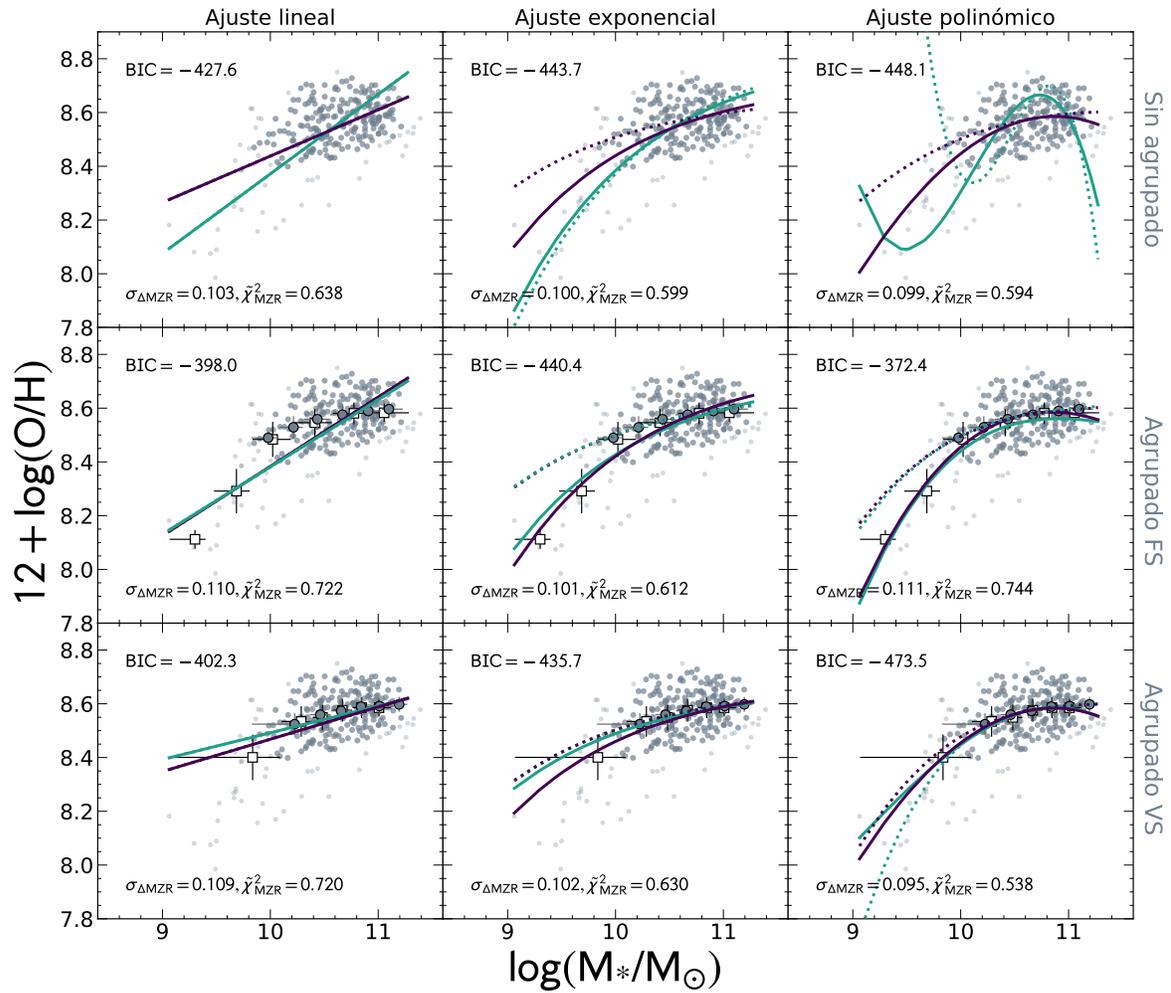


Figura C.29: Ajustes de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar para el calibrador P10-ONS. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.5.

Tabla C.15: Parámetros de ajuste de la relación MZR para el calibrador P10-ONS

Ajuste	Técnica	Promediado	Muestra	a	b	c	d	$\varrho_{\Delta MZR}$	BIC	χ^2_{MZR}	$\sigma_{\Delta MZR}$ (dex)	$\Delta\sigma/\sigma_{MZR}$ (%)
Línea	ODR	No	100	6.71246 ± 0.00171	0.17253 ± 0.00016	-	-	-0.16	-427.6	0.638	0.103	20.8
	ODR	No	100	5.41145 ± 0.00212	0.29601 ± 0.0002	-	-	-0.55	-359.1	0.833	0.118	9.2
	OLS	FS	100	5.80345 ± 0.00636	0.25799 ± 0.0006	-	-	-0.45	-392.3	0.732	0.111	14.6
	ODR	FS	100	5.87853 ± 0.0111	0.25028 ± 0.001	-	-	-0.43	-398.0	0.722	0.11	15.4
	OLS	VS	100	7.26723 ± 0.0039	0.12009 ± 0.00037	-	-	0.01	-414.4	0.672	0.106	18.5
	ODR	VS	100	7.49875 ± 0.00328	0.09934 ± 0.00031	-	-	0.08	-402.3	0.72	0.109	16.2
	OLS	No	90	6.71246 ± 0.00171	0.17253 ± 0.00016	-	-	-0.16	-427.6	0.638	0.103	20.8
	ODR	No	90	5.41145 ± 0.00212	0.29601 ± 0.0002	-	-	-0.55	-359.1	0.833	0.118	9.2
	OLS	FS	90	5.80345 ± 0.00636	0.25799 ± 0.0006	-	-	-0.45	-392.3	0.732	0.111	14.6
	ODR	FS	90	5.87853 ± 0.0111	0.25028 ± 0.001	-	-	-0.43	-398.0	0.722	0.11	15.4
Exponencial	OLS	VS	90	7.26723 ± 0.0039	0.12009 ± 0.00037	-	-	0.01	-414.4	0.672	0.106	18.5
	ODR	VS	90	7.49875 ± 0.00328	0.09934 ± 0.00031	-	-	0.08	-402.3	0.72	0.109	16.2
	OLS	No	100	8.72394 ± 0.00017	-29.10561 ± 0.02765	-	-	-0.17	-443.7	0.599	0.1	23.1
	ODR	No	100	8.82267 ± 0.00022	-44.87083 ± 0.03648	-	-	-0.49	-345.5	0.879	0.121	6.9
	OLS	FS	100	8.76125 ± 0.00098	-34.84187 ± 0.13877	-	-	-0.29	-418.9	0.66	0.105	19.2
	ODR	FS	100	8.72173 ± 0.00605	-30.16875 ± 0.07154	-	-	-0.19	-440.4	0.612	0.101	22.3
	OLS	VS	100	8.68394 ± 0.00041	-22.94086 ± 0.06189	-	-	-0.04	-449.4	0.586	0.099	23.8
	ODR	VS	100	8.66131 ± 0.00033	-17.59177 ± 0.05538	-	-	0.08	-435.7	0.63	0.102	21.5
	OLS	No	90	8.66306 ± 0.00021	-15.87063 ± 0.03566	-	-	0.12	-428.0	0.681	0.103	20.8
	ODR	No	90	8.8496 ± 0.00036	-48.82971 ± 0.06301	-	-	-0.55	-311.1	1.003	0.13	-0.0
Polinomio	OLS	FS	90	8.66588 ± 0.00041	-16.87239 ± 0.06879	-	-	0.1	-432.7	0.658	0.102	21.5
	ODR	FS	90	8.66429 ± 0.00121	-16.61772 ± 0.06386	-	-	0.1	-431.5	0.661	0.103	20.8
	OLS	VS	90	8.66043 ± 0.00059	-16.14932 ± 0.09357	-	-	0.11	-429.3	0.664	0.103	20.8
	ODR	VS	90	8.66131 ± 0.00033	-17.59177 ± 0.05538	-	-	0.11	-430.5	0.664	0.103	20.8
	OLS	No	100	-6.8248 ± 0.89462	2.23097 ± 0.25929	-0.01935 ± 0.02502	-0.0051 ± 0.0008	-0.02	-448.1	0.594	0.099	23.8
	ODR	No	100	602.92721 ± 4.41733	-177.84102 ± 1.29398	17.66288 ± 0.12628	-0.5825 ± 0.00411	-0.1	-23.3	3.086	0.226	-73.8
	OLS	FS	100	-51.78355 ± 4.52623	14.97392 ± 1.31781	-1.22123 ± 0.1277	0.03262 ± 0.00412	-0.01	-390.0	0.744	0.111	14.6
	ODR	FS	100	-78.33861 ± 2.48321	22.87574 ± 0.71903	-2.00323 ± 0.06931	0.05834 ± 0.00223	-0.01	-372.4	0.826	0.115	11.5
	OLS	VS	100	-10.88118 ± 3.18996	3.4778 ± 0.91501	-0.14543 ± 0.08742	-0.0009 ± 0.00278	0.01	-448.4	0.593	0.099	23.8
	ODR	VS	100	29.0992 ± 5.37659	-7.95473 ± 1.52178	0.94243 ± 0.14353	-0.03535 ± 0.00451	-0.0	-473.5	0.538	0.095	26.9
Polinomio	OLS	No	90	-12.21902 ± 2.17294	5.09601 ± 0.61796	-0.41377 ± 0.05855	0.01114 ± 0.00185	0.11	-442.0	0.644	0.101	22.3
	ODR	No	90	2360.8587 ± 119.07647	-675.83618 ± 33.58072	64.64983 ± 3.15587	-2.05911 ± 0.09884	0.07	869.6	99.053	1.277	-882.3
	OLS	FS	90	-41.81432 ± 4.98382	13.40644 ± 1.41779	-1.19122 ± 0.13437	0.03537 ± 0.00424	0.08	-440.1	0.634	0.101	22.3
	ODR	FS	90	-46.96469 ± 5.99074	14.83287 ± 1.70429	-1.3229 ± 0.16152	0.03942 ± 0.0051	0.06	-438.0	0.646	0.101	22.3
	OLS	VS	90	-50.38723 ± 8.94263	15.51246 ± 2.51518	-1.36079 ± 0.2357	0.03982 ± 0.00736	0.01	-433.2	0.638	0.102	21.5
	ODR	VS	90	29.0992 ± 5.37659	-7.95473 ± 1.52178	0.94243 ± 0.14353	-0.03535 ± 0.00451	-0.15	-288.7	1.102	0.135	-3.8

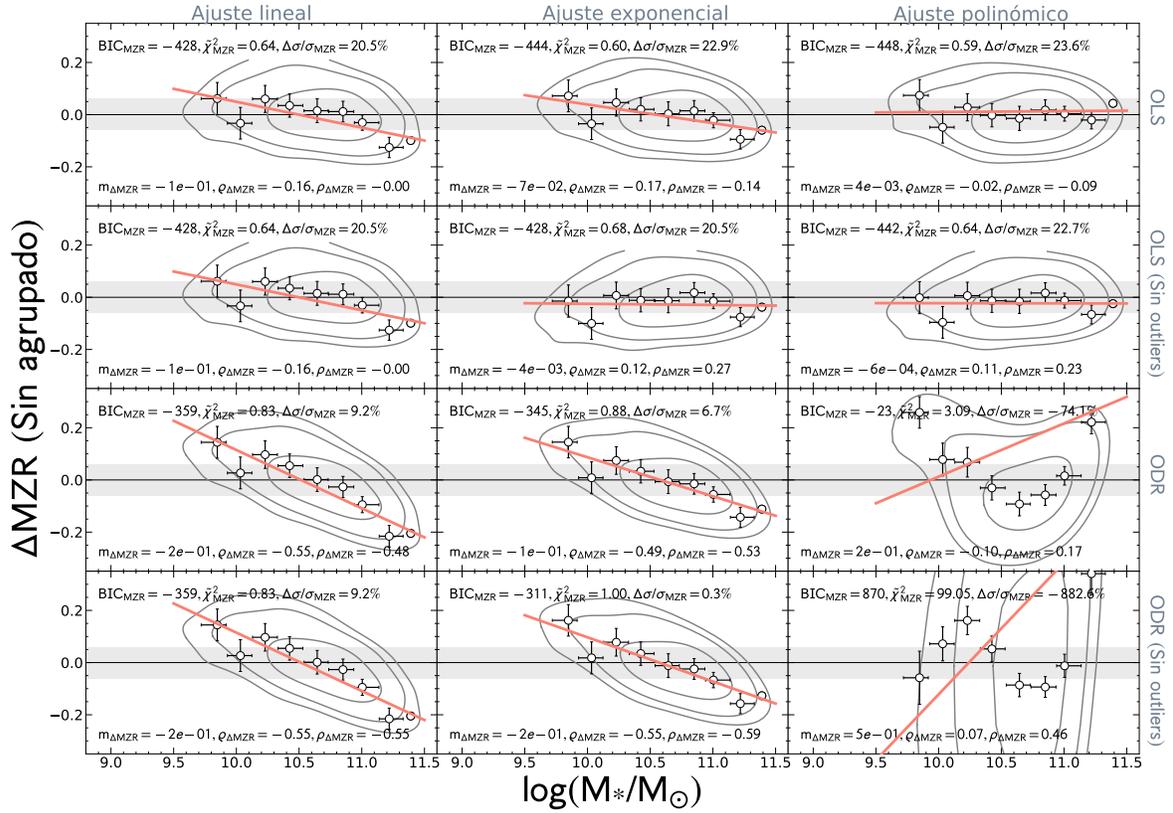


Figura C.30: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados sin usar agrupado de datos para el calibrador P10-ONS. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

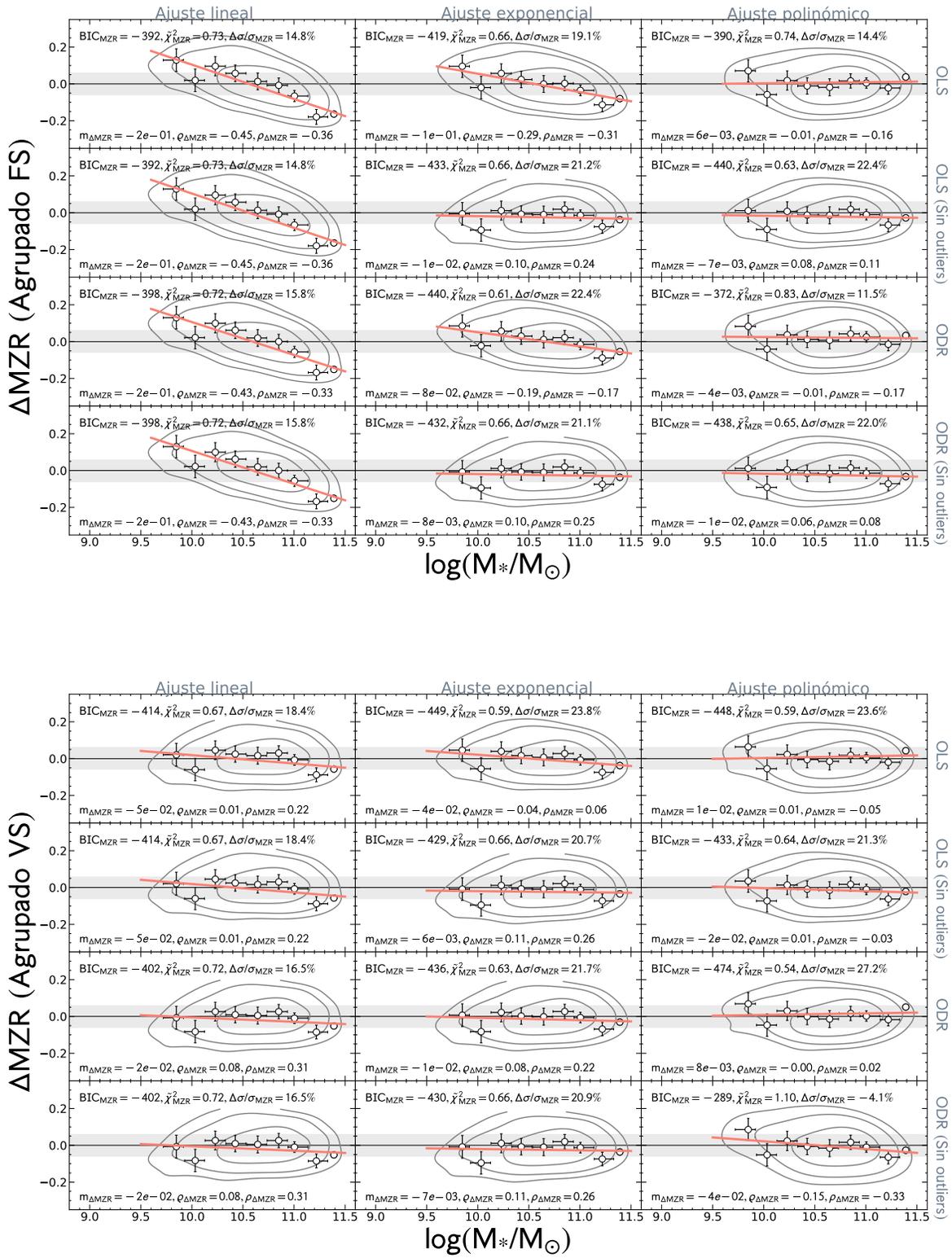


Figura C.30: Residuos de la MZR en función de la masa estelar para los ajustes realizados agrupando los datos (FS y VS) para el calibrador P10-ONS. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.6, para el presente calibrador.

Apéndice D

Dependencia del residuo de la MZR frente a diferentes parámetros de las galaxias

En el Cap. 4 estudiamos las dependencias secundarias de la abundancia de oxígeno en función de los 31 observables (M_*/Re , F_{gas} , T90, M_{H_2} , T80, Morfología, T80/T50, T90/T50, SFR, $\text{EW}(\text{H}\alpha)_{\text{Re}}$, SFE, sSFR, SFR_{SSP} , F_{H_2} , M_{Din} , U, M_{HI} , Re, ΔSFMS , T50, z, D_L , λ_{Re} , C, b/a e i) a través de los residuos de la MZR (calculada usando el calibrador de referencia M13-O3N2). En este apéndice mostramos los mismos resultados para cada uno de los 15 calibradores restantes (D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, P12-T2, M13-N2, PM09-O3N2, M08-R23, T04-R23, KK04-R23, T18-NB, PG16-R, PG16-S, H19-NN, B15-IZI, P10-ONS).

Desde la Fig. D.1 hasta la Fig. D.15 presentan las distribuciones de los residuos de la abundancia de oxígeno en función de cada uno de los 31 parámetros físicos explorados en esta tesis para los 15 calibradores D16-N2S2, PP04-O3N2, D13-PYQZ, P12-T2, M13-N2, PM09-O3N2, M08-R23, T04-R23, KK04-R23, T18-NB, PG16-R, PG16-S, H19-NN, B15-IZI y P10-ONS, respectivamente. La descripción de estas figuras es similar a la Fig. 4.10 de la Sec. 4.4. Para cada calibrador, el orden de aparición de los paneles sigue el orden de clasificación de correlación que presentan su respectivo grupo de calibradores.

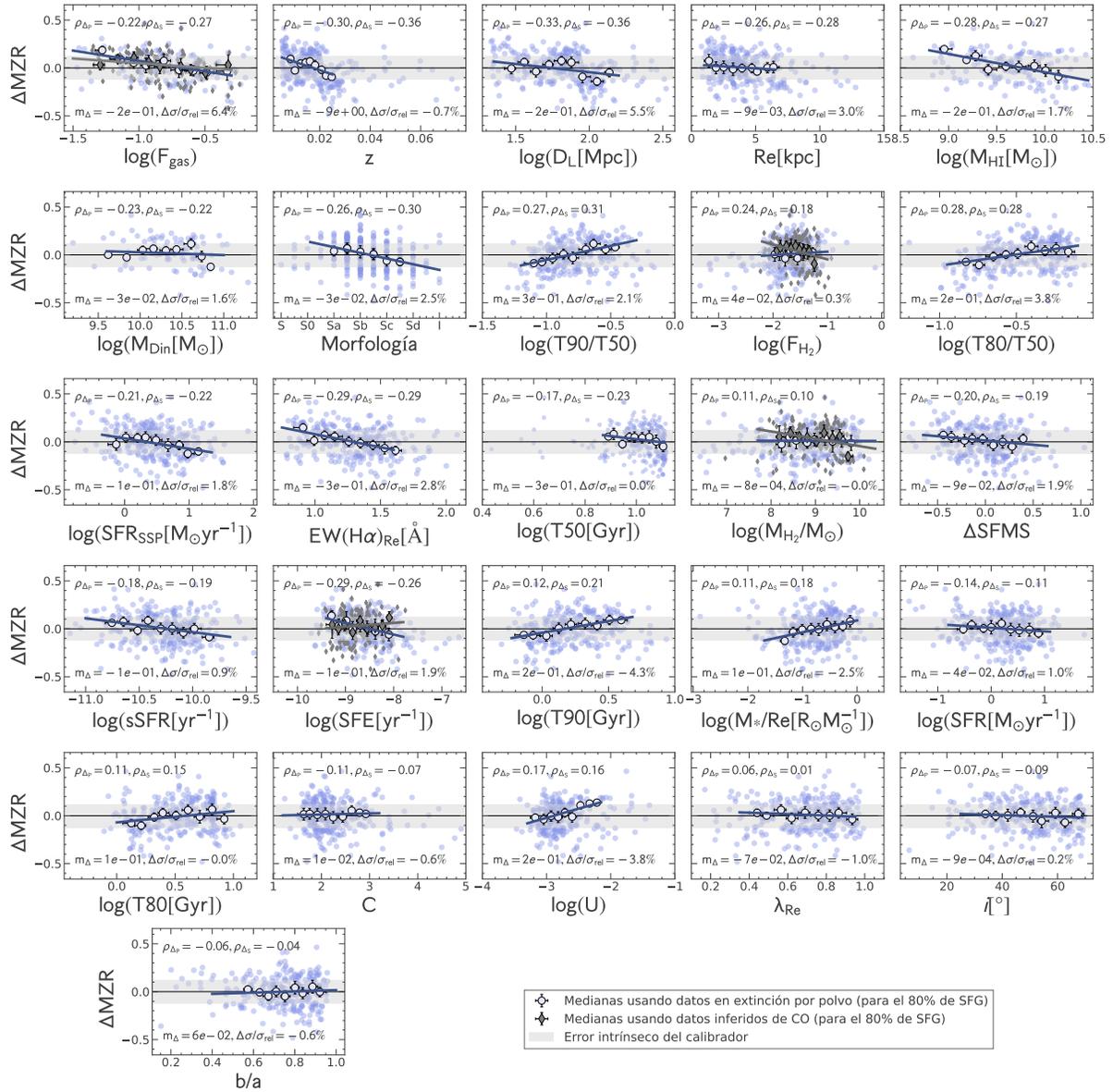


Figura D.1: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador D16-N2S2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

