

# Caracterización de Atmósferas Exoplanetarias

Por  
**Marcos Adrian Josue Baracchi**

Presentado ante la facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación como parte de los requerimientos para la obtención del grado de Licenciado en Astronomía de la

**Universidad Nacional de Córdoba**

Marzo 2025

Directores:  
Dra. Mercedes Gómez  
Dr. Luciano García



Este trabajo se distribuye bajo una licencia Creative Commons  
[Atribución-No-Comercial-No-Derivadas](#)



*A mi querida familia*



# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>6</b>
<b>Abstract</b>	<b>8</b>
<b>Introducción</b>	<b>10</b>
<b>1. Planetas, Exoplanetas y Exoplanetas Transitantes</b>	<b>12</b>
1.1. Definiciones . . . . .	12
1.2. Clasificación de exoplanetas . . . . .	13
1.3. Detección de exoplanetas mediante la técnica de Tránsito . . . . .	14
1.3.1. Técnica de Velocidad Radial . . . . .	18
1.3.2. Imagen Directa . . . . .	21
1.4. Muestra actual de exoplanetas . . . . .	21
1.5. Relevancia de los exoplanetas transitantes en el análisis de atmósferas planetarias	23
<b>2. Espectroscopía de Transmisión</b>	<b>25</b>
2.1. Espectros de transmisión mediante espectroscopía clásica . . . . .	26
2.2. Espectros de transmisión mediante fotometría multibanda . . . . .	27
2.3. Espectros de transmisión con el JWST . . . . .	30
2.3.1. Instrumentos del JWST . . . . .	30
2.3.2. Observaciones y obtención de espectros . . . . .	31
<b>3. POSEIDON</b>	<b>34</b>
3.1. Estructura del código . . . . .	34
3.2. Modelado de la atmósfera y su interacción con la radiación estelar . . . . .	35
3.3. Posibles escenarios para la atmósfera planetaria . . . . .	39
3.3.1. Escenario isoquímico . . . . .	39
3.3.2. Escenario de equilibrio termoquímico . . . . .	40
3.3.3. Escenario de bloqueo tidal . . . . .	41
3.4. Perfiles de temperatura-presión . . . . .	42
3.5. Visualización de resultados . . . . .	43
<b>4. Muestra de Exoplanetas Seleccionada</b>	<b>45</b>
4.1. WASP-39b . . . . .	46
4.2. HD 189733b . . . . .	47
4.3. WASP-107b . . . . .	49
4.4. K2-18b . . . . .	53
4.5. GJ 1132b . . . . .	56

<b>5. WASP-39 b</b>	<b>60</b>
5.1. Análisis del espectro obtenido con NIRSpec/G395H . . . . .	60
5.1.1. Contribución de las diferentes especies químicas al espectro final . . . . .	64
5.2. Análisis del espectro obtenido con NIRSpec/PRISM . . . . .	65
5.3. Análisis del espectro obtenido con NIRISS/SOSS . . . . .	68
5.4. Análisis del espectro obtenido con MIRI/LRS . . . . .	70
5.5. Análisis de los espectros combinados . . . . .	73
5.6. Resumen de los resultados obtenidos para la atmósfera de WASP-39b . . . . .	78
<b>6. HD 189733b, WASP-107b, K2-18b y GJ 1132b</b>	<b>81</b>
6.1. WASP-107b . . . . .	81
6.1.1. Análisis del espectro obtenido con NIRCam . . . . .	81
6.1.2. Análisis del espectro obtenido con NIRSpec/G395H . . . . .	84
6.1.3. Análisis del espectro combinado . . . . .	85
6.2. HD 189733b . . . . .	89
6.2.1. Datos y observaciones . . . . .	89
6.2.2. Análisis del espectro . . . . .	90
6.3. K2-18b . . . . .	96
6.3.1. Datos y observaciones . . . . .	96
6.3.2. Análisis del espectro . . . . .	97
6.3.3. Análisis de la presencia de DMS . . . . .	101
6.4. GJ-1132b . . . . .	102
6.4.1. Datos y observaciones . . . . .	102
6.4.2. Análisis del espectro . . . . .	103
<b>7. Síntesis y Resultados</b>	<b>107</b>
7.1. Atmósferas planetarias analizadas: Composición química . . . . .	108
7.2. Sistema Solar vs Sistemas Extrasolares: Composición . . . . .	110
7.3. Comentarios generales sobre los modelos atmosféricos . . . . .	111
<b>Referencias</b>	<b>115</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>116</b>
<b>Apéndices</b>	<b>116</b>
<b>A. Pruebas realizadas en WASP-39b</b>	<b>117</b>
<b>B. Secciones eficaces de absorción</b>	<b>120</b>
<b>C. Modelos y detecciones</b>	<b>131</b>
<b>D. Gráficos de esquinas restantes</b>	<b>140</b>