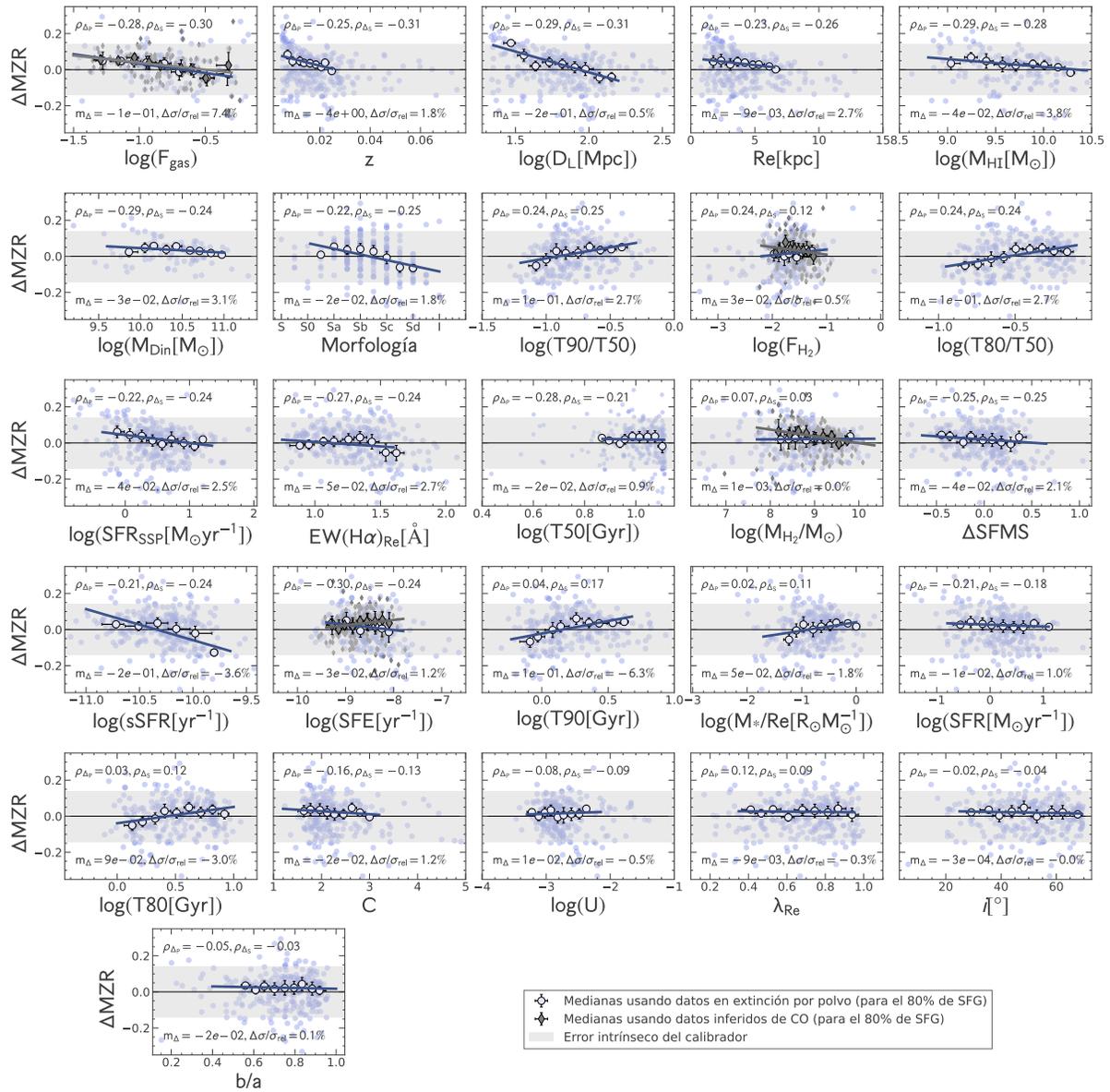


Figura D.2: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador PP04-O3N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

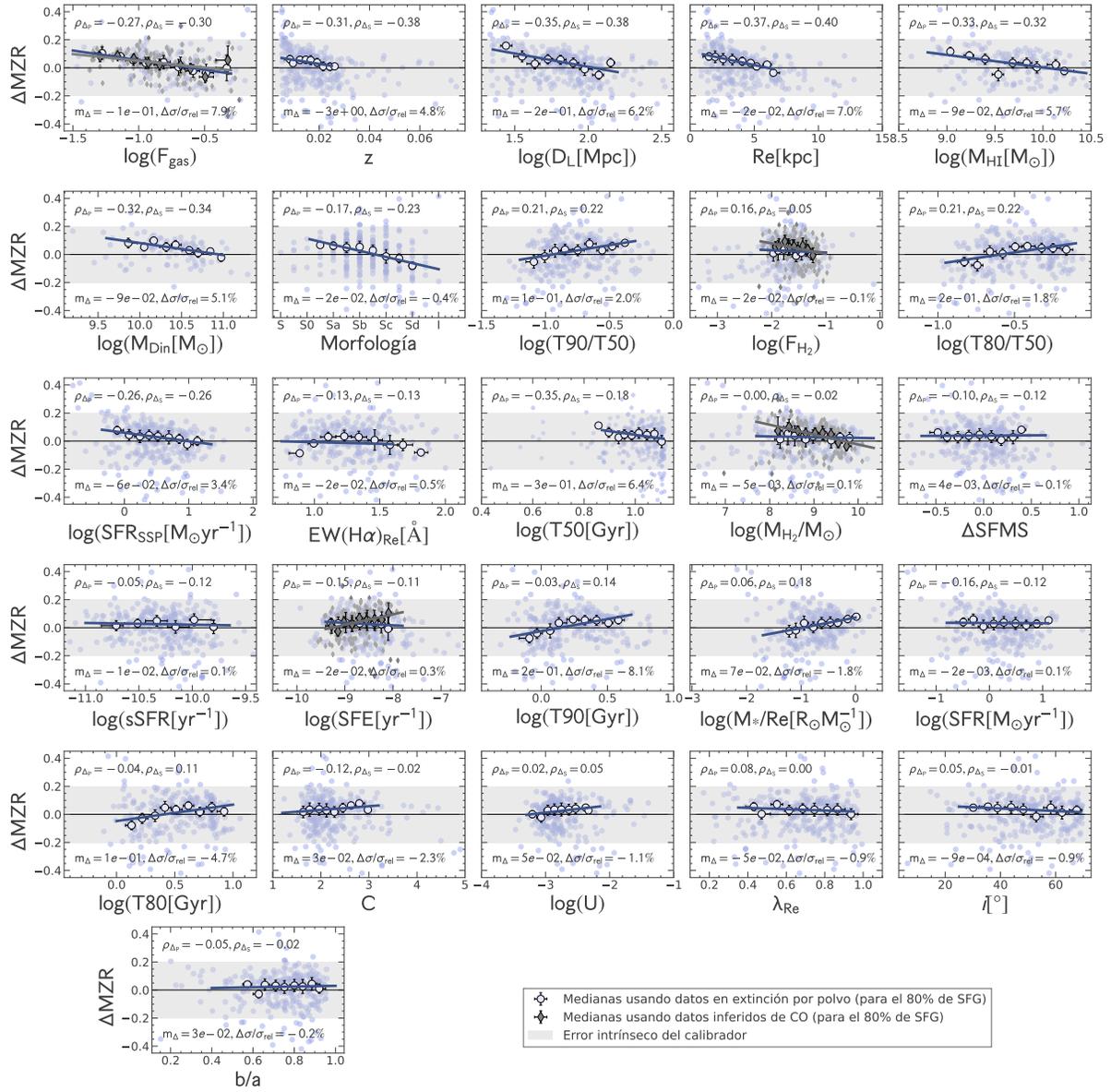


Figura D.3: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador D13-PYQZ. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

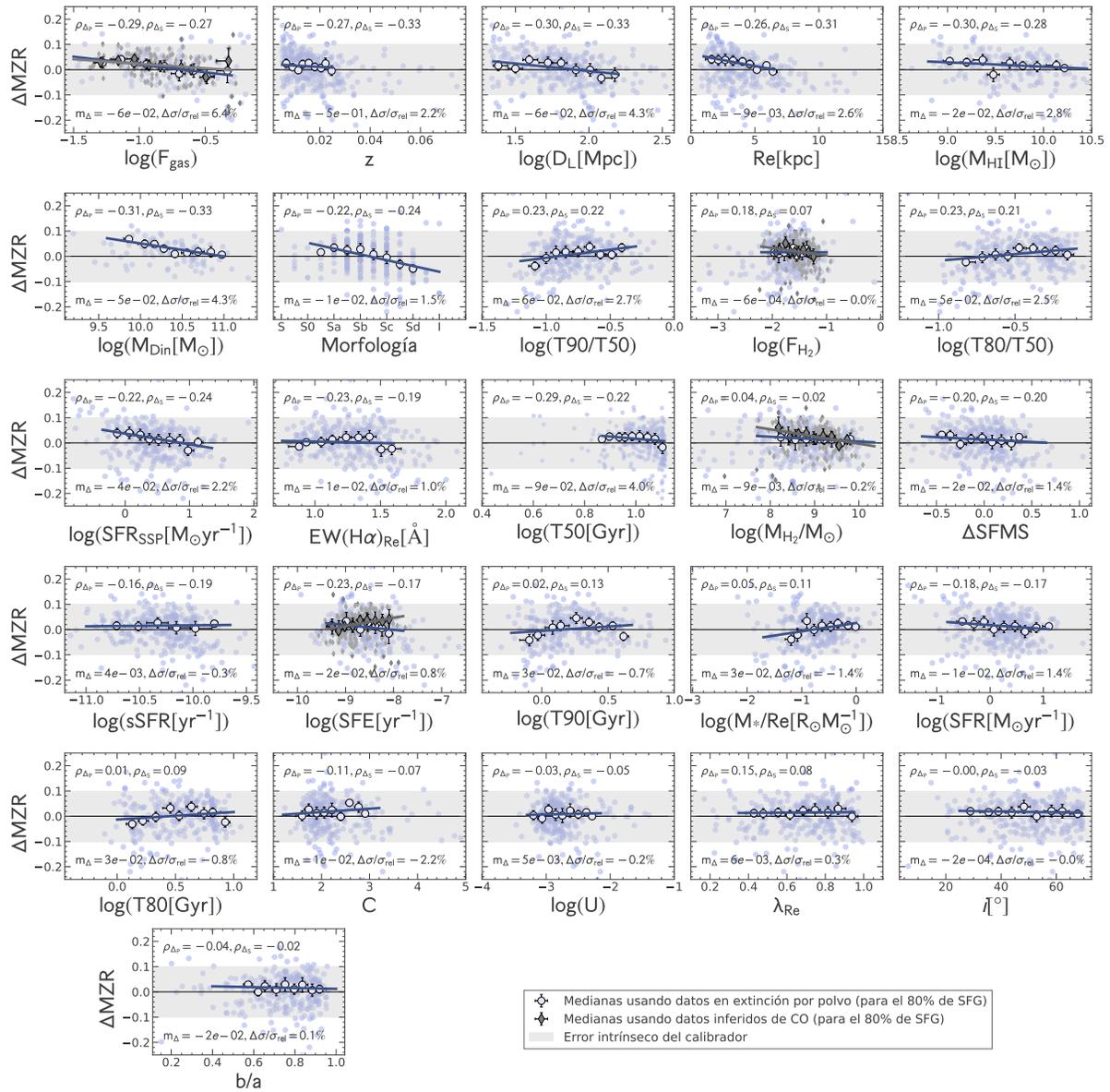


Figura D.4: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador P12-T2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

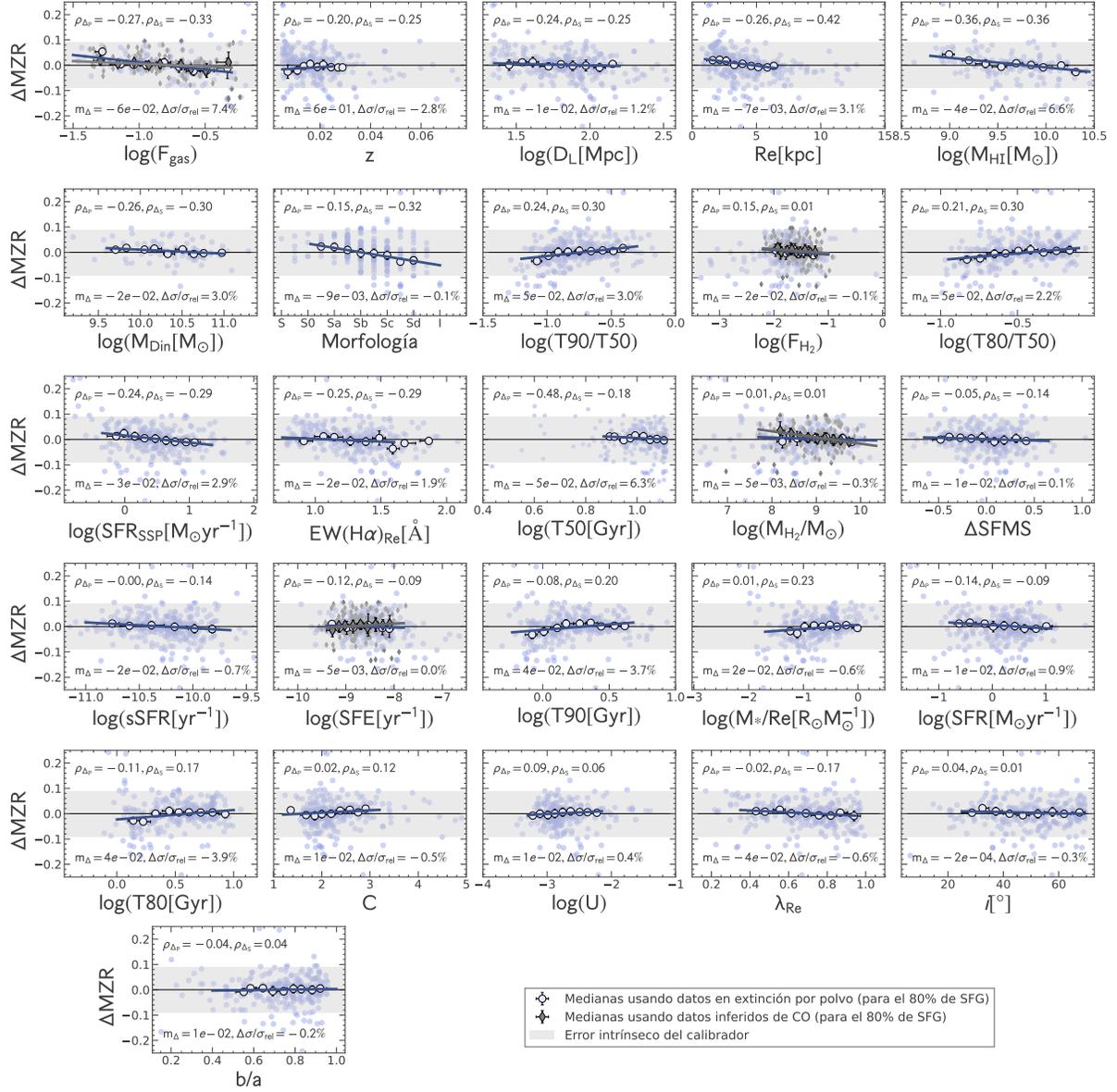


Figura D.5: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador M13-N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

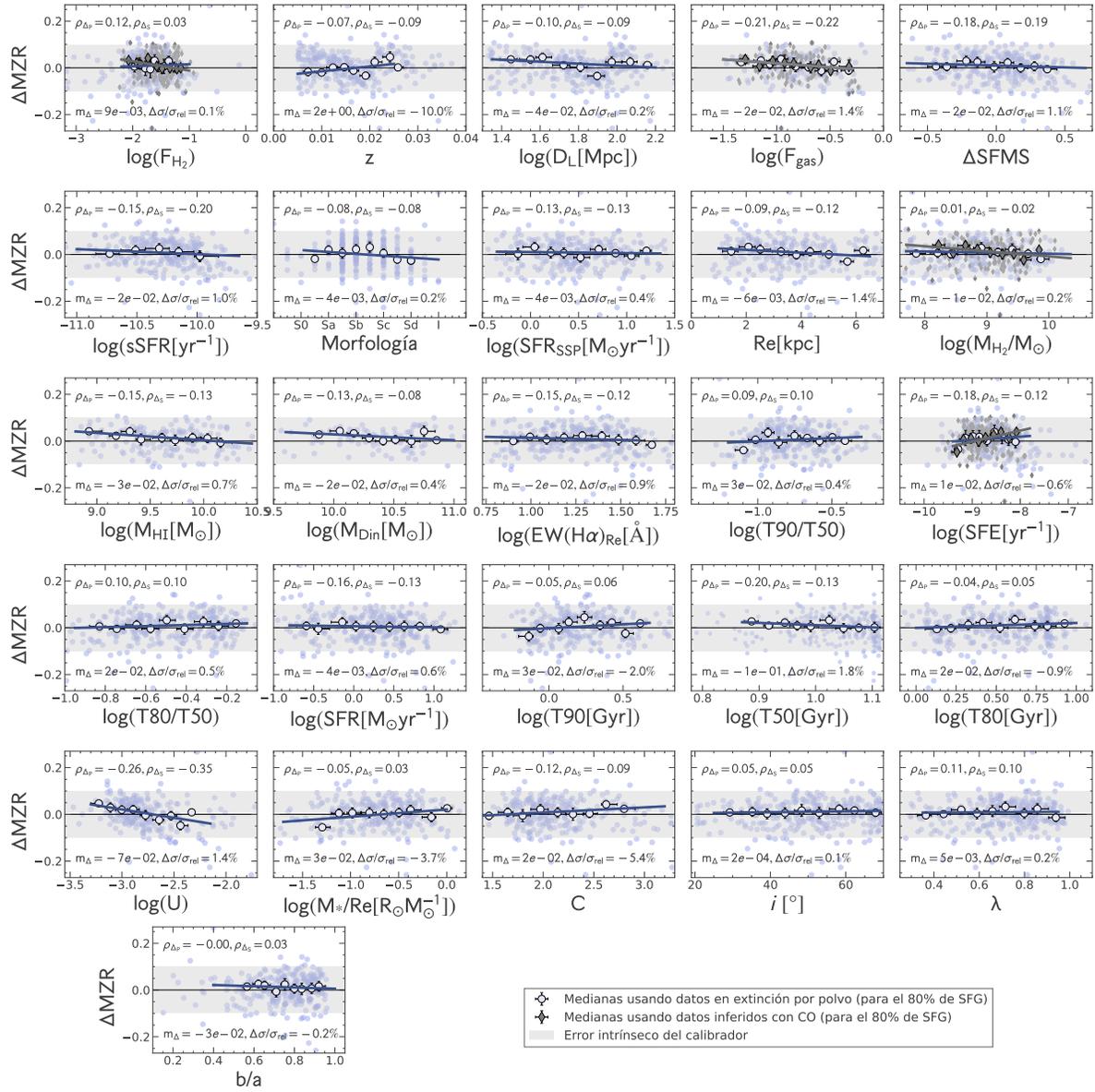


Figura D.6: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador PM09-O3N2. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

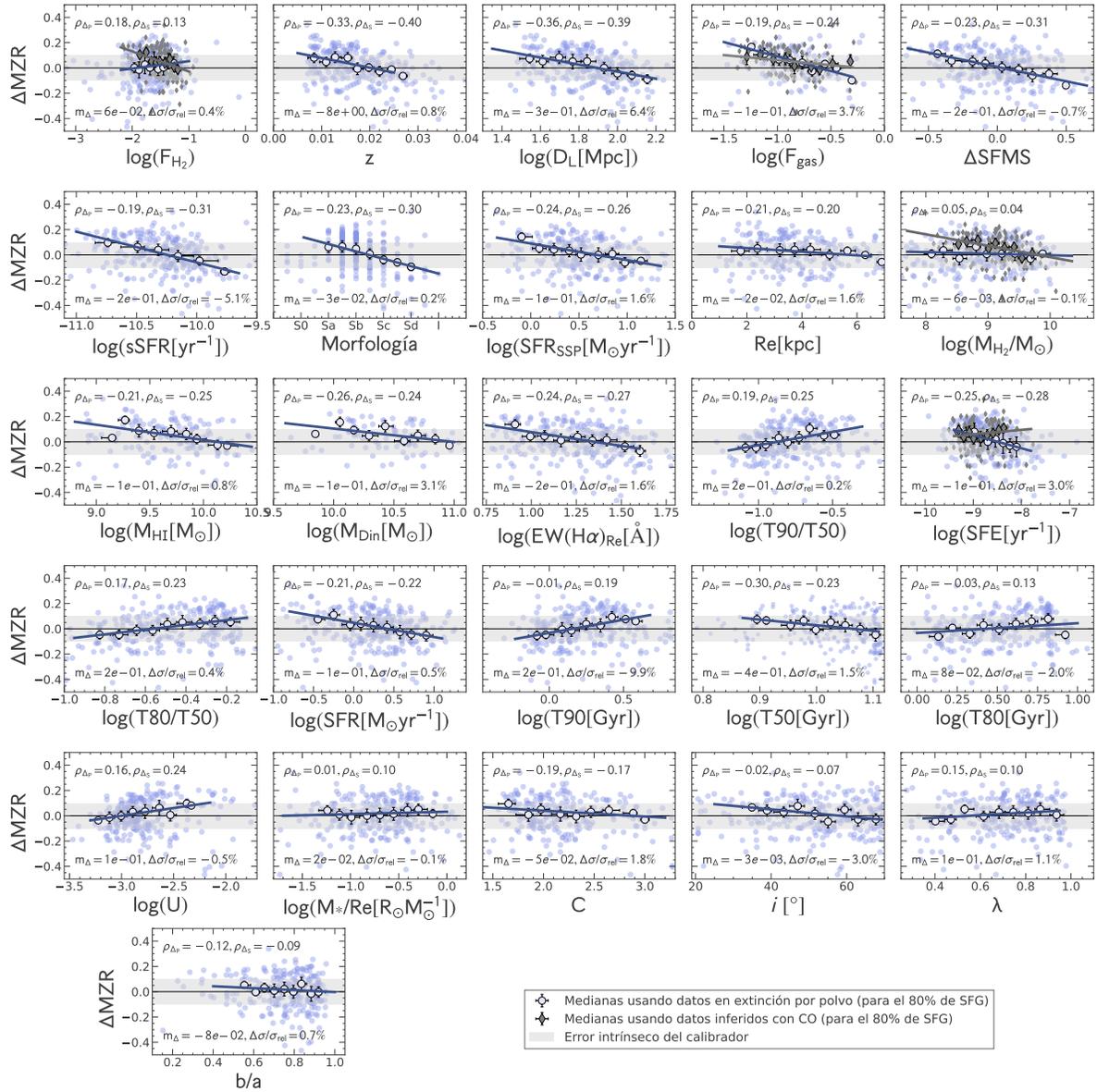


Figura D.7: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador M08-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

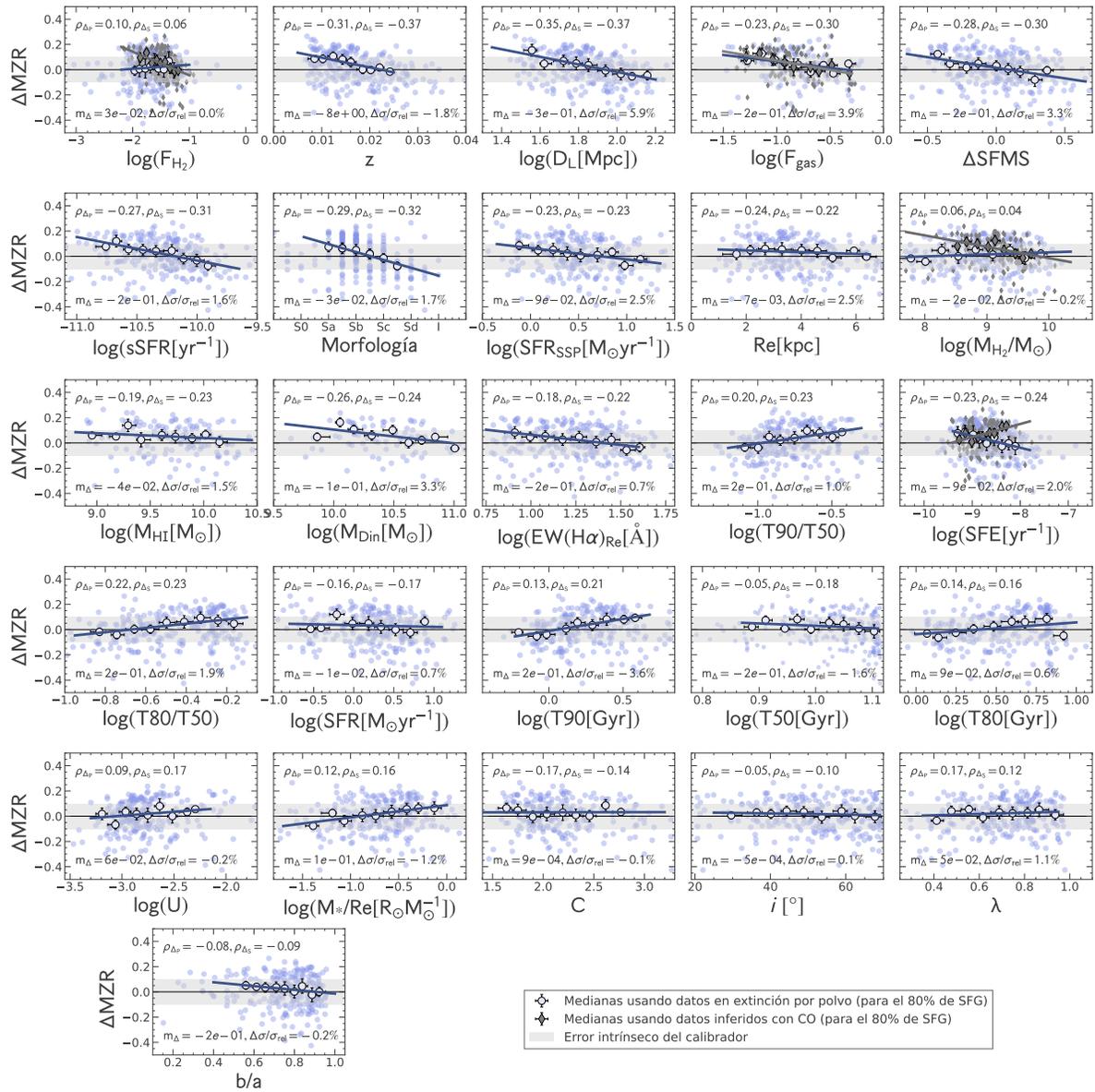


Figura D.8: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador T04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

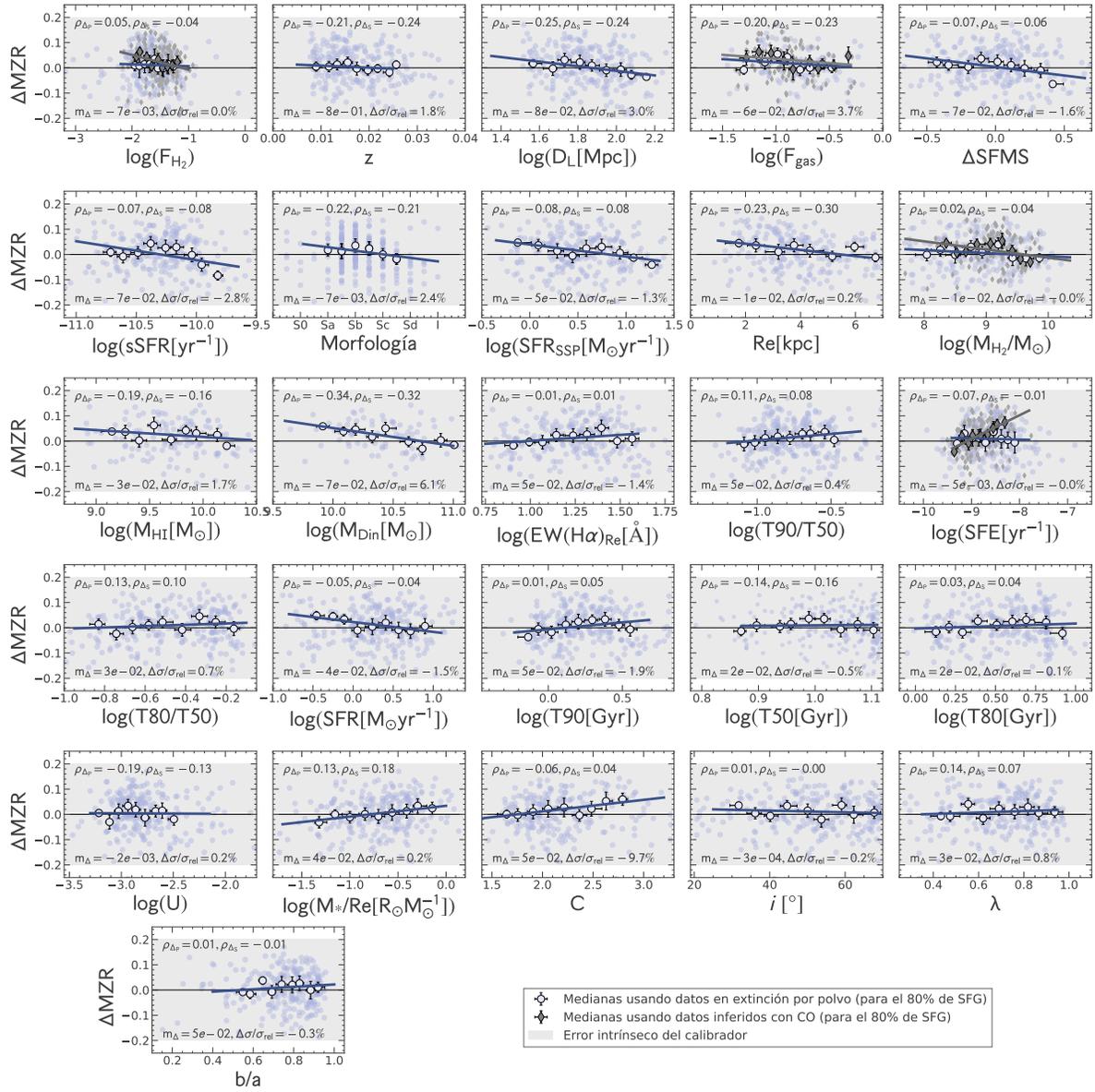


Figura D.9: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador KK04-R23. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

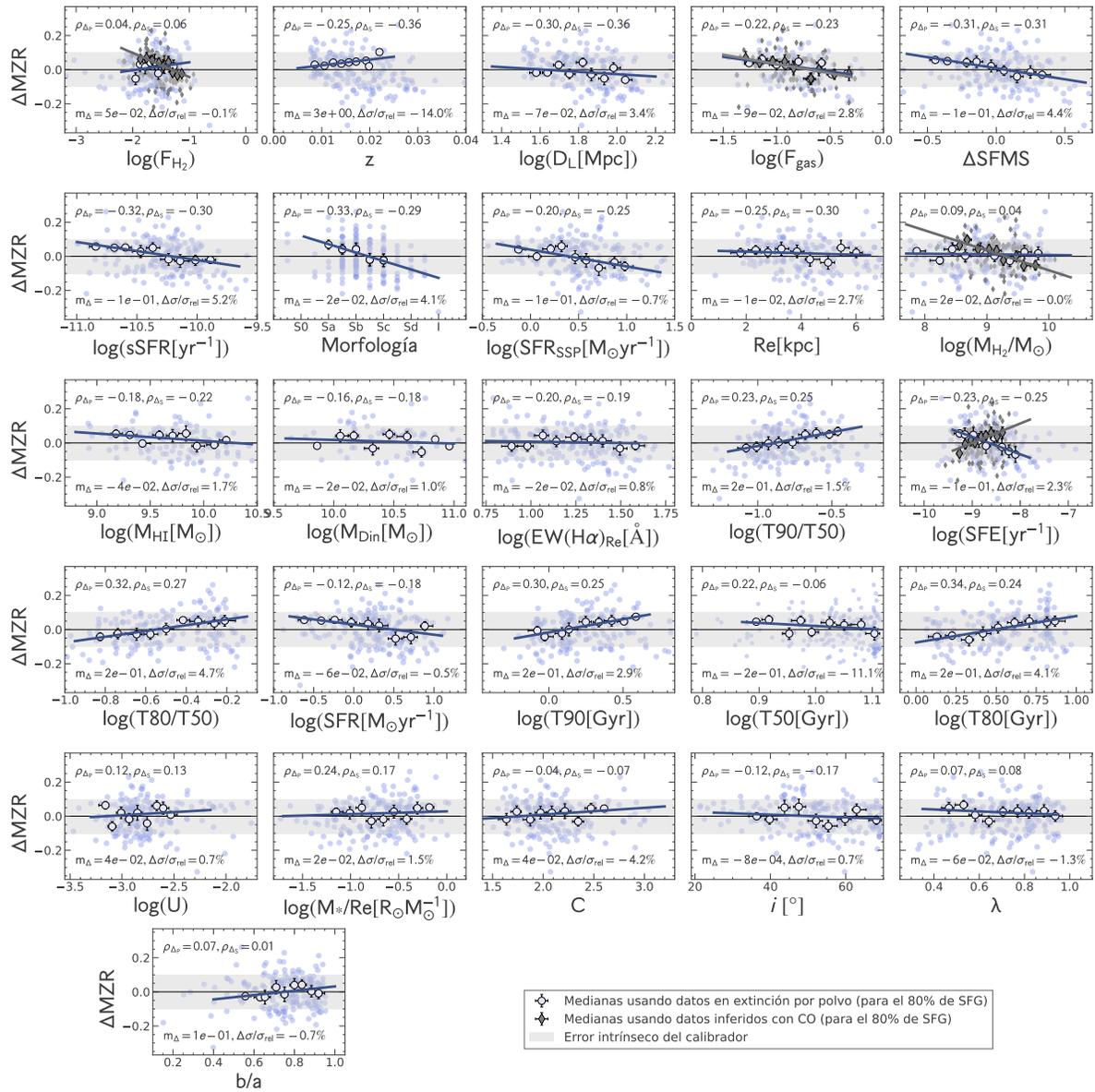


Figura D.10: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador T18-NB. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

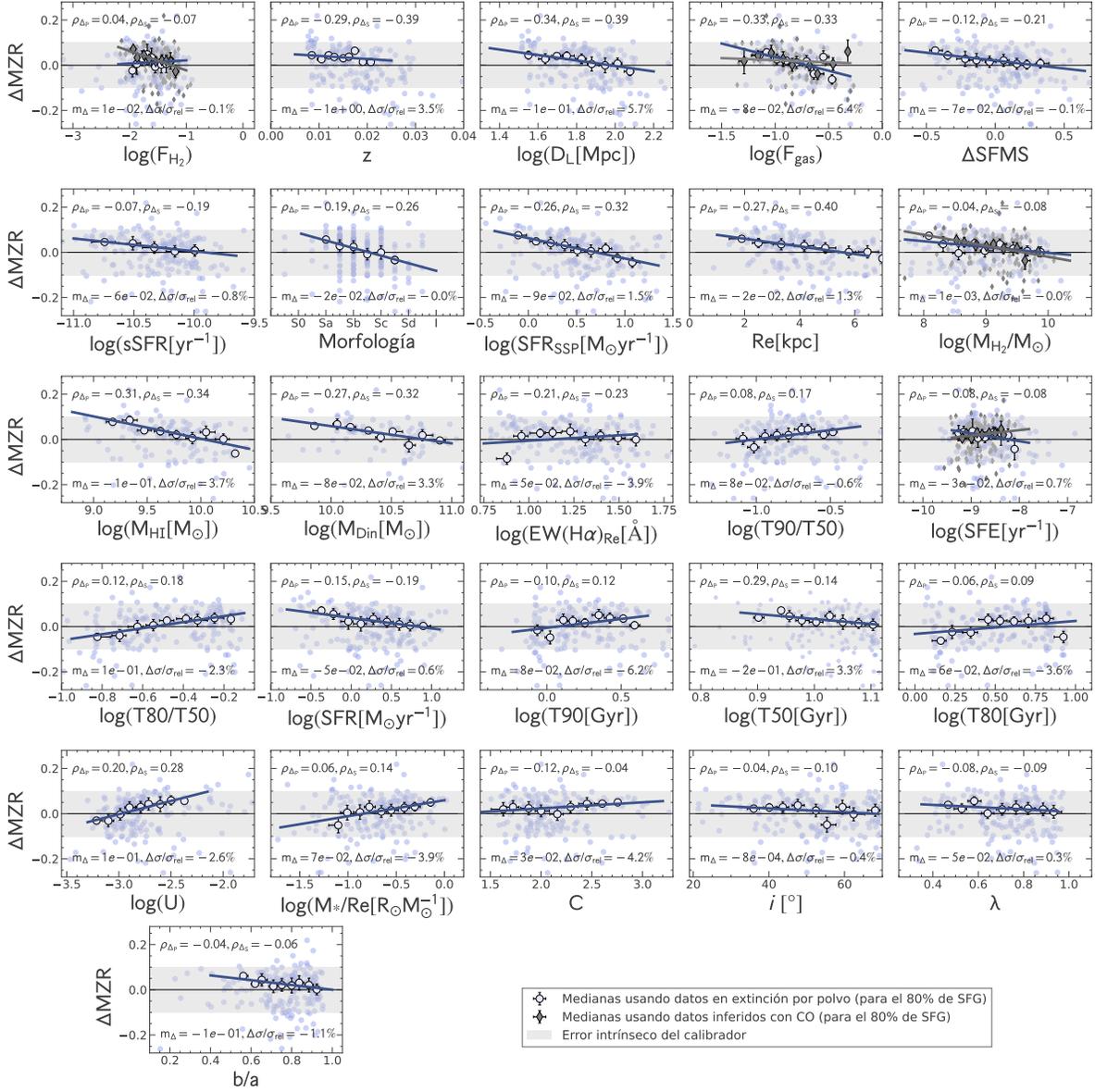


Figura D.11: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador PG16-R. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

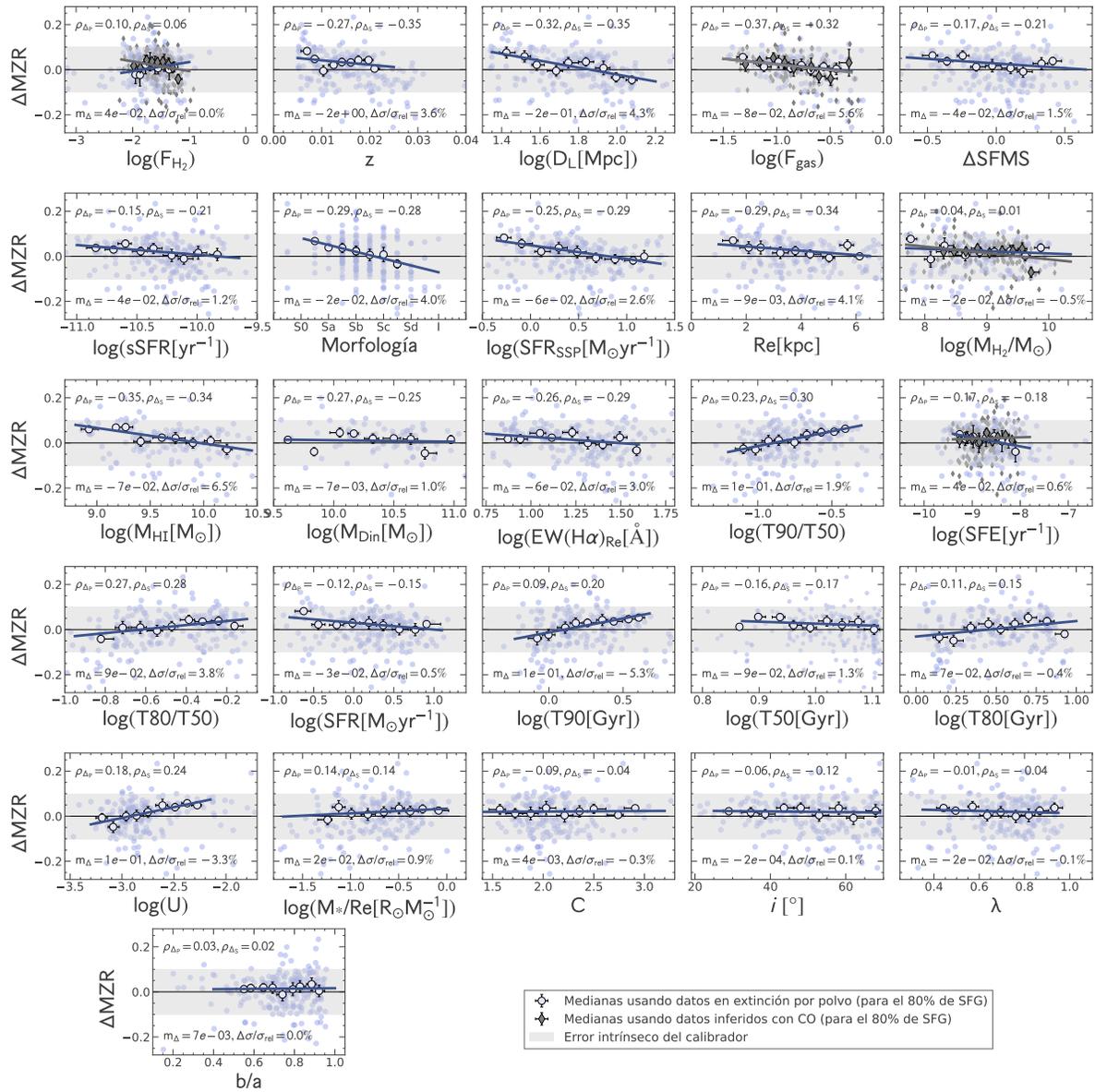


Figura D.12: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador PG16-S. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

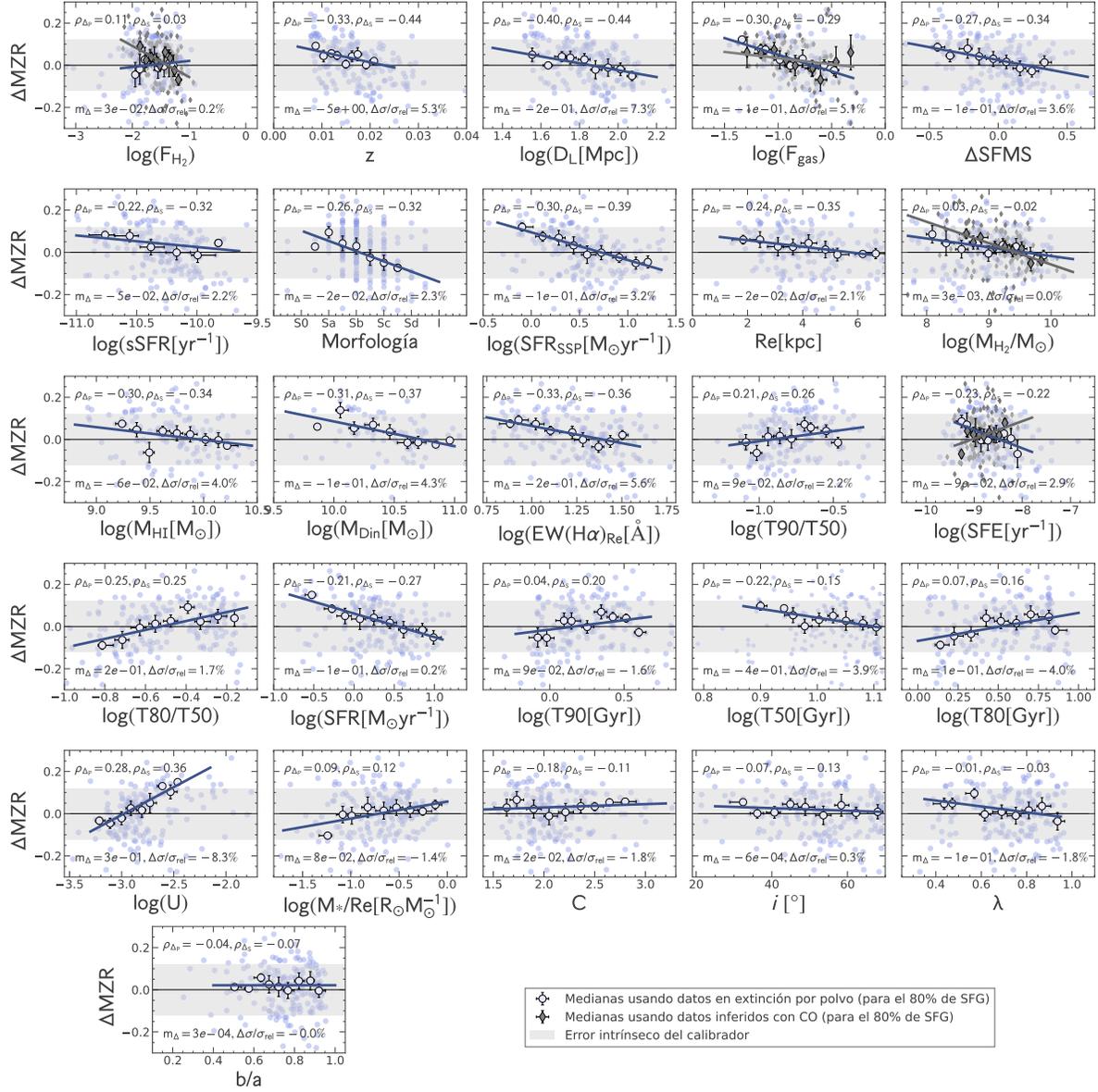


Figura D.13: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador H19-NN. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