## Resumen

La búsqueda y detección de planetas extrasolares comenzó a ser factible a finales del siglo XX, debido a que estos objetos presentan características como tamaño, masa y temperatura considerablemente inferiores a las de los objetos estelares. Esto transformó el área del estudio de exoplanetas en una de las más recientes y, por ende, una de las que más interrogantes plantea en la astronomía moderna. Actualmente, gracias a relevamientos como Kepler o TESS, se dispone de una muestra de exoplanetas considerablemente abarcativa en cuanto a masas, radios y temperaturas. El siguiente interrogante a responder es, naturalmente, de qué están constituidos estos planetas y sus respectivas atmósferas. Sin embargo, el estudio de las atmósferas exoplanetarias representa un gran desafío tecnológico debido a los niveles de sensibilidad que se deben alcanzar para ello.

En este contexto, y con la intención de aportar al conocimiento de las atmósferas exoplanetarias, se estudió y caracterizó la composición química de cinco planetas extrasolares: WASP-39b, WASP-107b, HD 189733b, K2-18b y GJ 1132b. Estos abarcan un amplio rango de masas, desde poco más de una masa de Júpiter en el caso de HD 189733b, hasta poco menos de 2 masas terrestres para GJ 1132b. Los cinco planetas fueron observados, algunos en múltiples ocasiones, con el telescopio espacial James Webb (JWST), que observa en el rangopectral del infrarrojo cercano y medio ( $\lambda \sim 0.5 - 25 \mu\text{m}$ ). En la actualidad, este telescopio proporciona los espectros de transmisión de mayor calidad disponibles para el estudio de atmósferas exoplanetarias. Todos los espectros analizados en este trabajo fueron obtenidos por dicho telescopio.

Se procedió a estudiar estos espectros utilizando el código POSEIDON, que permite analizar la atmósfera bajo distintos escenarios: abundancia isoquímica, equilibrio termoquímico y bloqueo tidal. El objetivo fue identificar el escenario que mejor reproduce el espectro de transmisión observado y, a partir de ello, determinar la composición química de la atmósfera, el nivel de detección de cada molécula y/o elemento atómico, así como su abundancia porcentual. También se derivó la temperatura media de la atmósfera y el radio de opacidad infinita de la misma.

WASP-39b es un planeta tipo Saturno caliente que orbita una estrella tipo espectral G8. Se analizaron cuatro espectros individuales obtenidos por diferentes instrumentos del JWST y un espectro combinado construido a partir de los anteriores, cubriendo así el rangopectral de  $\lambda = 0.5 - 12 \mu\text{m}$ . El modelo isoquímico con perfil de temperatura-presión isotérmico fue el que mejor reprodujo los diferentes espectros analizados. En dichos espectros se detectó la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$  ( $> 50.0\sigma$ ),  $\text{CO}_2$  ( $28.8\sigma$ ),  $\text{CO}$  ( $7.6\sigma$ ),  $\text{SO}_2$  ( $6.6\sigma$ ),  $\text{Na}$  ( $17.3\sigma$ ) y  $\text{K}$  ( $8.7\sigma$ ) y se obtuvo una detección marginal de  $\text{CH}_4$  ( $5.0\sigma$ ) y  $\text{H}_2\text{S}$  ( $4.4\sigma$ ), considerando una atmósfera rica en  $\text{H}_2$  y  $\text{He}$ . A su vez, se determinó una temperatura media de  $T = 701 \pm 16 \text{ K}$  y un radio de opacidad infinita de  $R_{\text{p,ref}} = 1.271 \pm 0.002 R_J$ .

WASP-107b es un planeta de masa aproximada de  $30 M_\oplus$ , similar a la de Neptuno ( $\sim 17 M_\oplus$ ), pero con casi un radio de Júpiter, que orbita una estrella tipo K2. Se analizaron dos espectros individuales y uno combinado que cubre desde  $\lambda = 2.4 \mu\text{m}$  hasta  $\lambda = 11.8 \mu\text{m}$ . El escenario atmosférico que mejor reproduce dichos espectros fue el isoquímico-isotérmico. Se detectó la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$  ( $25.3\sigma$ ),  $\text{CO}_2$  ( $33.8\sigma$ ),  $\text{SO}_2$  ( $16.5\sigma$ ),  $\text{CH}_4$  ( $8.1\sigma$ ) y  $\text{H}_2\text{S}$  ( $5.9\sigma$ ), junto con una detección marginal de  $\text{CO}$  ( $3.4\sigma$ ), suponiendo una atmósfera rica en  $\text{H}_2$  y  $\text{He}$  nuevamente. Se determinó una temperatura media de la atmósfera en  $T = 796 \pm 26 \text{ K}$  y un radio de opacidad infinita de  $R_{\text{p,ref}} = 0.925 \pm 0.002$

$R_J$  mediante el análisis del espectro combinado.