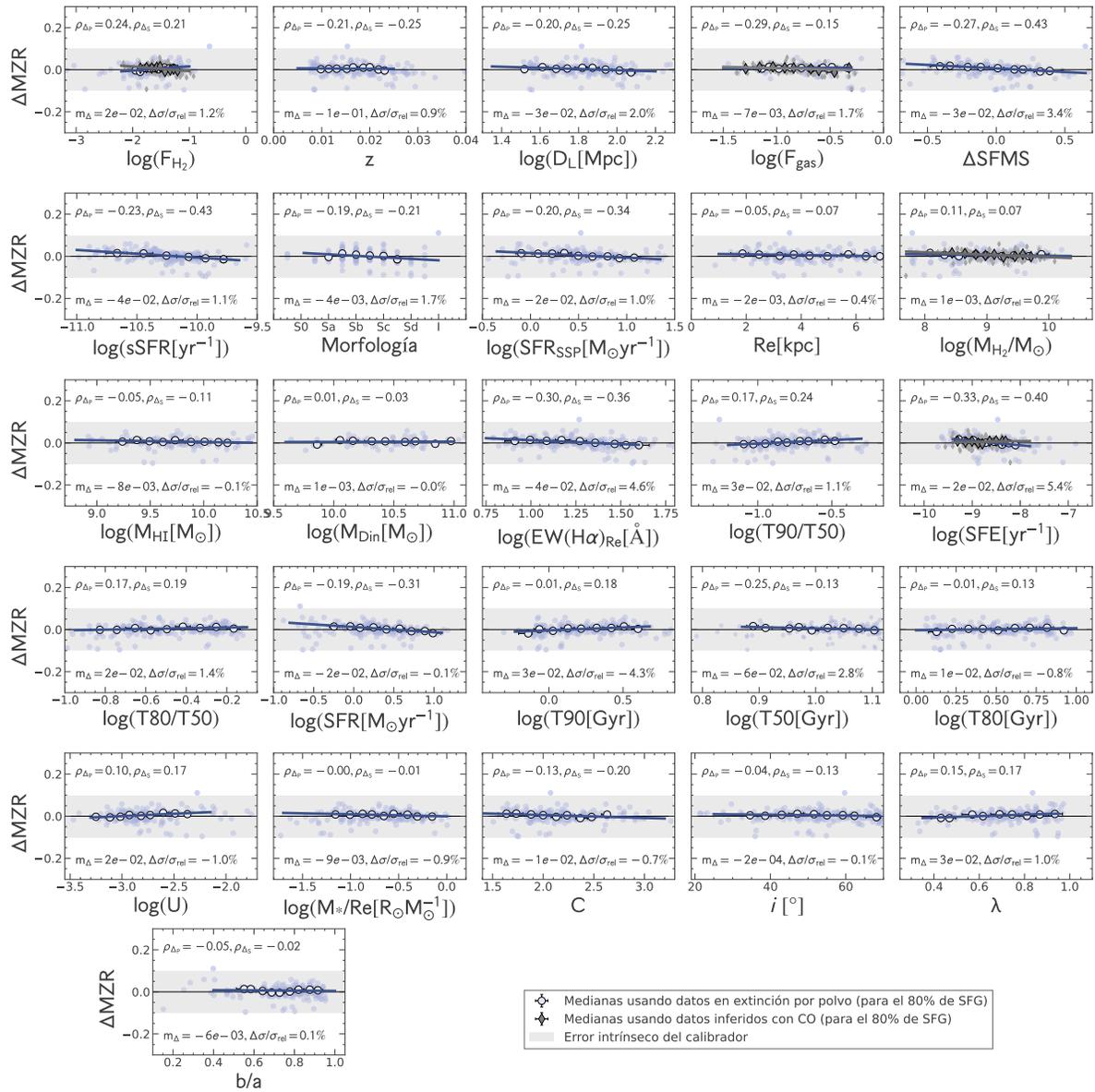


Figura D.14: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador B15-IZI. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

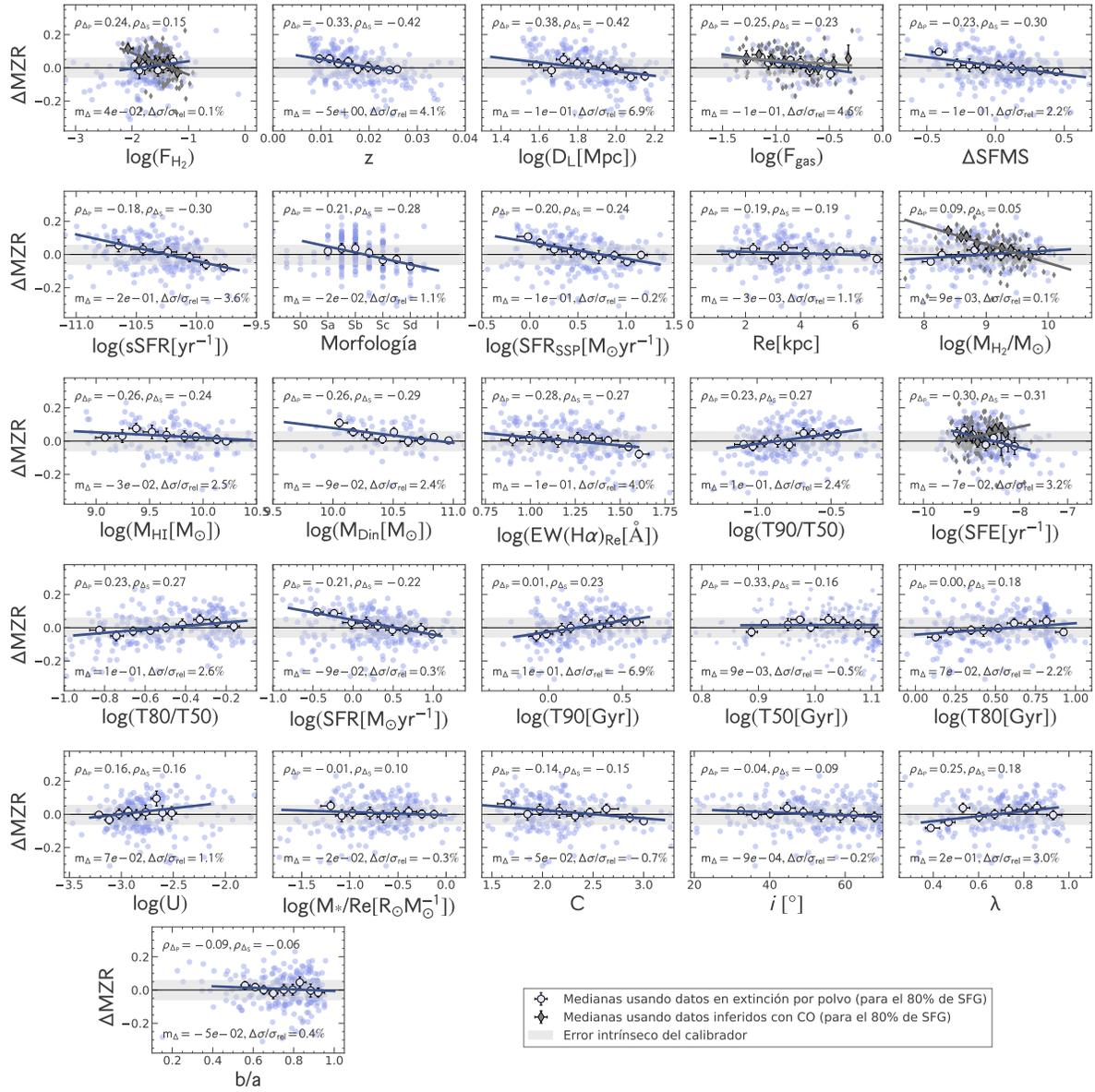


Figura D.15: Residuos de la mejor MZR en función de los 31 observables explorados para el calibrador P10-ONS. Los paneles, símbolos, colores, barras de error y líneas representan los mismo que los descritos para la Fig. 4.10, para el presente calibrador.

Apéndice E

Reducción de la dispersión de la FMR para diferentes agrupados de datos

En el Cap. 5, Sec. 5.3, describimos como la dispersión de la FMR varía en función del valor adoptado para el parámetro α . Los resultados de dicho análisis se mostraron en la 5.4, donde se representa la variación de la dispersión estándar en función de α para el calibrador M13-O3N2, usando los agrupados FS y VS. En este apéndice presentamos los resultados complementarios obtenidos cuando se adopta los diferentes métodos de agrupado (FS, VS y sin agrupar) sobre la muestra completa o usando solo el 80 %.

Las Figs. E.1 y E.3 presentan el comportamiento de la dispersión total σ_{Tot} en función de α , usando el 100 % y el 80 % de los datos del muestreo SDSS-DR7, respectivamente. Las Figs. E.2 y E.4 muestran la variación de $\tilde{\chi}^2$ en función de α para los calibradores M08-R23, M08-N2, M08-R23N2, N06-R23, N06-N2, N06-R23N2 y N06M08-R23N2 obtenidos para el 100 % y el 80 % de los datos, respectivamente.

Las Figs. E.5 y E.7 muestran el comportamiento de la dispersión intrínseca σ_{Int} en función de α usando el 100 % de los datos del muestreo SDSS-DR7. Las Figs. E.6 y E.8 presentan la variación de $\tilde{\chi}^2$ en función de α para los calibradores M08-R23, M08-N2, M08-R23N2, N06-R23, N06-N2, N06-R23N2 y N06M08-R23N2, obtenidos para el 100 % y 80 % de los datos, respectivamente.

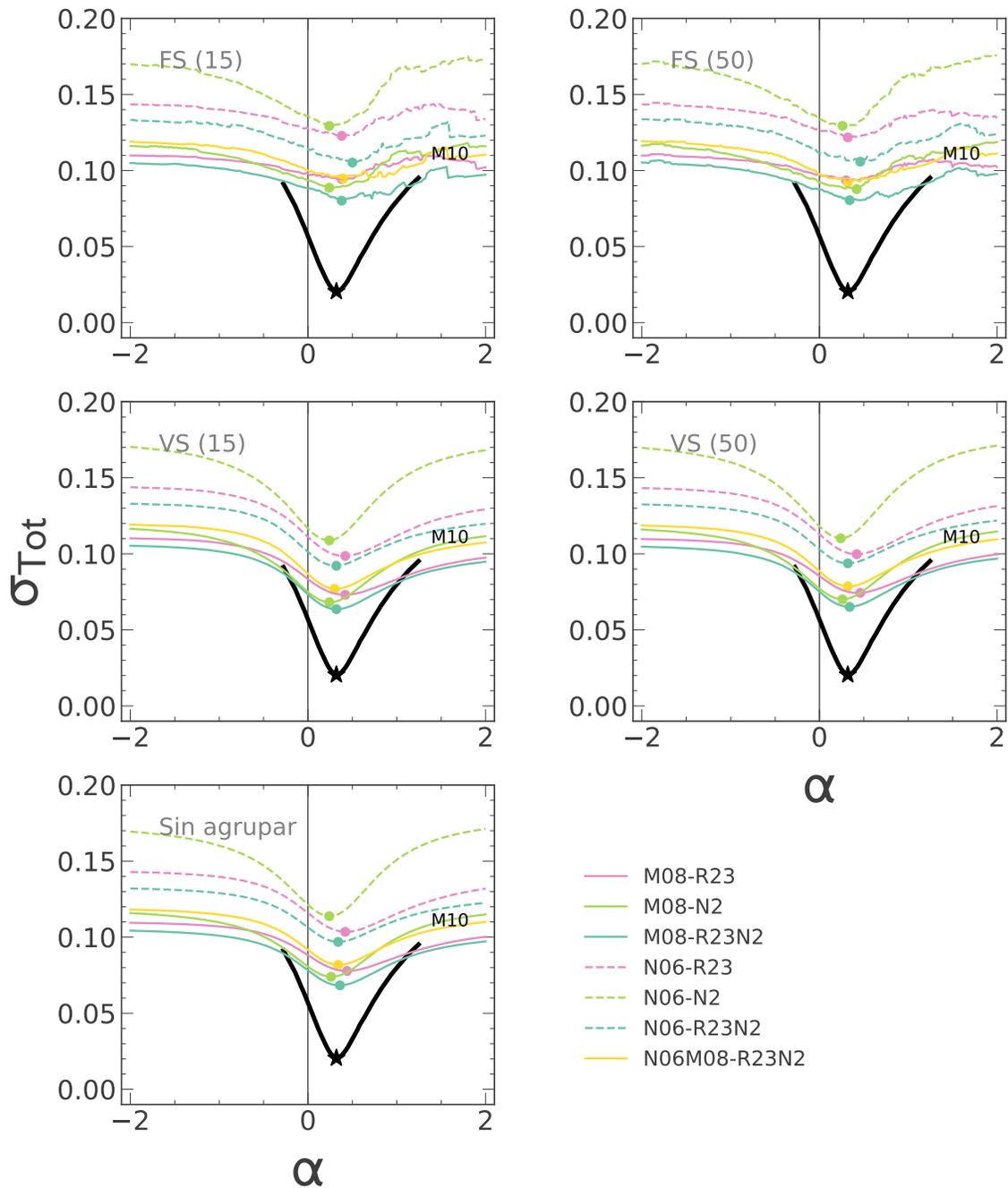


Figura E.1: Desviación estándar total de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar y la tasa de formación estelar usando los cinco diferentes agrupados de datos para la muestra completa de galaxias con formación estelar del catálogo VAC del SDSS-DR7.

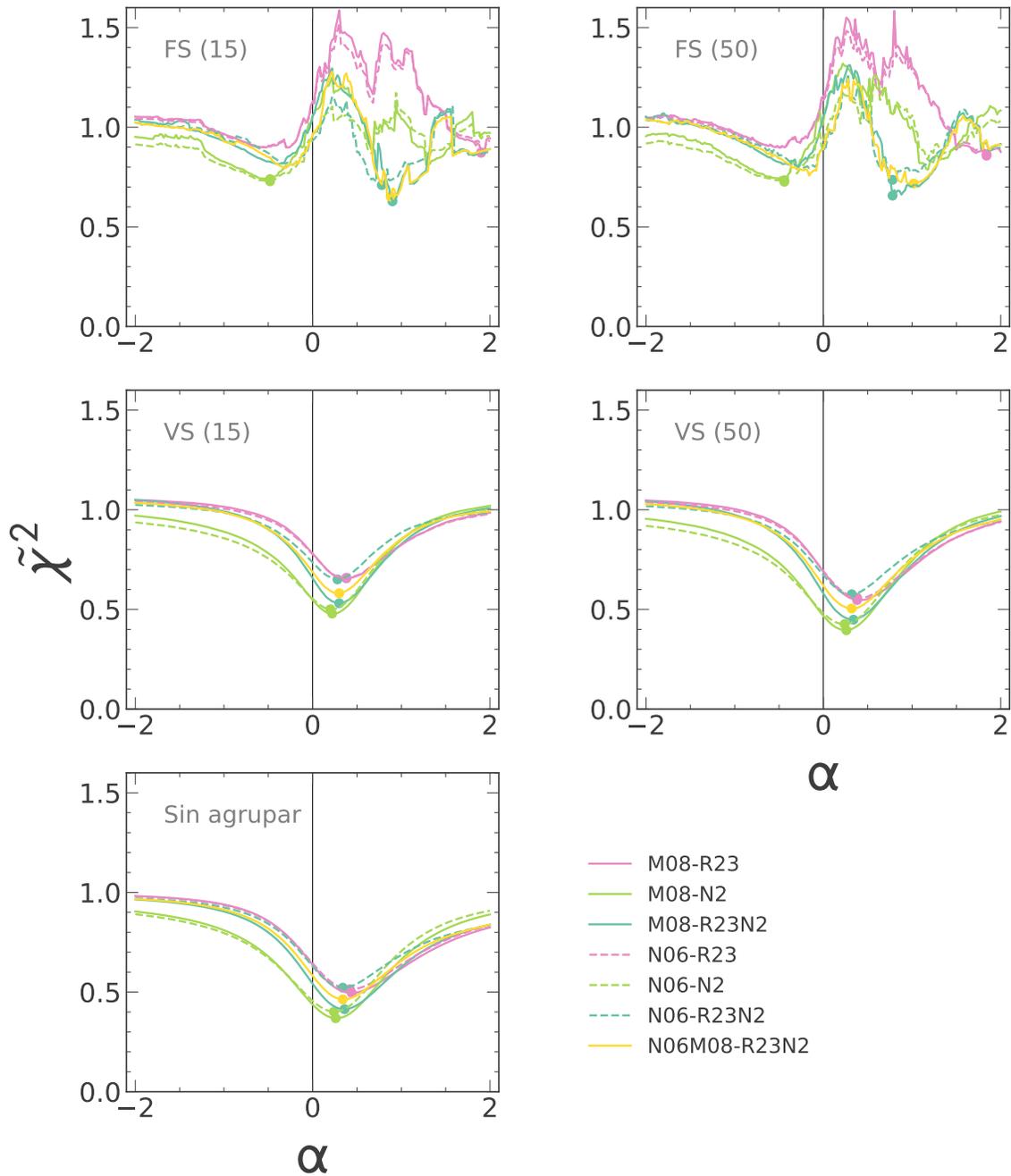


Figura E.2: Variación de $\tilde{\chi}^2$ en función del parámetro α para la muestra completa de galaxias con formación estelar del catálogo VAC del SDSS-DR7

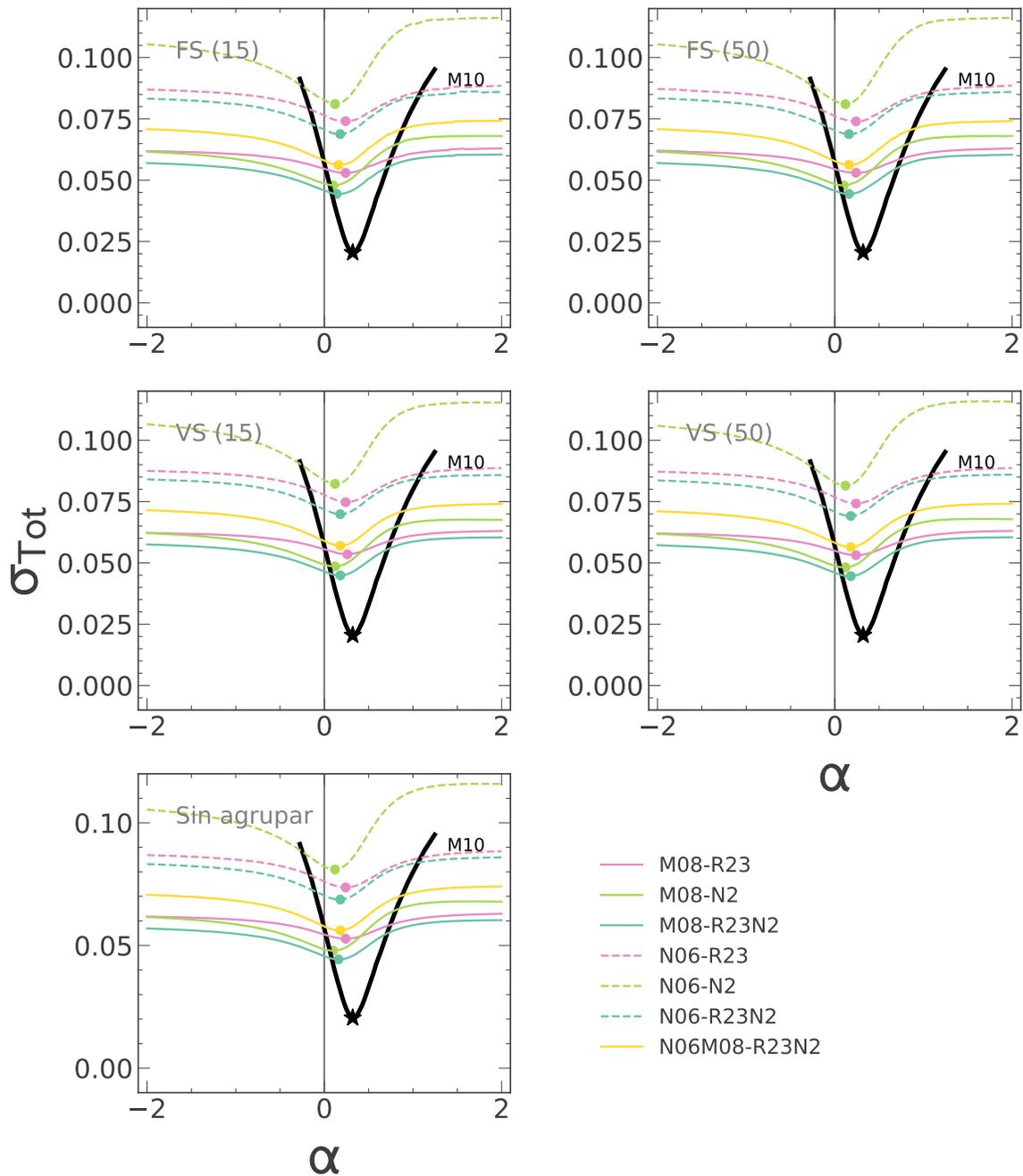


Figura E.3: Desviación estándar total de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar y la tasa de formación estelar usando los cinco diferentes agrupados de datos para el 80 % de galaxias con formación estelar del catálogo VAC del SDSS-DR7.

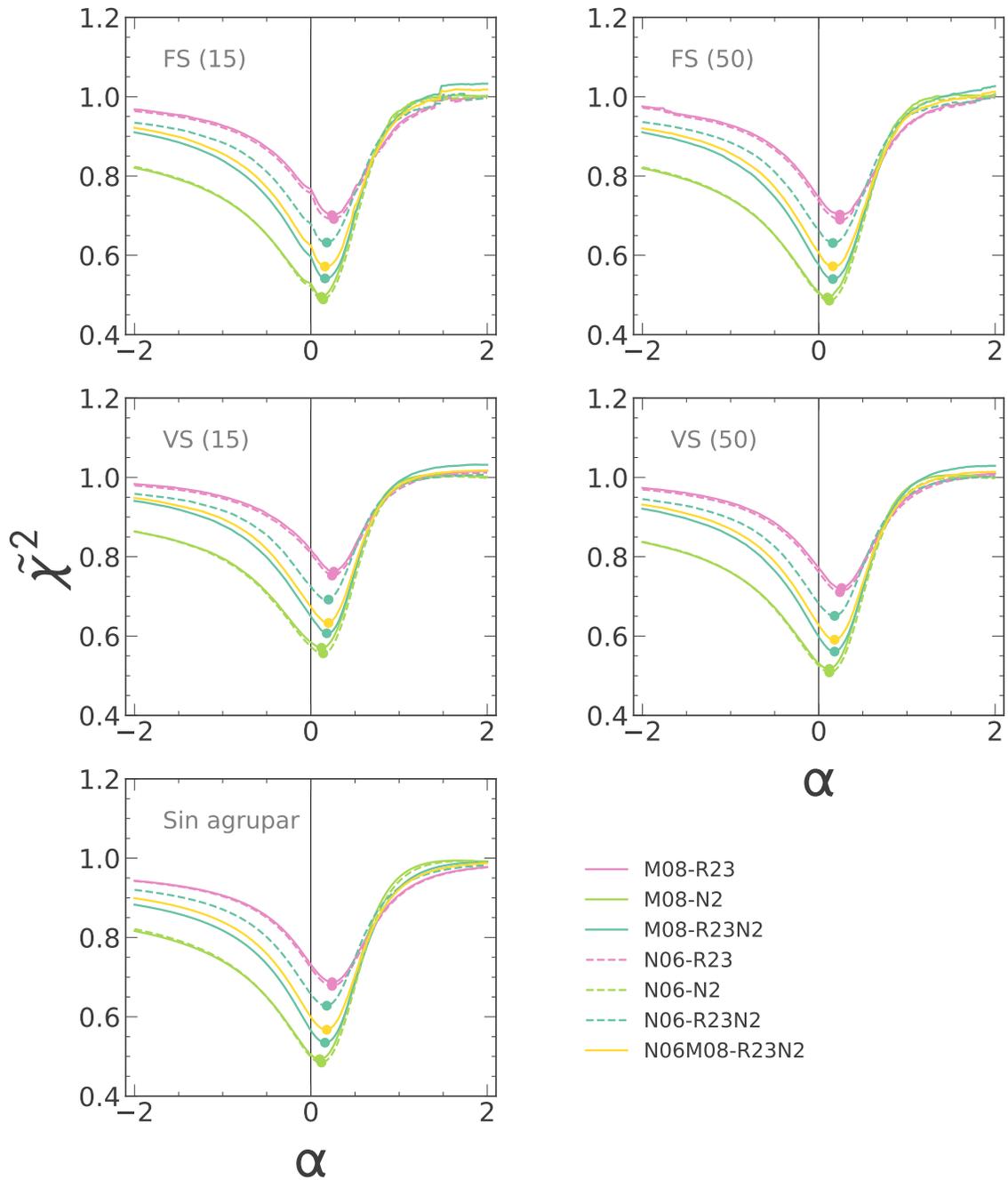


Figura E.4: Variación de $\tilde{\chi}^2$ en función del parámetro α para el 80 % de galaxias con formación estelar del catálogo VAC del SDSS-DR7

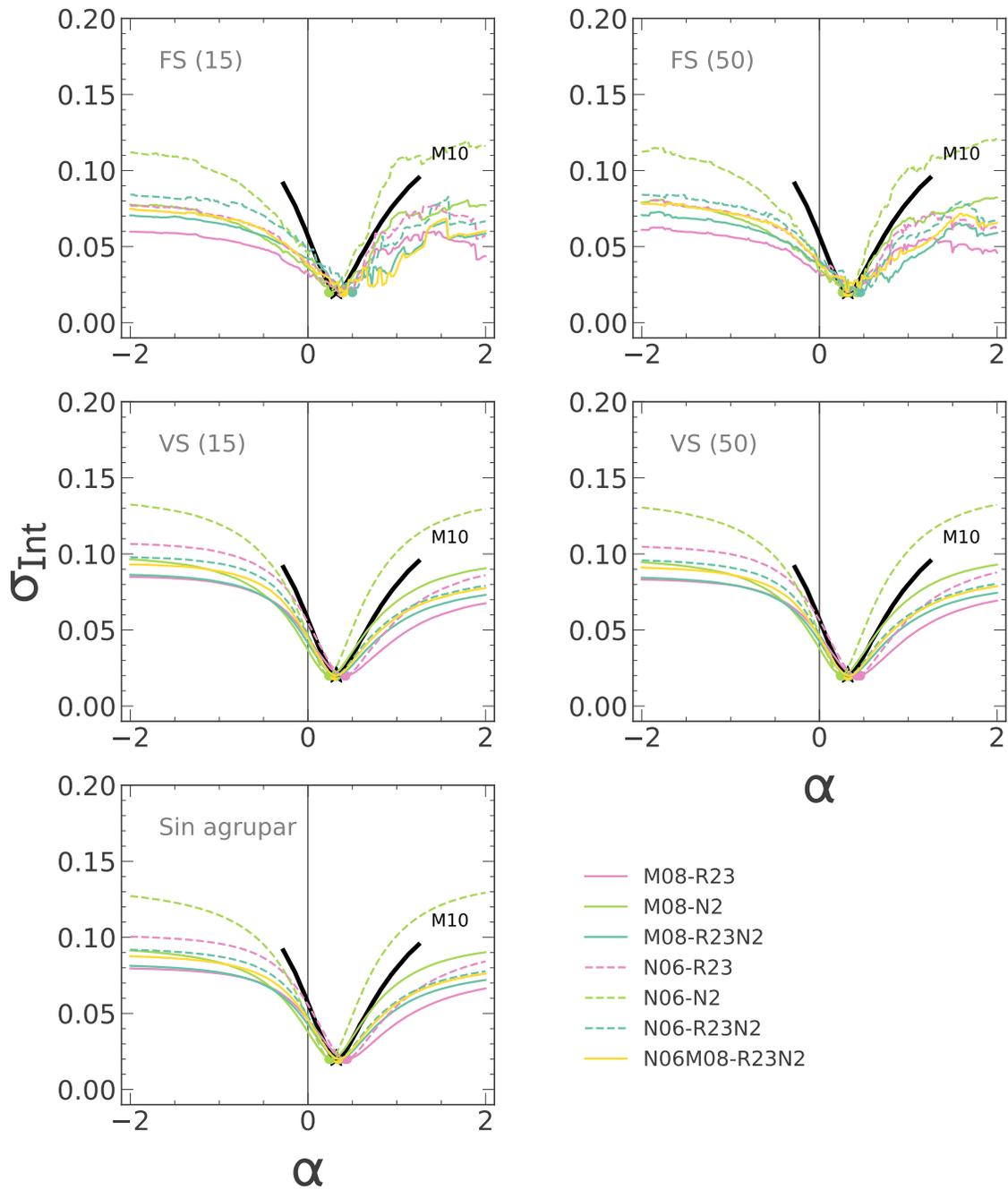


Figura E.5: Desviación estándar intrínseca de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar y la tasa de formación estelar usando los cinco diferentes agrupados de datos para la muestra completa de galaxias con formación estelar del catálogo VAC del SDSS-DR7.

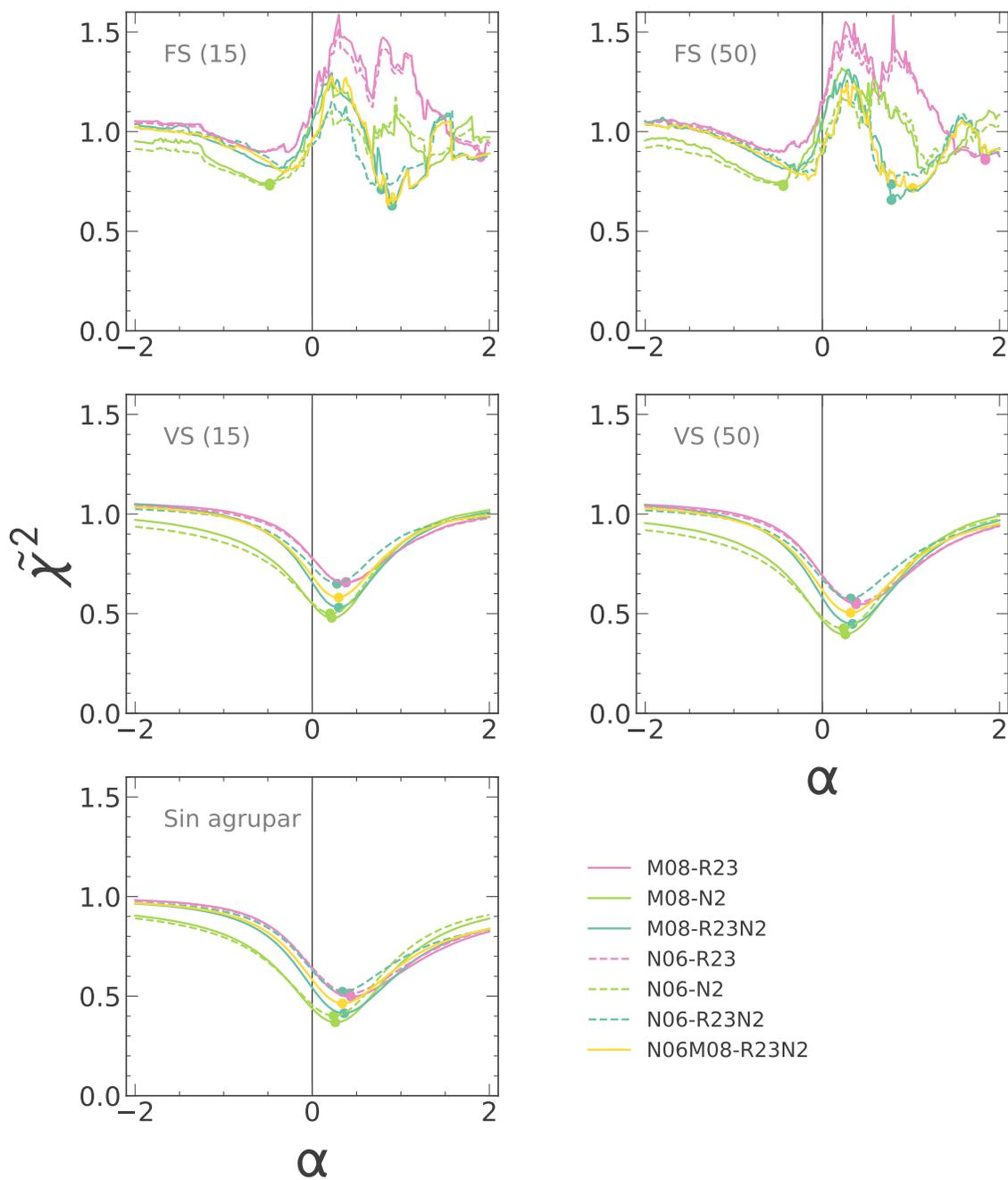


Figura E.6: Variación de $\tilde{\chi}^2$ en función del parámetro α para la muestra completa de SFG asociada a la dispersión estándar intrínseca.

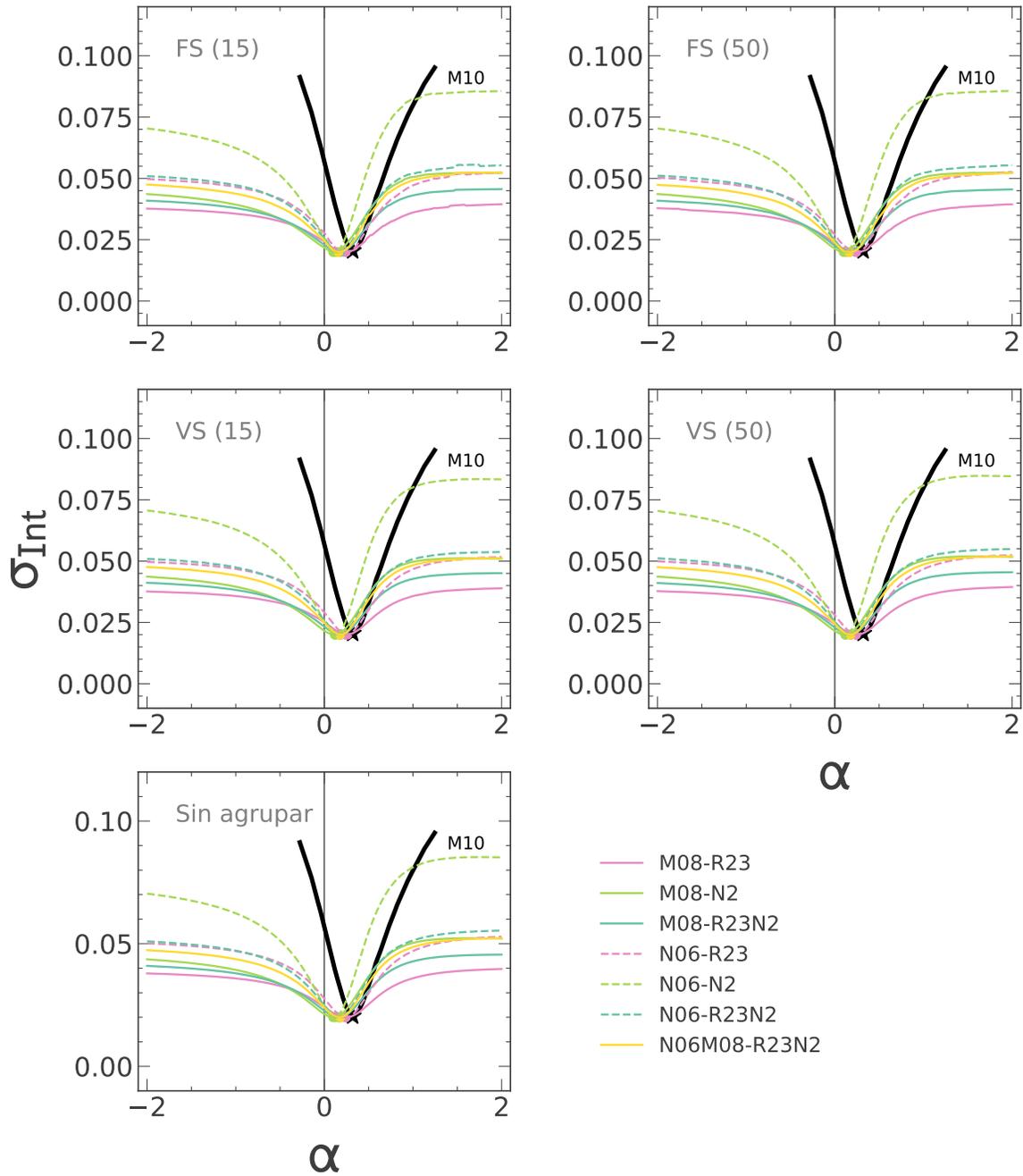


Figura E.7: Desviación estándar intrínseca de la abundancia de oxígeno en función de la masa estelar y la tasa de formación estelar usando los cinco diferentes agrupados de datos para el 80% de galaxias con formación estelar del catálogo VAC del SDSS-DR7.

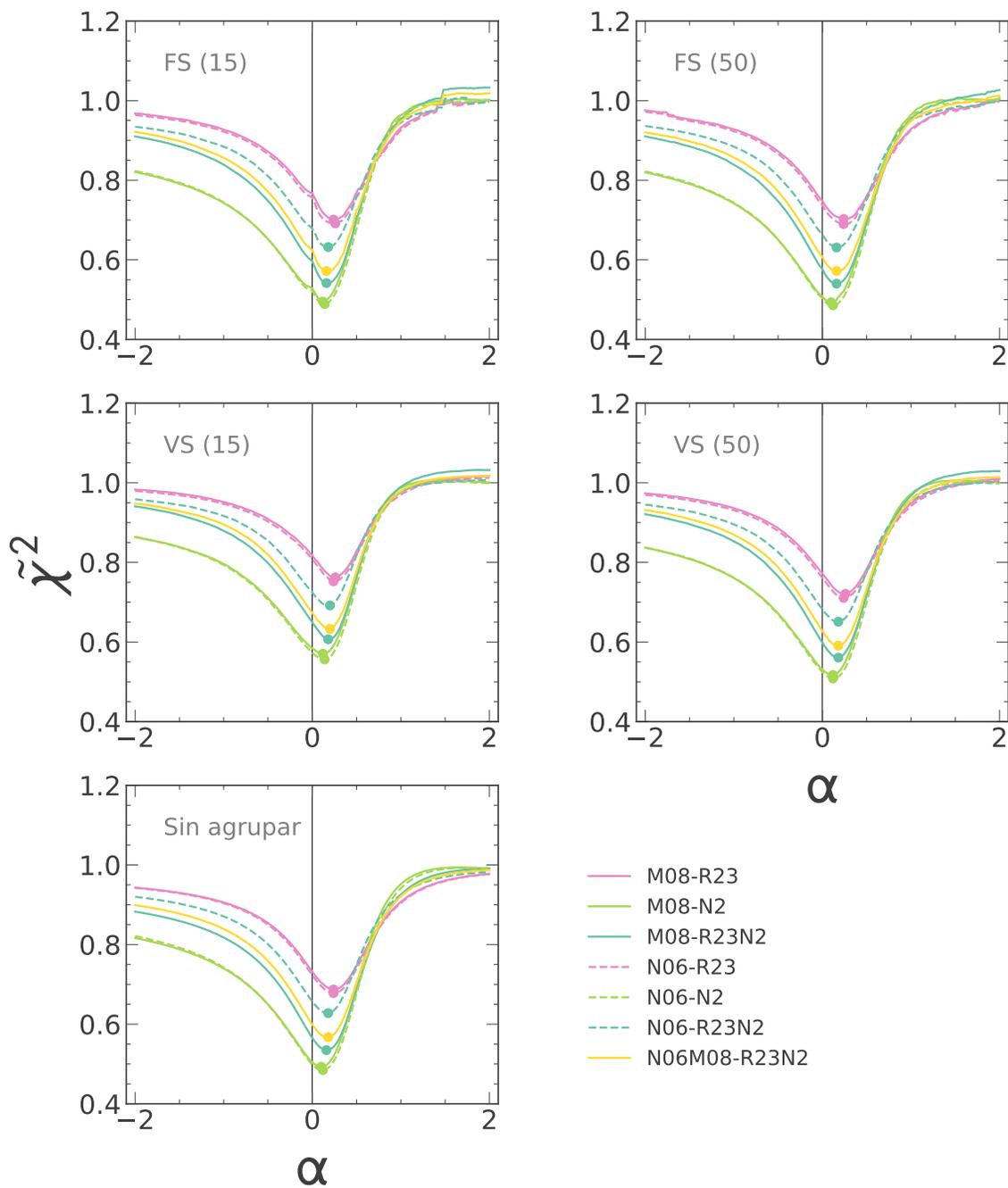


Figura E.8: Variación de $\tilde{\chi}^2$ en función del parámetro α para el 80% de SFG asociada a la dispersión estándar intrínseca

Bibliografía

- Abraham, R. G., Valdes, F., Yee, H. K. C., & van den Bergh, S. 1994, ApJ, 432, 75, doi: [10.1086/174550](https://doi.org/10.1086/174550)
- Acker, A., Köppen, J., Samland, M., & Stenholm, B. 1989, The Messenger, 58, 44
- Akras, S., Monteiro, H., Aleman, I., et al. 2020, , 493, 2238, doi: [10.1093/mnras/staa383](https://doi.org/10.1093/mnras/staa383)
- Allende Prieto, C., Barklem, P. S., Asplund, M., & Ruiz Cobo, B. 2001, ApJ, 558, 830, doi: [10.1086/322474](https://doi.org/10.1086/322474)
- Aller, L. H. 1984, Physics of thermal gaseous nebulae, doi: [10.1007/978-94-010-9639-3](https://doi.org/10.1007/978-94-010-9639-3)
- Allington-Smith, J., & Content, R. 1998, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, 1216, doi: [10.1086/316239](https://doi.org/10.1086/316239)
- Alloin, D., Collin-Souffrin, S., Joly, M., & Vigroux, L. 1979, Astronomy and Astrophysics, 78, 200
- Alvarez-Hurtado, P., Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez, S. F., et al. 2022, ApJ, 929, 47, doi: [10.3847/1538-4357/ac58fb](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac58fb)
- Andrews, B. H., & Martini, P. 2013, ApJ, 765, 140, doi: [10.1088/0004-637X/765/2/140](https://doi.org/10.1088/0004-637X/765/2/140)
- Andrews, B. H., Weinberg, D. H., Schönrich, R., & Johnson, J. A. 2017, The Astrophysical Journal, 835, 224, doi: [10.3847/1538-4357/835/2/224](https://doi.org/10.3847/1538-4357/835/2/224)
- Aquino-Ortíz, E., Valenzuela, O., Sánchez, S. F., et al. 2018, MNRAS, 479, 2133, doi: [10.1093/MNRAS/sty1522](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty1522)
- Aristóteles. 1996, Acerca del cielo: Meteorológicos (Gredos Editorial S.A.). <https://bibliotecaalfayomega.com/wp-content/uploads/2020/03/Acerca-del-cielo-Meteorologicos-Biblioteca-Clasica-Gredos-Aristoteles.pdf>
- Arp, H. 1962, in Problems of Extra-Galactic Research, ed. G. C. McVittie, Vol. 15, 42 (auth.), F. M. 2012, Astronomy and Astrophysics Library (Springer-Verlag Berlin Heidelberg). <http://gen.lib.rus.ec/book/index.php?md5=551EE3C35D3B41021B63FD26CD648374>

-
- Bacon, R., Copin, Y., Monnet, G., et al. 2001, MNRAS, 326, 23, doi: [10.1046/j.1365-8711.2001.04612.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2001.04612.x)
- Baguley, T. 2012, *Serious stats: A guide to advanced statistics for the behavioral sciences*, 1st edn. (Houndmills, Basingstoke; Palgrave Macmillan), 402. https://ocul-crl.primo.exlibrisgroup.com/permalink/010CUL_CRL/j2o5om/alma991015618759705153
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 93, 5, doi: [10.1086/130766](https://doi.org/10.1086/130766)
- Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez, S. F., Heckman, T., Blanc, G. A., & The MaNGA Team. 2017, *ApJ*, 844, 80, doi: [10.3847/1538-4357/aa7aa9](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa7aa9)
- Barrera-Ballesteros, J. K., Heckman, T. M., Zhu, G. B., et al. 2016, MNRAS, 463, 2513, doi: [10.1093/MNRAS/stw1984](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stw1984)
- Barrera-Ballesteros, J. K., Heckman, T., Sánchez, S. F., et al. 2018, *ApJ*, 852, 74, doi: [10.3847/1538-4357/aa9b31](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa9b31)
- Barrera-Ballesteros, J. K., Utomo, D., Bolatto, A. D., et al. 2020, MNRAS, 492, 2651, doi: [10.1093/MNRAS/stz3553](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz3553)
- Barrera-Ballesteros, J. K., Heckman, T., Sánchez, S. F., et al. 2021, *ApJ*, 909, 131, doi: [10.3847/1538-4357/abd855](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abd855)
- Begum, A., & Chengalur, J. N. 2005, MNRAS, 362, 609, doi: [10.1111/j.1365-2966.2005.09342.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09342.x)
- Berg, D. A., Skillman, E. D., Marble, A. R., et al. 2012, *ApJ*, 754, 98, doi: [10.1088/0004-637X/754/2/98](https://doi.org/10.1088/0004-637X/754/2/98)
- Bernardi, M., Shankar, F., Hyde, J. B., et al. 2010, , 404, 2087, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.16425.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16425.x)
- Bershady, M. A. 2009, arXiv e-prints, arXiv:0910.0167. <https://arxiv.org/abs/0910.0167>
- Bershady, M. A., Jangren, A., & Conselice, C. J. 2000, *Astronomical Journal*, 119, 2645, doi: [10.1086/301386](https://doi.org/10.1086/301386)
- Bershady, M. A., Verheijen, M. A. W., Swaters, R. A., et al. 2010, *ApJ*, 716, 198, doi: [10.1088/0004-637X/716/1/198](https://doi.org/10.1088/0004-637X/716/1/198)
- Bethe, H. A. 1939, *Phys. Rev.*, 55, 434, doi: [10.1103/PhysRev.55.434](https://doi.org/10.1103/PhysRev.55.434)
- Binette, L., Magris, C. G., Stasińska, G., & Bruzual, A. G. 1994, *Astronomy and Astrophysics*, 292, 13

-
- Blanc, G. A., Kewley, L., Vogt, F. P. A., & Dopita, M. A. 2015, *ApJ*, 798, 99, doi: [10.1088/0004-637X/798/2/99](https://doi.org/10.1088/0004-637X/798/2/99)
- Blanc, G. A., Lu, Y., Benson, A., Katsianis, A., & Barraza, M. 2019, *ApJ*, 877, 6, doi: [10.3847/1538-4357/ab16ec](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab16ec)
- Blanc, G. A., Weinzirl, T., Song, M., et al. 2013, *Astronomical Journal*, 145, 138, doi: [10.1088/0004-6256/145/5/138](https://doi.org/10.1088/0004-6256/145/5/138)
- Blanton, M. R., & Roweis, S. 2007, *Astronomy Journal*, 133, 734, doi: [10.1086/510127](https://doi.org/10.1086/510127)
- Blanton, M. R., Bershadsky, M. A., Abolfathi, B., et al. 2017, *Astronomical Journal*, 154, 28, doi: [10.3847/1538-3881/aa7567](https://doi.org/10.3847/1538-3881/aa7567)
- Boardman, N. F., Zasowski, G., Newman, J. A., et al. 2021, *MNRAS*, 501, 948, doi: [10.1093/MNRAS/staa3785](https://doi.org/10.1093/MNRAS/staa3785)
- Bock, D. C. J., Bolatto, A. D., Hawkins, D. W., et al. 2006, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 6267, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 626713, doi: [10.1117/12.674051](https://doi.org/10.1117/12.674051)
- Boggs, P. T., Spiegelman, C. H., Donaldson, J. R., & Schnabel, R. B. 1988, *Journal of Econometrics*, 38, 169, doi: [https://doi.org/10.1016/0304-4076\(88\)90032-2](https://doi.org/10.1016/0304-4076(88)90032-2)
- Böhm-Vitense, E. 1989, *Introduction to Stellar Astrophysics: Volume 3, Introduction to Stellar Astrophysics* (Cambridge University Press). <https://books.google.com.mx/books?id=msZMEvEpxG8C>
- Bolatto, A. D. 2015, in *EAS Publications Series*, Vol. 75-76, EAS Publications Series, 81–86, doi: [10.1051/eas/1575014](https://doi.org/10.1051/eas/1575014)
- Bolatto, A. D., Wolfire, M., & Leroy, A. K. 2013, *Annual Review of Astron and Astrophys*, 51, 207, doi: [10.1146/annurev-astro-082812-140944](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-082812-140944)
- Bolatto, A. D., Wong, T., Utomo, D., et al. 2017, *ApJ*, 846, 159, doi: [10.3847/1538-4357/aa86aa](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa86aa)
- Bolton, A. S., Burles, S., Koopmans, L. V. E., Treu, T., & Moustakas, L. A. 2006, *ApJ*, 638, 703, doi: [10.1086/498884](https://doi.org/10.1086/498884)
- Bolzonella, M., Kovač, K., Pozzetti, L., et al. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 524, A76, doi: [10.1051/0004-6361/200912801](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200912801)
- Bothwell, M. S., Maiolino, R., Cicone, C., Peng, Y., & Wagg, J. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 595, A48, doi: [10.1051/0004-6361/201527918](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527918)
- Bothwell, M. S., Maiolino, R., Kennicutt, R., et al. 2013, *MNRAS*, 433, 1425, doi: [10.1093/MNRAS/stt817](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stt817)

-
- Bouché, N., Dekel, A., Genzel, R., et al. 2010, *ApJ*, 718, 1001, doi: [10.1088/0004-637X/718/2/1001](https://doi.org/10.1088/0004-637X/718/2/1001)
- Bresolin, F., Kudritzki, R.-P., Urbaneja, M. A., et al. 2016, *ApJ*, 830, 64, doi: [10.3847/0004-637X/830/2/64](https://doi.org/10.3847/0004-637X/830/2/64)
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1151, doi: [10.1111/j.1365-2966.2004.07881.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07881.x)
- Brinks, E. 1990, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 161, *The Interstellar Medium in Galaxies*, ed. J. Thronson, Harley A. & J. M. Shull, 39–65, doi: [10.1007/978-94-009-0595-5_3](https://doi.org/10.1007/978-94-009-0595-5_3)
- Brooks, A. M., Governato, F., Booth, C. M., et al. 2007, *ApJL*, 655, L17, doi: [10.1086/511765](https://doi.org/10.1086/511765)
- Bruzual, G., & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000, doi: [10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x)
- Buat, V., Boissier, S., Burgarella, D., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 483, 107, doi: [10.1051/0004-6361:20078263](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078263)
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, *ApJ*, 798, 7, doi: [10.1088/0004-637X/798/1/7](https://doi.org/10.1088/0004-637X/798/1/7)
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1957, *Reviews of Modern Physics*, 29, 547, doi: [10.1103/RevModPhys.29.547](https://doi.org/10.1103/RevModPhys.29.547)
- Bustamante, S., Sparre, M., Springel, V., & Grand, R. J. J. 2018, *MNRAS*, 479, 3381, doi: [10.1093/MNRAS/sty1692](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty1692)
- Buta, R. J. 2011, arXiv e-prints, arXiv:1102.0550. <https://arxiv.org/abs/1102.0550>
- Calabrò, A., Amorín, R., Fontana, A., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 601, A95, doi: [10.1051/0004-6361/201629762](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629762)
- Calura, F., Pipino, A., Chiappini, C., Matteucci, F., & Maiolino, R. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 504, 373, doi: [10.1051/0004-6361/200911756](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200911756)
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, *ApJ*, 429, 582, doi: [10.1086/174346](https://doi.org/10.1086/174346)
- Camps-Fariña, A., Sanchez, S. F., Lacerda, E. A. D., et al. 2021, *MNRAS*, 504, 3478, doi: [10.1093/MNRAS/stab1018](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stab1018)
- Camps-Fariña, A., Sánchez, S. F., Mejía-Narváez, A., et al. 2022, *ApJ*, 933, 44, doi: [10.3847/1538-4357/ac6cea](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac6cea)

-
- Cano-Díaz, M., Sánchez, S. F., Zibetti, S., et al. 2016, *ApJ, Letters*, 821, L26, doi: [10.3847/2041-8205/821/2/L26](https://doi.org/10.3847/2041-8205/821/2/L26)
- Cappellari, M., Emsellem, E., Bacon, R., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 418, doi: [10.1111/j.1365-2966.2007.11963.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.11963.x)
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245, doi: [10.1086/167900](https://doi.org/10.1086/167900)
- Cedr s, B., Cepa, J., Bongiovanni,  ., et al. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 545, A43, doi: [10.1051/0004-6361/201219571](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201219571)
- Chabrier, G. 2003, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115, 763, doi: [10.1086/376392](https://doi.org/10.1086/376392)
- Cheung, A. C., Rank, D. M., Townes, C. H., Thornton, D. D., & Welch, W. J. 1968, *Physical Review Letters*, 21, 1701, doi: [10.1103/PhysRevLett.21.1701](https://doi.org/10.1103/PhysRevLett.21.1701)
- Chisholm, J., Tremonti, C., & Leitherer, C. 2018, *MNRAS*, 481, 1690, doi: [10.1093/MNRAS/sty2380](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty2380)
- Chisholm, J., Tremonti, C. A., Leitherer, C., & Chen, Y. 2017, *MNRAS*, 469, 4831, doi: [10.1093/MNRAS/stx1164](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stx1164)
- Cid Fernandes, Roberto, J., Storch-Bergmann, T., & Schmitt, H. R. 1998, *MNRAS*, 297, 579, doi: [10.1046/j.1365-8711.1998.01519.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01519.x)
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schlickmann, M. S., et al. 2010, *MNRAS*, 403, 1036, doi: [10.1111/j.1365-2966.2009.16185.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.16185.x)
- Clayton, D. D. 1968, *Principles of stellar evolution and nucleosynthesis*
- Colombo, D., Sanchez, S. F., Bolatto, A. D., et al. 2020, *Astronomy and Astrophysics*, 644, A97, doi: [10.1051/0004-6361/202039005](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039005)
- Concas, A., & Popesso, P. 2019, *MNRAS*, 486, L91, doi: [10.1093/MNRAS1/s1z065](https://doi.org/10.1093/MNRAS1/s1z065)
- Conroy, C. 2013, *Annual Review of Astron and Astrophys*, 51, 393, doi: [10.1146/annurev-astro-082812-141017](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-082812-141017)
- Conroy, C., White, M., & Gunn, J. E. 2010, *ApJ*, 708, 58, doi: [10.1088/0004-637X/708/1/58](https://doi.org/10.1088/0004-637X/708/1/58)
- Conselice, C. J. 2003, *ApJs*, 147, 1, doi: [10.1086/375001](https://doi.org/10.1086/375001)
- Cortese, L., Fogarty, L. M. R., Ho, I. T., et al. 2014, *ApJL*, 795, L37, doi: [10.1088/2041-8205/795/2/L37](https://doi.org/10.1088/2041-8205/795/2/L37)
- Cowan, J. J., & Thielemann, F.-K. 2004, *Physics Today*, 57, 47, doi: [10.1063/1.1825268](https://doi.org/10.1063/1.1825268)

-
- Cresci, G., Mannucci, F., & Curti, M. 2019, *Astronomy and Astrophysics*, 627, A42, doi: [10.1051/0004-6361/201834637](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201834637)
- Croom, S. M., Lawrence, J. S., Bland-Hawthorn, J., et al. 2012, *MNRAS*, 421, 872, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.20365.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.20365.x)
- Curran, P. A. 2014, arXiv e-prints, arXiv:1411.3816, doi: [10.48550/arXiv.1411.3816](https://doi.org/10.48550/arXiv.1411.3816)
- Curti, M., Mannucci, F., Cresci, G., & Maiolino, R. 2020, *MNRAS*, 491, 944, doi: [10.1093/MNRAS/stz2910](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz2910)
- Daddi, E., Dickinson, M., Morrison, G., et al. 2007, *ApJ*, 670, 156, doi: [10.1086/521818](https://doi.org/10.1086/521818)
- Dalcanton, J. J. 2007, *ApJ*, 658, 941, doi: [10.1086/508913](https://doi.org/10.1086/508913)
- Das, T. 2017, *Canadian Journal of Physics*, 95, 767, doi: [10.1139/cjp-2017-0015](https://doi.org/10.1139/cjp-2017-0015)
- Davé, R., Finlator, K., Oppenheimer, B. D., et al. 2010, *MNRAS*, 404, 1355, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.16395.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16395.x)
- Davé, R., Oppenheimer, B. D., & Finlator, K. 2011, *MNRAS*, 415, 11, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.18680.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18680.x)
- De Lucia, G., Xie, L., Fontanot, F., & Hirschmann, M. 2020, *MNRAS*, 498, 3215, doi: [10.1093/MNRAS/staa2556](https://doi.org/10.1093/MNRAS/staa2556)
- De Rossi, M. E., Theuns, T., Font, A. S., & McCarthy, I. G. 2015, , 452, 486, doi: [10.1093/mnras/stv1287](https://doi.org/10.1093/mnras/stv1287)
- de Rossi, M. E., Tissera, P. B., & Scannapieco, C. 2007, *MNRAS*, 374, 323, doi: [10.1111/j.1365-2966.2006.11150.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11150.x)
- de Vaucouleurs, G. 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275, doi: [10.1007/978-3-642-45932-0_7](https://doi.org/10.1007/978-3-642-45932-0_7)
- de Vaucouleurs, G., & Bollinger, G. 1977, *ApJs*, 34, 469, doi: [10.1086/190458](https://doi.org/10.1086/190458)
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, Herold G., J., et al. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*
- Dekel, A., & Silk, J. 1986, *ApJ*, 303, 39, doi: [10.1086/164050](https://doi.org/10.1086/164050)
- Dekel, A., Birnboim, Y., Engel, G., et al. 2009, *Nature*, 457, 451, doi: [10.1038/nature07648](https://doi.org/10.1038/nature07648)
- Deng, X.-F., Qian, X.-X., Luo, C.-H., & Wu, P. 2012, *Astrophysics*, 55, 45, doi: [10.1007/s10511-012-9213-1](https://doi.org/10.1007/s10511-012-9213-1)
- Denicoló, G., Terlevich, R., & Terlevich, E. 2002, *MNRAS*, 330, 69, doi: [10.1046/j.1365-8711.2002.05041.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05041.x)

-
- D'Eugenio, F., Colless, M., Groves, B., Bian, F., & Barone, T. M. 2018, MNRAS, 479, 1807, doi: [10.1093/MNRAS/sty1424](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty1424)
- Do, T., Ghez, A. M., Morris, M. R., et al. 2009, ApJ, 703, 1323, doi: [10.1088/0004-637X/703/2/1323](https://doi.org/10.1088/0004-637X/703/2/1323)
- Doi, M., Fukugita, M., & Okamura, S. 1993, MNRAS, 264, 832, doi: [10.1093/MNRAS/264.4.832](https://doi.org/10.1093/MNRAS/264.4.832)
- Dopita, M. A., & Evans, I. N. 1986, , 307, 431, doi: [10.1086/164432](https://doi.org/10.1086/164432)
- Dopita, M. A., Kewley, L. J., Sutherland, R. S., & Nicholls, D. C. 2016, Astrophysics and Space Science, 361, 61, doi: [10.1007/s10509-016-2657-8](https://doi.org/10.1007/s10509-016-2657-8)
- Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Nicholls, D. C., Kewley, L. J., & Vogt, F. P. A. 2013, ApJ, Supplement, 208, 10, doi: [10.1088/0067-0049/208/1/10](https://doi.org/10.1088/0067-0049/208/1/10)
- Dors, O. L., J., Krabbe, A., Hägele, G. F., & Pérez-Montero, E. 2011, MNRAS, 415, 3616, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.18978.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18978.x)
- Driver, S. P., Hill, D. T., Kelvin, L. S., et al. 2011, MNRAS, 413, 971, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.18188.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.18188.x)
- Drout, M. R., Piro, A. L., Shappee, B. J., et al. 2017, Science, 358, 1570, doi: [10.1126/science.aag0049](https://doi.org/10.1126/science.aag0049)
- Dwek, E., Galliano, F., & Jones, A. 2009, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 414, Cosmic Dust - Near and Far, ed. T. Henning, E. Grün, & J. Steinacker, 183. <https://arxiv.org/abs/0903.0006>
- Edmunds, M. G. 1990, , 246, 678
- Edmunds, M. G., & Pagel, B. E. J. 1984, MNRAS, 211, 507, doi: [10.1093/MNRAS/211.3.507](https://doi.org/10.1093/MNRAS/211.3.507)
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, ApJ, 136, 748, doi: [10.1086/147433](https://doi.org/10.1086/147433)
- Einasto, M., Deshev, B., Lietzen, H., et al. 2018, Astronomy and Astrophysics, 610, A82, doi: [10.1051/0004-6361/201731600](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201731600)
- Elbaz, D., Daddi, E., Le Borgne, D., et al. 2007, Astronomy and Astrophysics, 468, 33, doi: [10.1051/0004-6361:20077525](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20077525)
- Ellison, S. L., Patton, D. R., Simard, L., & McConnachie, A. W. 2008, ApJL, 672, L107, doi: [10.1086/527296](https://doi.org/10.1086/527296)
- Emsellem, E., Cappellari, M., Peletier, R. F., et al. 2004, MNRAS, 352, 721, doi: [10.1111/j.1365-2966.2004.07948.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07948.x)

-
- Emsellem, E., Cappellari, M., Krajnović, D., et al. 2007, MNRAS, 379, 401, doi: [10.1111/j.1365-2966.2007.11752.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.11752.x)
- Erb, D. K., Shapley, A. E., Pettini, M., et al. 2006, ApJ, 644, 813, doi: [10.1086/503623](https://doi.org/10.1086/503623)
- Espinosa-Ponce, C., Sánchez, S. F., Morisset, C., et al. 2020, MNRAS, 494, 1622, doi: [10.1093/MNRAS/staa782](https://doi.org/10.1093/MNRAS/staa782)
- . 2022, MNRAS, 512, 3436, doi: [10.1093/MNRAS/stac456](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stac456)
- Ewen, H. I., & Purcell, E. M. 1951, Nature, 168, 356, doi: [10.1038/168356a0](https://doi.org/10.1038/168356a0)
- Falcón-Barroso, J., Sánchez-Blázquez, P., Vazdekis, A., et al. 2011, Astronomy and Astrophysics, 532, A95, doi: [10.1051/0004-6361/201116842](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201116842)
- Finlator, K., & Davé, R. 2008, MNRAS, 385, 2181, doi: [10.1111/j.1365-2966.2008.12991.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.12991.x)
- Fontanot, F., Calabrò, A., Talia, M., et al. 2021, MNRAS, 504, 4481, doi: [10.1093/MNRAS/stab1213](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stab1213)
- Franchetto, A., Vulcani, B., Poggianti, B. M., et al. 2020, ApJ, 895, 106, doi: [10.3847/1538-4357/ab8db9](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab8db9)
- Fraser, C. W. 1972, The Observatory, 92, 51
- Fukugita, M., Shimasaku, K., & Ichikawa, T. 1995, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 107, 945, doi: [10.1086/133643](https://doi.org/10.1086/133643)
- Galbany, L., Anderson, J. P., Rosales-Ortega, F. F., et al. 2016, MNRAS, 455, 4087, doi: [10.1093/MNRAS/stv2620](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stv2620)
- Galilei, G. 1610, Sidereus nuncius (Venecia, Italia). https://web.archive.org/web/20110629144745/http://www.liberliber.it/biblioteca/g/galilei/sidereus_nuncius/html/sidereus.htm
- Gallagher, J. S., Knapp, G. R., & Faber, S. M. 1981, Astronomical Journal, 86, 1781, doi: [10.1086/113061](https://doi.org/10.1086/113061)
- Gallagher, S. C., & Smeenk, C. 2023, arXiv e-prints, arXiv:2302.10774, doi: [10.48550/arXiv.2302.10774](https://doi.org/10.48550/arXiv.2302.10774)
- Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, MNRAS, 362, 41, doi: [10.1111/j.1365-2966.2005.09321.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09321.x)
- García-Benito, R., González Delgado, R. M., Pérez, E., et al. 2017, Astronomy and Astrophysics, 608, A27, doi: [10.1051/0004-6361/201731357](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201731357)
- Garnett, D. R. 2002, ApJ, 581, 1019, doi: [10.1086/344301](https://doi.org/10.1086/344301)

-
- Garnett, D. R., & Shields, G. A. 1987, *ApJ*, 317, 82, doi: [10.1086/165257](https://doi.org/10.1086/165257)
- Gburek, T., Siana, B., Alavi, A., et al. 2021, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 53, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 434.02D
- Gerssen, J., Wilman, D. J., & Christensen, L. 2012, *MNRAS*, 420, 197, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.20025.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.20025.x)
- Giovanelli, R., Haynes, M. P., Kent, B. R., et al. 2005, *Astronomical Journal*, 130, 2598, doi: [10.1086/497431](https://doi.org/10.1086/497431)
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., et al. 2016, , 586, A22, doi: [10.1051/0004-6361/201527312](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527312)
- González Delgado, R. M., Cerviño, M., Martins, L. P., Leitherer, C., & Hauschildt, P. H. 2005, *MNRAS*, 357, 945, doi: [10.1111/j.1365-2966.2005.08692.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08692.x)
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., et al. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 562, A47, doi: [10.1051/0004-6361/201322011](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322011)
- González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 581, A103, doi: [10.1051/0004-6361/201525938](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201525938)
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 590, A44, doi: [10.1051/0004-6361/201628174](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201628174)
- Gordon, S., Koribalski, B., & Jones, K. 2001, *MNRAS*, 326, 578, doi: [10.1046/j.1365-8711.2001.04588.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2001.04588.x)
- Graham, A. W., & Worley, C. C. 2008, *MNRAS*, 388, 1708, doi: [10.1111/j.1365-2966.2008.13506.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13506.x)
- Greggio, L., & Renzini, A. 1983, , 54, 311
- Gusev, A. S., Pilyugin, L. S., Sakhibov, F., et al. 2012, *MNRAS*, 424, 1930, doi: [10.1111/j.1365-2966.2012.21322.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21322.x)
- Güsten, R., Nyman, L. Å., Schilke, P., et al. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 454, L13, doi: [10.1051/0004-6361:20065420](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065420)
- Harris, A. I., Baker, A. J., Zonak, S. G., et al. 2010, , 723, 1139, doi: [10.1088/0004-637X/723/2/1139](https://doi.org/10.1088/0004-637X/723/2/1139)
- Harrison, C. M. 2016, *Integral Field Spectroscopy and Spectral Energy Distributions* (Cham: Springer International Publishing), 37–46, doi: [10.1007/978-3-319-28454-5_2](https://doi.org/10.1007/978-3-319-28454-5_2)
- Haurberg, N. C., Rosenberg, J., & Salzer, J. J. 2013, *ApJ*, 765, 66, doi: [10.1088/0004-637X/765/1/66](https://doi.org/10.1088/0004-637X/765/1/66)

-
- Heckman, T. M., Armus, L., & Miley, G. K. 1990, *ApJ*, Supplement, 74, 833, doi: [10.1086/191522](https://doi.org/10.1086/191522)
- Heger, A., Fryer, C. L., Woosley, S. E., Langer, N., & Hartmann, D. H. 2003, , 591, 288, doi: [10.1086/375341](https://doi.org/10.1086/375341)
- Henault, F., Bacon, R., Bonnevill, C., et al. 2003, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4841, *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, 1096–1107, doi: [10.1117/12.462334](https://doi.org/10.1117/12.462334)
- Hernandez, S., Aloisi, A., James, B. L., et al. 2021, *ApJ*, 908, 226, doi: [10.3847/1538-4357/abd6c4](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abd6c4)
- Herschel, W. 1785, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 75, 213
- Hill, A. R., Muzzin, A., Franx, M., & Marchesini, D. 2017, *ApJL*, 849, L26, doi: [10.3847/2041-8213/aa951a](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aa951a)
- Hirschauer, A. S., Salzer, J. J., Janowiecki, S., & Wegner, G. A. 2018, *Astronomical Journal*, 155, 82, doi: [10.3847/1538-3881/aaa4ba](https://doi.org/10.3847/1538-3881/aaa4ba)
- Ho, I. T. 2019, *MNRAS*, 485, 3569, doi: [10.1093/MNRAS/stz649](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz649)
- Hogg, D. W. 1999, arXiv e-prints, astro, doi: [10.48550/arXiv.astro-ph/9905116](https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/9905116)
- Holwerda, B. W., Kelvin, L., Baldry, I., et al. 2019, *Astronomical Journal*, 158, 103, doi: [10.3847/1538-3881/ab2886](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ab2886)
- Hoppmann, L., Staveley-Smith, L., Freudling, W., et al. 2015, *MNRAS*, 452, 3726, doi: [10.1093/MNRAS/stv1084](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stv1084)
- Huang, C., Zou, H., Kong, X., et al. 2019, *ApJ*, 886, 31, doi: [10.3847/1538-4357/ab4902](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab4902)
- Hubble, E. P. 1925, *The Observatory*, 48, 139
- . 1936, *Realm of the Nebulae*
- Huchtmeier, W. K., & Richter, O. G. 1989, *A General Catalog of HI Observations of Galaxies. The Reference Catalog.*
- Huggins, W., & Miller, W. A. 1864, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*
- Hughes, T. M., Cortese, L., Boselli, A., Gavazzi, G., & Davies, J. I. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 550, A115, doi: [10.1051/0004-6361/201218822](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201218822)
- Husemann, B., Sánchez, S. F., Wisotzki, L., et al. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 519, A115, doi: [10.1051/0004-6361/201014559](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014559)

-
- Ibarra-Medel, H. J., Avila-Reese, V., Sánchez, S. F., González-Samaniego, A., & Rodríguez-Puebla, A. 2019, MNRAS, 483, 4525, doi: [10.1093/MNRAS/sty3256](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty3256)
- Jackson, H., Jofré, P., Yaxley, K., et al. 2021, MNRAS, 502, 32, doi: [10.1093/MNRAS/staa4028](https://doi.org/10.1093/MNRAS/staa4028)
- Jenkins, E. B., & Savage, B. D. 1974, ApJ, 187, 243, doi: [10.1086/152620](https://doi.org/10.1086/152620)
- Jiang, T., Malhotra, S., Rhoads, J. E., & Yang, H. 2019, The Astrophysical Journal, 872, 145, doi: [10.3847/1538-4357/aaee8a](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aaee8a)
- Jimmy, Tran, K.-V., Saintonge, A., et al. 2015, ApJ, 812, 98, doi: [10.1088/0004-637X/812/2/98](https://doi.org/10.1088/0004-637X/812/2/98)
- Jo, Y.-S., Seon, K.-I., Min, K.-W., Edelstein, J., & Han, W. 2017, , 231, 21, doi: [10.3847/1538-4365/aa8091](https://doi.org/10.3847/1538-4365/aa8091)
- Jones, A. P. 2005, in ESA Special Publication, Vol. 577, ESA Special Publication, ed. A. Wilson, 239–244
- Kaasinen, M., Kewley, L., Bian, F., et al. 2018, MNRAS, 477, 5568, doi: [10.1093/MNRAS/sty1012](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty1012)
- Kane, M. T., & Mroch, A. A. 2020, ETS Research Report Series
- Kant, I. 1755, Universal Natural History and Theory of the Heavens (Königsberg, Leipzig: Johann Friederich Petersen). https://www.deutschestextarchiv.de/book/view/kant_naturgeschichte_1755?p=5
- Kaplan, K. F., Dinerstein, H. L., Kim, H., & Jaffe, D. T. 2021, , 919, 27, doi: [10.3847/1538-4357/ac0899](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac0899)
- Kasen, D., Metzger, B., Barnes, J., Quataert, E., & Ramirez-Ruiz, E. 2017, , 551, 80, doi: [10.1038/nature24453](https://doi.org/10.1038/nature24453)
- Kashino, D., Renzini, A., Silverman, J. D., & Daddi, E. 2016, ApJ, Letters, 823, L24, doi: [10.3847/2041-8205/823/2/L24](https://doi.org/10.3847/2041-8205/823/2/L24)
- Kass, R. E., & Raftery, A. E. 1995, Journal of the American Statistical Association, 90, 773, doi: [10.1080/01621459.1995.10476572](https://doi.org/10.1080/01621459.1995.10476572)
- Kassin, S. A., Weiner, B. J., Faber, S. M., et al. 2007, ApJL, 660, L35, doi: [10.1086/517932](https://doi.org/10.1086/517932)
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, MNRAS, 346, 1055, doi: [10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x)
- Kaufman, M. J., Wolfire, M. G., Hollenbach, D. J., & Luhman, M. L. 1999, ApJ, 527, 795, doi: [10.1086/308102](https://doi.org/10.1086/308102)

-
- Kelz, A., Verheijen, M. A. W., Roth, M. M., et al. 2006, *Publications of the ASP*, 118, 129, doi: [10.1086/497455](https://doi.org/10.1086/497455)
- Kennicutt, R. C., J. 1983, *ApJ*, 272, 54, doi: [10.1086/161261](https://doi.org/10.1086/161261)
- Kennicutt, Robert C., J. 1989, *ApJ*, 344, 685, doi: [10.1086/167834](https://doi.org/10.1086/167834)
- Kennicutt, R. C., & Evans, N. J. 2012, *Annual Review of Astron and Astrophys*, 50, 531, doi: [10.1146/annurev-astro-081811-125610](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081811-125610)
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ApJ*, 498, 541, doi: [10.1086/305588](https://doi.org/10.1086/305588)
- Kereš, D., Katz, N., Weinberg, D. H., & Davé, R. 2005, *MNRAS*, 363, 2, doi: [10.1111/j.1365-2966.2005.09451.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09451.x)
- Kewley, L. J., & Dopita, M. A. 2002, *ApJ, Supplement*, 142, 35, doi: [10.1086/341326](https://doi.org/10.1086/341326)
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556, 121, doi: [10.1086/321545](https://doi.org/10.1086/321545)
- Kewley, L. J., & Ellison, S. L. 2008, *ApJ*, 681, 1183, doi: [10.1086/587500](https://doi.org/10.1086/587500)
- Kewley, L. J., Jansen, R. A., & Geller, M. J. 2005, , 117, 227, doi: [10.1086/428303](https://doi.org/10.1086/428303)
- Khostovan, A. A., Malhotra, S., Rhoads, J. E., et al. 2021, , 503, 5115, doi: [10.1093/mnras/stab778](https://doi.org/10.1093/mnras/stab778)
- Kinman, T. D., & Davidson, K. 1981, *ApJ*, 243, 127, doi: [10.1086/158575](https://doi.org/10.1086/158575)
- Kobulnicky, H. A., & Kewley, L. J. 2004, , 617, 240, doi: [10.1086/425299](https://doi.org/10.1086/425299)
- Köppen, J., Weidner, C., & Kroupa, P. 2007, *MNRAS*, 375, 673, doi: [10.1111/j.1365-2966.2006.11328.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11328.x)
- Kormendy, J. 1979, in *Photometry, Kinematics and Dynamics of Galaxies*, ed. D. S. Evans, 341
- Kormendy, J. 2013, in *Secular Evolution of Galaxies*, ed. J. Falcón-Barroso & J. H. Knapen, 1
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231, doi: [10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x)
- Kroupa, P., Tout, C. A., & Gilmore, G. 1993, *MNRAS*, 262, 545, doi: [10.1093/MNRAS/262.3.545](https://doi.org/10.1093/MNRAS/262.3.545)
- Kumari, N., Maiolino, R., Belfiore, F., & Curti, M. 2019, *MNRAS*, 485, 367, doi: [10.1093/MNRAS/stz366](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz366)
- Lacerda, E. A. D., Sánchez, S. F., Cid Fernandes, R., et al. 2020, *MNRAS*, 492, 3073, doi: [10.1093/MNRAS/staa008](https://doi.org/10.1093/MNRAS/staa008)

-
- Lacerda, E. A. D., Sánchez, S. F., Mejía-Narváez, A., et al. 2022, , 97, 101895, doi: [10.1016/j.newast.2022.101895](https://doi.org/10.1016/j.newast.2022.101895)
- Lacerda, E. A. D., Cid Fernandes, R., Couto, G. S., et al. 2018, MNRAS, 474, 3727, doi: [10.1093/MNRAS/stx3022](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stx3022)
- Laplace, Pierre Simon, M. d. 1796, Exposition du système du monde. <https://gallica.bnf.fr/ark:/12148/bpt6k1050380m.texteImage#>
- Lara-Garrido, L. 2007, Introducción a la física del Cosmos (España: Universidad de Granada)
- Lara-López, M. A., Cepa, J., Bongiovanni, A., et al. 2010, Astronomy and Astrophysics, 521, L53, doi: [10.1051/0004-6361/201014803](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014803)
- Lara-López, M. A., Hopkins, A. M., López-Sánchez, A. R., et al. 2013, MNRAS, 434, 451, doi: [10.1093/MNRAS/stt1031](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stt1031)
- Larson, R. B. 1974, MNRAS, 169, 229, doi: [10.1093/MNRAS/169.2.229](https://doi.org/10.1093/MNRAS/169.2.229)
- Latter, W. B., Walker, C. K., & Maloney, P. R. 1993, ApJL, 419, L97, doi: [10.1086/187146](https://doi.org/10.1086/187146)
- LeBlanc, F. 2011, An Introduction to Stellar Astrophysics (Wiley). <https://books.google.com.mx/books?id=jAe4P3GIZRoC>
- Lee, B., Giavalisco, M., Williams, C. C., et al. 2013, ApJ, 774, 47, doi: [10.1088/0004-637X/774/1/47](https://doi.org/10.1088/0004-637X/774/1/47)
- Lee, H., Skillman, E. D., Cannon, J. M., et al. 2006, ApJ, 647, 970, doi: [10.1086/505573](https://doi.org/10.1086/505573)
- Lequeux, J. 2005, The Interstellar Medium, doi: [10.1007/b137959](https://doi.org/10.1007/b137959)
- Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., & Torres-Peimbert, S. 1979, Astronomy and Astrophysics, 80, 155
- Levesque, E. M., Kewley, L. J., & Larson, K. L. 2010, Astronomical Journal, 139, 712, doi: [10.1088/0004-6256/139/2/712](https://doi.org/10.1088/0004-6256/139/2/712)
- Li, M., Bryan, G. L., & Ostriker, J. P. 2017, ApJ, 841, 101, doi: [10.3847/1538-4357/aa7263](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa7263)
- Lian, J. H., Li, J. R., Yan, W., & Kong, X. 2015, MNRAS, 446, 1449, doi: [10.1093/MNRAS/stu2184](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stu2184)
- Liang, Y. C., Yin, S. Y., Hammer, F., et al. 2006, ApJ, 652, 257, doi: [10.1086/507592](https://doi.org/10.1086/507592)
- Lilly, S. J., Carollo, C. M., Pipino, A., Renzini, A., & Peng, Y. 2013, ApJ, 772, 119, doi: [10.1088/0004-637X/772/2/119](https://doi.org/10.1088/0004-637X/772/2/119)

-
- Lin, L., Pan, H.-A., Ellison, S. L., et al. 2019, , 884, L33, doi: [10.3847/2041-8213/ab4815](https://doi.org/10.3847/2041-8213/ab4815)
- Ling, E. 2015, PhD thesis, University of California, Santa Barbara
- Lodders, K. 2003, *The Astrophysical Journal*, 591, 1220, doi: [10.1086/375492](https://doi.org/10.1086/375492)
- López-Cobá, C. 2021, PhD thesis, Universidad Nacional Autónoma de México
- López-Cobá, C., Sánchez, S. F., Bland -Hawthorn, J., et al. 2019, *MNRAS*, 482, 4032, doi: [10.1093/MNRAS/sty2960](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty2960)
- López-Cobá, C., Sánchez, S. F., Anderson, J. P., et al. 2020, *Astronomical Journal*, 159, 167, doi: [10.3847/1538-3881/ab7848](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ab7848)
- López-Sánchez, Á. R., Dopita, M. A., Kewley, L. J., et al. 2012, *MNRAS*, 426, 2630, doi: [10.1111/j.1365-2966.2012.21145.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21145.x)
- Ma, X., Hopkins, P. F., Faucher-Giguère, C.-A., et al. 2016, *MNRAS*, 456, 2140, doi: [10.1093/MNRAS/stv2659](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stv2659)
- Maciel, W. J. 2013, *Astrophysics of the Interstellar Medium*, doi: [10.1007/978-1-4614-3767-3](https://doi.org/10.1007/978-1-4614-3767-3)
- Madau, P., & Dickinson, M. 2014, , 52, 415, doi: [10.1146/annurev-astro-081811-125615](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081811-125615)
- Madore, Barry, F. 1997, *A Knowledgebase for Extragalactic Astronomy and Cosmology*, Caltech and Carnegie Pasadena, California, USA. https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Glossary/Glossary_E.html
- Maiolino, R., & Mannucci, F. 2019a, *Astronomy and Astrophysics Reviews*, 27, 3, doi: [10.1007/s00159-018-0112-2](https://doi.org/10.1007/s00159-018-0112-2)
- . 2019b, *Astronomy and Astrophysics Reviews*, 27, 3, doi: [10.1007/s00159-018-0112-2](https://doi.org/10.1007/s00159-018-0112-2)
- Maiolino, R., Nagao, T., Grazian, A., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 488, 463, doi: [10.1051/0004-6361:200809678](https://doi.org/10.1051/0004-6361:200809678)
- Maliuk, A. A., & Zinchenko, I. A. 2018, *Advances in Astronomy and Space Physics*, 8, 24, doi: [10.17721/2227-1481.8.24-27](https://doi.org/10.17721/2227-1481.8.24-27)
- Mannucci, F., & Cresci, G. 2010, arXiv e-prints, arXiv:1011.0264. <https://arxiv.org/abs/1011.0264>
- Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., Marconi, A., & Gnerucci, A. 2010, *MNRAS*, 408, 2115, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.17291.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.17291.x)
- Mannucci, F., Cresci, G., Maiolino, R., et al. 2009, *MNRAS*, 398, 1915, doi: [10.1111/j.1365-2966.2009.15185.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15185.x)

-
- Maraston, C., Pforr, J., Henriques, B. M., et al. 2013, MNRAS, 435, 2764, doi: [10.1093/MNRAS/stt1424](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stt1424)
- Marchesini, D., van Dokkum, P. G., Förster Schreiber, N. M., et al. 2009, ApJ, 701, 1765, doi: [10.1088/0004-637X/701/2/1765](https://doi.org/10.1088/0004-637X/701/2/1765)
- Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2013, Astronomy and Astrophysics, 559, A114, doi: [10.1051/0004-6361/201321956](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321956)
- Mármol-Queraltó, E., McLure, R. J., Cullen, F., et al. 2016, , 460, 3587, doi: [10.1093/mnras/stw1212](https://doi.org/10.1093/mnras/stw1212)
- Mast, D., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2014, Astronomy and Astrophysics, 561, A129, doi: [10.1051/0004-6361/201321789](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321789)
- Matteucci, F. 2016, in Journal of Physics Conference Series, Vol. 703, Journal of Physics Conference Series, 012004, doi: [10.1088/1742-6596/703/1/012004](https://doi.org/10.1088/1742-6596/703/1/012004)
- Matteucci, F., & Greggio, L. 1986, , 154, 279
- Mauersberger, R. 2003, in 1^{er} Congreso Nacional de Astrofísica Molecular: Una visión general del potencial de los grupos de química espaciales antes los nuevos desafíos de la Astrofísica, 13
- Mauersberger, R., Henkel, C., Weiß, A., Peck, A. B., & Hagiwara, Y. 2003, Astronomy and Astrophysics, 403, 561, doi: [10.1051/0004-6361:20030386](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20030386)
- McClure, R. D., & van den Bergh, S. 1968, Astronomical Journal, 73, 1008, doi: [10.1086/110760](https://doi.org/10.1086/110760)
- McDermid, R. M., Bacon, R., Bauer, S., et al. 2008, in 2007 ESO Instrument Calibration Workshop, ed. A. Kaufer & F. Kerber, 325, doi: [10.1007/978-3-540-76963-7_44](https://doi.org/10.1007/978-3-540-76963-7_44)
- McGaugh, S. S. 1991, , 380, 140, doi: [10.1086/170569](https://doi.org/10.1086/170569)
- . 1994, ApJ, 426, 135, doi: [10.1086/174049](https://doi.org/10.1086/174049)
- Meyer, M. J., Zwaan, M. A., Webster, R. L., et al. 2004, MNRAS, 350, 1195, doi: [10.1111/j.1365-2966.2004.07710.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07710.x)
- Mingozzi, M., Belfiore, F., Cresci, G., et al. 2020, Astronomy and Astrophysics, 636, A42, doi: [10.1051/0004-6361/201937203](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201937203)
- Minnaert, M.G.J., A. D. 1987, 251–254, doi: [10.1007/978-94-009-3769-7_58](https://doi.org/10.1007/978-94-009-3769-7_58)
- Moran, S. M., Heckman, T. M., Kauffmann, G., et al. 2012, ApJ, 745, 66, doi: [10.1088/0004-637X/745/1/66](https://doi.org/10.1088/0004-637X/745/1/66)
- Morgan, W. W. 1958, Publications of the ASP, 70, 364, doi: [10.1086/127243](https://doi.org/10.1086/127243)

-
- Morgan, W. W., & Mayall, N. U. 1957, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 69, 291, doi: [10.1086/127075](https://doi.org/10.1086/127075)
- Morisset, C., Delgado-Inglada, G., & Sánchez, S. F. 2016, in The Interplay between Local and Global Processes in Galaxies, ed. S. F. Sanchez, C. Morisset, & G. Delgado-Inglada, 1
- Morisset, C., & Georgiev, L. 2009, Astronomy and Astrophysics, 507, 1517, doi: [10.1051/0004-6361/200912413](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200912413)
- Mouhcine, M., Gibson, B. K., Renda, A., & Kawata, D. 2008, Astronomy and Astrophysics, 486, 711, doi: [10.1051/0004-6361:20078190](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078190)
- Moustakas, J., & Kennicutt, Robert C., J. 2006, ApJ, 651, 155, doi: [10.1086/507570](https://doi.org/10.1086/507570)
- Moustakas, J., Zaritsky, D., Brown, M., et al. 2011, arXiv e-prints, arXiv:1112.3300. <https://arxiv.org/abs/1112.3300>
- Muller, C. A., & Oort, J. H. 1951, Nature, 168, 357, doi: [10.1038/168357a0](https://doi.org/10.1038/168357a0)
- Nagao, T., Maiolino, R., & Marconi, A. 2006, Astronomy and Astrophysics, 459, 85, doi: [10.1051/0004-6361:20065216](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065216)
- Nan, R., Li, D., Jin, C., et al. 2011, International Journal of Modern Physics D, 20, 989, doi: [10.1142/S0218271811019335](https://doi.org/10.1142/S0218271811019335)
- Navidi, W. 2009, Principles of Statistics for Engineers and Scientists (McGraw-Hill, Higher Education). <https://books.google.com.mx/books?id=43NPPgAACAAJ>
- Noeske, K. G., Weiner, B. J., Faber, S. M., et al. 2007, ApJL, 660, L43, doi: [10.1086/517926](https://doi.org/10.1086/517926)
- Noordermeer, E., van der Hulst, J. M., Sancisi, R., Swaters, R. A., & van Albada, T. S. 2005, Astronomy and Astrophysics, 442, 137, doi: [10.1051/0004-6361:20053172](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20053172)
- Obreschkow, D., Heywood, I., Klöckner, H. R., & Rawlings, S. 2009, ApJ, 702, 1321, doi: [10.1088/0004-637X/702/2/1321](https://doi.org/10.1088/0004-637X/702/2/1321)
- Oppenheimer, B. D., & Davé, R. 2006, MNRAS, 373, 1265, doi: [10.1111/j.1365-2966.2006.10989.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10989.x)
- Osterbrock, D. E. 1989, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei
- Pagel, B. E. J. 1997, Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies
- Pagel, B. E. J. 2001, Publications of the ASP, 113, 137, doi: [10.1086/318608](https://doi.org/10.1086/318608)
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G. 1979a, MNRAS, 189, 95, doi: [10.1093/MNRAS/189.1.95](https://doi.org/10.1093/MNRAS/189.1.95)

-
- . 1979b, MNRAS, 189, 95, doi: [10.1093/MNRAS/189.1.95](https://doi.org/10.1093/MNRAS/189.1.95)
- Papaderos, P., Gomes, J. M., Vílchez, J. M., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 555, L1, doi: [10.1051/0004-6361/201321681](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321681)
- Park, C., & Choi, Y.-Y. 2005, *ApJL*, 635, L29, doi: [10.1086/499243](https://doi.org/10.1086/499243)
- Peña-Guerrero, M. A., Peimbert, A., & Peimbert, M. 2012, *ApJ, Letters*, 756, L14, doi: [10.1088/2041-8205/756/1/L14](https://doi.org/10.1088/2041-8205/756/1/L14)
- Peebles, P. J., Schramm, D. N., Turner, E. L., & Kron, R. G. 1994, *Scientific American*, 271, 52, doi: [10.1038/scientificamerican1094-52](https://doi.org/10.1038/scientificamerican1094-52)
- Peimbert, M. 1967, *ApJ*, 150, 825, doi: [10.1086/149385](https://doi.org/10.1086/149385)
- Peimbert, M., Luridiana, V., & Peimbert, A. 2007, *The ApJ*, 666, 636, doi: [10.1086/520571](https://doi.org/10.1086/520571)
- Peimbert, M., & Peimbert, A. 2006, in *Planetary Nebulae in our Galaxy and Beyond*, ed. M. J. Barlow & R. H. Méndez, Vol. 234, 227–234, doi: [10.1017/S1743921306003012](https://doi.org/10.1017/S1743921306003012)
- Peimbert, M., Peimbert, A., & Delgado-Inglada, G. 2017, *Publications of the ASP*, 129, 082001, doi: [10.1088/1538-3873/aa72c3](https://doi.org/10.1088/1538-3873/aa72c3)
- Peimbert, M., Williams, R., & Livio, M. 1995, in *Proceedings of the Space Telescope Science Institute Symposium No. 8*
- Pérez-Montero, E., & Contini, T. 2009, MNRAS, 398, 949, doi: [10.1111/j.1365-2966.2009.15145.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15145.x)
- Pérez-Montero, E., Contini, T., Lamareille, F., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 549, A25, doi: [10.1051/0004-6361/201220070](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220070)
- Pettini, M., & Pagel, B. E. J. 2004, MNRAS, 348, L59, doi: [10.1111/j.1365-2966.2004.07591.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07591.x)
- Pilyugin, L. S., & Ferrini, F. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 72. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0001057>
- Pilyugin, L. S., & Grebel, E. K. 2016, MNRAS, 457, 3678, doi: [10.1093/MNRAS/stw238](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stw238)
- Pilyugin, L. S., & Mattsson, L. 2011, MNRAS, 412, 1145, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.17970.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.17970.x)
- Pilyugin, L. S., & Thuan, T. X. 2005, *ApJ*, 631, 231, doi: [10.1086/432408](https://doi.org/10.1086/432408)
- Pilyugin, L. S., Vílchez, J. M., & Contini, T. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 425, 849, doi: [10.1051/0004-6361:20034522](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20034522)

-
- Pilyugin, L. S., Vílchez, J. M., & Thuan, T. X. 2010, *ApJ*, 720, 1738, doi: [10.1088/0004-637X/720/2/1738](https://doi.org/10.1088/0004-637X/720/2/1738)
- Plutarch. 2006, *The Complete Works Volume 3: Essays and Miscellanies*, p. 66. <https://books.google.com.mx/books?id=I34rSPrX1tQC>
- Pols, O. R. 2011, *STELLAR STRUCTURE AND EVOLUTION* (Astronomical Institute Utrecht). <https://www.iryu.unam.mx/gente/j.arthur/ESTELAR/pols-chapter1-2-new.pdf>
- Prantzos, N., & Ekström, S. 2011, *Stellar Nucleosynthesis*, ed. M. Gargaud, R. Amils, J. C. Quintanilla, H. J. J. Cleaves, W. M. Irvine, D. L. Pinti, & M. Viso (Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg), 1584–1592, doi: [10.1007/978-3-642-11274-4_1084](https://doi.org/10.1007/978-3-642-11274-4_1084)
- Reifarth, R. 2010, *Journal of Physics: Conference Series*, 202, 012022, doi: [10.1088/1742-6596/202/1/012022](https://doi.org/10.1088/1742-6596/202/1/012022)
- Rhee, J., Lah, P., Briggs, F. H., et al. 2018, *MNRAS*, 473, 1879, doi: [10.1093/MNRAS/stx2461](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stx2461)
- Ridpath, I. 1998, *Dictionary of Astronomy* (Oxford University Press)
- Rodighiero, G., Daddi, E., Baronchelli, I., et al. 2011, *ApJL*, 739, L40, doi: [10.1088/2041-8205/739/2/L40](https://doi.org/10.1088/2041-8205/739/2/L40)
- Rodrigues, M., Hammer, F., Flores, H., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 492, 371, doi: [10.1051/0004-6361:200810435](https://doi.org/10.1051/0004-6361:200810435)
- Rosa-González, D., Terlevich, E., & Terlevich, R. 2002, *MNRAS*, 332, 283, doi: [10.1046/j.1365-8711.2002.05285.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05285.x)
- Rosales-Ortega, F. F., Díaz, A. I., Kennicutt, R. C., & Sánchez, S. F. 2011, *MNRAS*, 415, 2439, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.18870.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18870.x)
- Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., Sánchez, S. F., et al. 2010, *MNRAS*, 405, 735, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.16498.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16498.x)
- Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., Iglesias-Páramo, J., et al. 2012, *ApJ, Letters*, 756, L31, doi: [10.1088/2041-8205/756/2/L31](https://doi.org/10.1088/2041-8205/756/2/L31)
- Rosario, D. J., Hoyos, C., Koo, D., & Phillips, A. 2008, in *Low-Metallicity Star Formation: From the First Stars to Dwarf Galaxies*, ed. L. K. Hunt, S. C. Madden, & R. Schneider, Vol. 255, 397–401, doi: [10.1017/S1743921308025143](https://doi.org/10.1017/S1743921308025143)
- Roth, M. M., Kelz, A., Fechner, T., et al. 2005, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117, 620, doi: [10.1086/429877](https://doi.org/10.1086/429877)

-
- Rubin, V. C., Ford, W. K., J., & Whitmore, B. C. 1984, *ApJ, Letters*, 281, L21, doi: [10.1086/184276](https://doi.org/10.1086/184276)
- Saintonge, A., Catinella, B., Tacconi, L. J., et al. 2017, *ApJ, Supplement*, 233, 22, doi: [10.3847/1538-4365/aa97e0](https://doi.org/10.3847/1538-4365/aa97e0)
- Salim, S., Lee, J. C., Davé, R., & Dickinson, M. 2015, *ApJ*, 808, 25, doi: [10.1088/0004-637X/808/1/25](https://doi.org/10.1088/0004-637X/808/1/25)
- Salim, S., Rich, R. M., Charlot, S., et al. 2007, *ApJ, Supplement*, 173, 267, doi: [10.1086/519218](https://doi.org/10.1086/519218)
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161, doi: [10.1086/145971](https://doi.org/10.1086/145971)
- Sánchez, S. F. 2020, *Annual Review of Astron and Astrophys*, 58, 99, doi: [10.1146/annurev-astro-012120-013326](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-012120-013326)
- Sánchez, S. F., Walcher, C. J., Lopez-Cobá, C., et al. 2021a, *RMXAA*, 57, 3, doi: [10.22201/ia.01851101p.2021.57.01.01](https://doi.org/10.22201/ia.01851101p.2021.57.01.01)
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012a, *Astronomy and Astrophysics*, 538, A8, doi: [10.1051/0004-6361/201117353](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117353)
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Marino, R. A., et al. 2012b, *Astronomy and Astrophysics*, 546, A2, doi: [10.1051/0004-6361/201219578](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201219578)
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 554, A58, doi: [10.1051/0004-6361/201220669](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220669)
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Iglesias-Páramo, J., et al. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 563, A49, doi: [10.1051/0004-6361/201322343](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322343)
- Sánchez, S. F., García-Benito, R., Zibetti, S., et al. 2016a, *Astronomy and Astrophysics*, 594, A36, doi: [10.1051/0004-6361/201628661](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201628661)
- Sánchez, S. F., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2016b, *RMXAA*, 52, 21. <https://arxiv.org/abs/1509.08552>
- . 2016c, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 52, 171. <https://arxiv.org/abs/1602.01830>
- Sánchez, S. F., Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez-Menguiano, L., et al. 2017, *MNRAS*, 469, 2121, doi: [10.1093/MNRAS/stx808](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stx808)
- Sánchez, S. F., Barrera-Ballesteros, J. K., López-Cobá, C., et al. 2019a, *MNRAS*, 484, 3042, doi: [10.1093/MNRAS/stz019](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz019)
- Sánchez, S. F., Avila-Reese, V., Rodríguez-Puebla, A., et al. 2019b, *MNRAS*, 482, 1557, doi: [10.1093/MNRAS/sty2730](https://doi.org/10.1093/MNRAS/sty2730)

-
- Sánchez, S. F., Barrera-Ballesteros, J. K., Colombo, D., et al. 2021b, MNRAS, 503, 1615, doi: [10.1093/MNRAS/stab442](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stab442)
- Sánchez, S. F., Barrera-Ballesteros, J. K., Lacerda, E., et al. 2022, ApJs, 262, 36, doi: [10.3847/1538-4365/ac7b8f](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ac7b8f)
- Sánchez Almeida, J. 2017, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 430, Gas Accretion onto Galaxies, ed. A. Fox & R. Davé, 67, doi: [10.1007/978-3-319-52512-9_4](https://doi.org/10.1007/978-3-319-52512-9_4)
- Sánchez-Gil, M. C., Jones, D. H., Pérez, E., et al. 2011, MNRAS, 415, 753, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.18759.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18759.x)
- Sánchez-Menguiano, L., Sánchez, S. F., Pérez, I., et al. 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 609, A119, doi: [10.1051/0004-6361/201731486](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201731486)
- Sandage, A. 1961, *The Hubble Atlas of Galaxies*
- . 2005, *Annual Review of Astron and Astrophys*, 43, 581, doi: [10.1146/annurev.astro.43.112904.104839](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.43.112904.104839)
- Sanders, R. L., Shapley, A. E., Kriek, M., et al. 2015, ApJ, 799, 138, doi: [10.1088/0004-637X/799/2/138](https://doi.org/10.1088/0004-637X/799/2/138)
- Santini, P., Maiolino, R., Magnelli, B., et al. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 562, A30, doi: [10.1051/0004-6361/201322835](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322835)
- Savaglio, S., Glazebrook, K., Le Borgne, D., et al. 2005, ApJ, 635, 260, doi: [10.1086/497331](https://doi.org/10.1086/497331)
- Saviane, I., Yegorova, I., Proust, D., et al. 2014, *Mem. Societa Astronomica Italiana*, 85, 417. <https://arxiv.org/abs/1401.8284>
- Schaye, J., Dalla Vecchia, C., Booth, C. M., et al. 2010, MNRAS, 402, 1536, doi: [10.1111/j.1365-2966.2009.16029.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.16029.x)
- Schmidt, M. 1959, ApJ, 129, 243, doi: [10.1086/146614](https://doi.org/10.1086/146614)
- . 1968, ApJ, 151, 393, doi: [10.1086/149446](https://doi.org/10.1086/149446)
- Schneider, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology*, doi: [10.1007/978-3-540-33175-9](https://doi.org/10.1007/978-3-540-33175-9)
- Schulz, A., Güsten, R., Köster, B., & Krause, D. 2001, *Astronomy and Astrophysics*, 371, 25, doi: [10.1051/0004-6361:20010082](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20010082)
- Scoville, N. Z. 2013, in *Secular Evolution of Galaxies*, ed. J. Falcón-Barroso & J. H. Knapen, 491
- Shapley, A. E., Steidel, C. C., Pettini, M., & Adelberger, K. L. 2003, ApJ, 588, 65, doi: [10.1086/373922](https://doi.org/10.1086/373922)

-
- Shapley, H., & Curtis, H. D. 1921, *Bulletin of the National Research Council*, 2, 171
- Shimasaku, K., Fukugita, M., Doi, M., et al. 2001, *Astronomical Journal*, 122, 1238, doi: [10.1086/322094](https://doi.org/10.1086/322094)
- Skillman, E. D., Kennicutt, R. C., & Hodge, P. W. 1989, *ApJ*, 347, 875, doi: [10.1086/168178](https://doi.org/10.1086/168178)
- Smith, D. 1988, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 324, 257, doi: [10.1098/rsta.1988.0016](https://doi.org/10.1098/rsta.1988.0016)
- Snell, R. L. 2011, *Interstellar Medium*, ed. M. Gargaud, R. Amils, J. C. Quintanilla, H. J. J. Cleaves, W. M. Irvine, D. L. Pinti, & M. Viso (Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg), 837–843, doi: [10.1007/978-3-642-11274-4_801](https://doi.org/10.1007/978-3-642-11274-4_801)
- Solomon, P. M., & Vanden Bout, P. A. 2005, , 43, 677, doi: [10.1146/annurev.astro.43.051804.102221](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.43.051804.102221)
- Somerville, R. S., & Davé, R. 2015, *Annual Review of Astron and Astrophys*, 53, 51, doi: [10.1146/annurev-astro-082812-140951](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-082812-140951)
- Spinrad, H., & Taylor, B. J. 1971, *ApJs*, 22, 445, doi: [10.1086/190232](https://doi.org/10.1086/190232)
- Spitoni, E., Calura, F., Matteucci, F., & Recchi, S. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 514, A73, doi: [10.1051/0004-6361/200913799](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913799)
- Spitoni, E., Vincenzo, F., & Matteucci, F. 2017, *A&A*, 599, A6, doi: [10.1051/0004-6361/201629745](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629745)
- Springob, C. M., Haynes, M. P., Giovanelli, R., & Kent, B. R. 2005, , 160, 149, doi: [10.1086/431550](https://doi.org/10.1086/431550)
- Stark, D. V., Masters, K. L., Avila-Reese, V., et al. 2021, *MNRAS*, 503, 1345, doi: [10.1093/MNRAS/stab566](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stab566)
- Stasińska, G. 2002, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, Vol. 12, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, ed. W. J. Henney, J. Franco, & M. Martos, 62–69. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0102403>
- Stasińska, G. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 434, 507, doi: [10.1051/0004-6361:20042216](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20042216)
- Stasińska, G., & Izotov, Y. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 397, 71, doi: [10.1051/0004-6361:20021510](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20021510)
- Stasińska, G., Prantzos, N., Meynet, G., et al. 2012, in *EAS Publications Series*, Vol. 54, *EAS Publications Series*, ed. G. Stasińska, N. Prantzos, G. Meynet, S. Simón-Díaz, C. Chiappini, M. Dessauges-Zavadsky, C. Charbonnel, H. G. Ludwig, C. Mendoza,

-
- N. Grevesse, M. Arnould, B. Barbuy, Y. Lebreton, A. Decourchelle, V. Hill, P. Ferrando, G. Hébrard, F. Durret, M. Katsuma, & C. J. Zeppen, 3–63, doi: [10.1051/eas/1254001](https://doi.org/10.1051/eas/1254001)
- Sternberg, A. 1989, in *Infrared Spectroscopy in Astronomy*, ed. E. Böhm-Vitense, 269
- Strateva, I., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., et al. 2001, *Astronomical Journal*, 122, 1861, doi: [10.1086/323301](https://doi.org/10.1086/323301)
- Suchkov, A. A. 1981, *Priroda*, 56
- Tacconi, L. J., Genzel, R., Neri, R., et al. 2010, *Nature*, 463, 781, doi: [10.1038/nature08773](https://doi.org/10.1038/nature08773)
- Tassis, K., Kravtsov, A. V., & Gnedin, N. Y. 2008, *ApJ*, 672, 888, doi: [10.1086/523880](https://doi.org/10.1086/523880)
- Telford, O. G., Dalcanton, J. J., Skillman, E. D., & Conroy, C. 2016, *ApJ*, 827, 35, doi: [10.3847/0004-637X/827/1/35](https://doi.org/10.3847/0004-637X/827/1/35)
- Theureau, G., Bottinelli, L., Coudreau-Durand, N., et al. 1998, , 130, 333, doi: [10.1051/aas:1998416](https://doi.org/10.1051/aas:1998416)
- Thomas, A. D., Dopita, M. A., Kewley, L. J., et al. 2018, *ApJ*, 856, 89, doi: [10.3847/1538-4357/aab3db](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aab3db)
- Thomas, A. D., Kewley, L. J., Dopita, M. A., et al. 2019, *ApJ*, 874, 100, doi: [10.3847/1538-4357/ab08a1](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab08a1)
- Tinsley, B. M. 1968, *ApJ*, 151, 547, doi: [10.1086/149455](https://doi.org/10.1086/149455)
- . 1974, *ApJ*, 192, 629, doi: [10.1086/153099](https://doi.org/10.1086/153099)
- . 1980, , 5, 287, doi: [10.48550/arXiv.2203.02041](https://doi.org/10.48550/arXiv.2203.02041)
- Tojeiro, R., Wilkins, S., Heavens, A. F., Panter, B., & Jimenez, R. 2009, *ApJ, Supplement*, 185, 1, doi: [10.1088/0067-0049/185/1/1](https://doi.org/10.1088/0067-0049/185/1/1)
- Torrey, P., Vogelsberger, M., Marinacci, F., et al. 2019, *MNRAS*, 484, 5587, doi: [10.1093/MNRAS/stz243](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz243)
- Trayford, J. W., & Schaye, J. 2019, *MNRAS*, 485, 5715, doi: [10.1093/MNRAS/stz757](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz757)
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., et al. 2004, *ApJ*, 613, 898, doi: [10.1086/423264](https://doi.org/10.1086/423264)
- Trumpler, R. J. 1930, *Publications of the ASP*, 42, 214, doi: [10.1086/124039](https://doi.org/10.1086/124039)
- Tsamis, Y. G., Walsh, J. R., Péquignot, D., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 22, doi: [10.1111/j.1365-2966.2008.13051.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13051.x)

-
- Unterborn, C. T., & Ryden, B. S. 2008, *ApJ*, 687, 976, doi: [10.1086/591898](https://doi.org/10.1086/591898)
- Vale Asari, N., Couto, G. S., Cid Fernandes, R., et al. 2019, *MNRAS*, 489, 4721, doi: [10.1093/MNRAS/stz2470](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stz2470)
- Vale Asari, N., Stasińska, G., Cid Fernandes, R., et al. 2009, *MNRAS*, 396, L71, doi: [10.1111/j.1745-3933.2009.00664.x](https://doi.org/10.1111/j.1745-3933.2009.00664.x)
- van den Bergh, S. 1998, *Galaxy Morphology and Classification*
- van Dishoeck, E. F., & Black, J. H. 1988, , 334, 771, doi: [10.1086/166877](https://doi.org/10.1086/166877)
- van Loon, M. L., Mitchell, P. D., & Schaye, J. 2021, *MNRAS*, 504, 4817, doi: [10.1093/MNRAS/stab1254](https://doi.org/10.1093/MNRAS/stab1254)
- van Zee, L., & Haynes, M. P. 2006, *ApJ*, 636, 214, doi: [10.1086/498017](https://doi.org/10.1086/498017)
- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., et al. 2010, *MNRAS*, 404, 1639, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.16407.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16407.x)
- Veilleux, S., Cecil, G., & Bland-Hawthorn, J. 2005, , 43, 769, doi: [10.1146/annurev.astro.43.072103.150610](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.43.072103.150610)
- Veilleux, S., & Osterbrock, D. E. 1987, *ApJ*, Supplement, 63, 295, doi: [10.1086/191166](https://doi.org/10.1086/191166)
- Venables, W. N., & Ripley, B. D. 2010, *Modern Applied Statistics with S* (Springer New York, NY), doi: <https://doi.org/10.1007/978-0-387-21706-2>
- Verheijen, M. A. W., Bershad, M. A., Andersen, D. R., et al. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 151, doi: [10.1002/asna.200310197](https://doi.org/10.1002/asna.200310197)
- Vila-Costas, M. B., & Edmunds, M. G. 1992, *MNRAS*, 259, 121, doi: [10.1093/MNRAS/259.1.121](https://doi.org/10.1093/MNRAS/259.1.121)
- Virtanen, P., Gommers, R., Oliphant, T. E., et al. 2020, *Nature Methods*, 17, 261, doi: [10.1038/s41592-019-0686-2](https://doi.org/10.1038/s41592-019-0686-2)
- Weiner, B. J., Coil, A. L., Prochaska, J. X., et al. 2009, *ApJ*, 692, 187, doi: [10.1088/0004-637X/692/1/187](https://doi.org/10.1088/0004-637X/692/1/187)
- Weinreb, S., Barrett, A. H., Meeks, M. L., & Henry, J. C. 1963, *Nature*, 200, 829, doi: [10.1038/200829a0](https://doi.org/10.1038/200829a0)
- White, S. D. M., & Rees, M. J. 1978, *MNRAS*, 183, 341, doi: [10.1093/MNRAS/183.3.341](https://doi.org/10.1093/MNRAS/183.3.341)
- Wolfire, M. G., Hollenbach, D., & Tielens, A. G. G. M. 1993, , 402, 195, doi: [10.1086/172123](https://doi.org/10.1086/172123)
- Wong, O. I., Ryan-Weber, E. V., Garcia-Appadoo, D. A., et al. 2006, *MNRAS*, 371, 1855, doi: [10.1111/j.1365-2966.2006.10846.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10846.x)

- Woosley, S. E., Heger, A., & Weaver, T. A. 2002, *Reviews of Modern Physics*, 74, 1015, doi: [10.1103/RevModPhys.74.1015](https://doi.org/10.1103/RevModPhys.74.1015)
- Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, *ApJ, Supplement*, 101, 181, doi: [10.1086/192237](https://doi.org/10.1086/192237)
- Wright, T. 1750, *An original theory or new hypothesis of the universe* (London). <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1750oton.book.....W>
- Wuyts, E., Wisnioski, E., Fossati, M., et al. 2016, *ApJ*, 827, 74, doi: [10.3847/0004-637X/827/1/74](https://doi.org/10.3847/0004-637X/827/1/74)
- Wuyts, S., Förster Schreiber, N. M., van der Wel, A., et al. 2011, *ApJ*, 742, 96, doi: [10.1088/0004-637X/742/2/96](https://doi.org/10.1088/0004-637X/742/2/96)
- Yates, R. M., Kauffmann, G., & Guo, Q. 2012, *MNRAS*, 422, 215, doi: [10.1111/j.1365-2966.2012.20595.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.20595.x)
- Yates, R. M., Schady, P., Chen, T. W., Schweyer, T., & Wiseman, P. 2020, *Astronomy and Astrophysics*, 634, A107, doi: [10.1051/0004-6361/201936506](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201936506)
- Yeh, S. C. C., & Matzner, C. D. 2012, *ApJ*, 757, 108, doi: [10.1088/0004-637X/757/2/108](https://doi.org/10.1088/0004-637X/757/2/108)
- Yesuf, H. M., Ho, L. C., & Faber, S. M. 2021, *ApJ*, 923, 205, doi: [10.3847/1538-4357/ac27a7](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac27a7)
- Yin, S. Y., Liang, Y. C., Hammer, F., et al. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 462, 535, doi: [10.1051/0004-6361:20065798](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065798)
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, John E., J., et al. 2000, *Astronomical Journal*, 120, 1579, doi: [10.1086/301513](https://doi.org/10.1086/301513)
- Yu, S.-Y., Ho, L. C., & Wang, J. 2021, *ApJ*, 917, 88, doi: [10.3847/1538-4357/ac0c77](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac0c77)
- Zahid, H. J., Dima, G. I., Kudritzki, R.-P., et al. 2014, *ApJ*, 791, 130, doi: [10.1088/0004-637X/791/2/130](https://doi.org/10.1088/0004-637X/791/2/130)
- Zaritsky, D., Kennicutt, Robert C., J., & Huchra, J. P. 1994, *ApJ*, 420, 87, doi: [10.1086/173544](https://doi.org/10.1086/173544)
- Zaritsky, D., Zabludoff, A. I., & Gonzalez, A. H. 2008, *ApJ*, 682, 68, doi: [10.1086/529577](https://doi.org/10.1086/529577)
- Zinchenko, I. A., Kniazev, A. Y., Grebel, E. K., & Pilyugin, L. S. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 582, A35, doi: [10.1051/0004-6361/201526311](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201526311)
- Zinchenko, I. A., Vílchez, J. M., Pérez-Montero, E., et al. 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 655, A58, doi: [10.1051/0004-6361/202141522](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202141522)
- Zu, Y. 2020, *MNRAS*, 496, 111, doi: [10.1093/MNRAS/staa1457](https://doi.org/10.1093/MNRAS/staa1457)

मनोबुद्ध्यहङ्कार चित्तानि नाहं
न च श्रोत्रजिह्वे न च घ्राणनेत्रे
न च व्योम भूमिर्न तेजो न वायुः
चिदानन्दरूपः शिवोऽहम् शिवोऽहम् ।