HD 189733b es el planeta tipo Júpiter caliente transitante más cercano a la Tierra, a una distancia de casi 20 pc en la constelación de la Vulpecula y orbita una estrella tipo K1.5V. De este se analizó un espectro de transmisión obtenido con el instrumento NIRCam, que cubre el rango de longitud de onda de  $\lambda = 2.4 - 5.0 \mu\text{m}$  y posee una resolución de  $R \sim 200$ . Se encontró que el modelo de equilibrio termoquímico-isotérmico es el más adecuado para su análisis. Este permitió obtener los perfiles de abundancia de las moléculas detectadas en dicha atmósfera, que fueron:  $\text{H}_2\text{O}$  ( $18.0\sigma$ ),  $\text{CO}_2$  ( $24.5\sigma$ ), CO ( $8.0\sigma$ ) y  $\text{H}_2\text{S}$  ( $4.7\sigma$ ), suponiendo una atmósfera rica en  $\text{H}_2$  y He. Además, se determinó una temperatura media de la atmósfera de  $T = 1019 \pm 36 \text{ K}$  y un radio de opacidad infinita de  $R_{p,\text{ref}} = 1.1314 \pm 0.0005 R_J$ .

K2-18b posee poco más de  $8 M_\oplus$ , aproximadamente  $2 R_\oplus$  y orbita una estrella tipo M2.5V. Está clasificado como candidato a planeta hiceánico. Se analizó el espectro de transmisión observado con los instrumentos NIRISS y NIRSpec en el rango de  $\lambda = 0.9 - 5.2 \mu\text{m}$ . Se encontró que el modelo isoquímico-isotérmico es el que mejor reproduce el espectro de transmisión observado. Se obtuvo una detección de  $\text{CH}_4$  ( $5.8\sigma$ ) y de  $\text{CO}_2$  ( $0.9\sigma$ ), esta última de manera marginal, considerando una atmósfera rica en  $\text{H}_2$ . No se encontró evidencia de la presencia de dimetilsulfuro (DMS) en la atmósfera de este planeta, molécula que se considera como biomarcador en la Tierra. Se estableció una temperatura media de  $T = 176 \pm 70 \text{ K}$  y un radio de opacidad infinita de  $R_{p,\text{ref}} = 2.41 \pm 0.01 R_\oplus$ .

GJ 1132b es un planeta tipo Tierra orbitando una estrella tipo M3.5. Se analizó el espectro obtenido con el instrumento NIRSpec durante la primera visita del JWST al sistema, el cual cubre el rango  $\lambda = 2.8 - 5.2 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 100$ . Dicho espectro fue mejor reproducido por el modelo isoquímico-isotérmico y se detectó la presencia de  $\text{CH}_4$  ( $4.1\sigma$ ) e indicios de  $\text{N}_2\text{O}$  ( $2.4\sigma$ ) bajo la suposición de una atmósfera rica en  $\text{H}_2\text{O}$ . Por último, se obtuvo una temperatura media de  $T = 1133 \pm 253 \text{ K}$ .

Las especies químicas detectadas de manera exitosa en los planetas de la muestra también han sido detectadas en las atmósferas de otros exoplanetas y en los del Sistema Solar. Sin embargo, las características de los planetas en los que han sido encontradas algunas de ellas no siempre coinciden. Así es el caso del Na y K, que en sistemas extrasolares han sido detectadas mayormente en planetas tipo Júpiter, mientras que en el Sistema Solar se encuentran únicamente en la exosfera de Mercurio. Otro ejemplo lo constituye el  $\text{SO}_2$ , que se encontró en la atmósfera de 4 exoplanetas gigantes gaseosos, mientras que en nuestro sistema se ha encontrado únicamente en Venus.

Si bien la composición química de las atmósferas de los planetas gigantes gaseosos analizados concuerda con lo predicho por la teoría, elementos como el  $\text{CH}_4$  han demostrado ser más difíciles de detectar en estos planetas de lo que se esperaba originalmente. Otras moléculas, como el  $\text{SO}_2$ , parecen ser un gran indicativo de la actividad fotoquímica en la atmósfera de los planetas, manteniendo concordancia con la teoría y los modelos atmosféricos actuales. Por último, los indicios de elementos con posibles orígenes bióticos, como el DMS o  $\text{N}_2\text{O}$ , en planetas tipo Tierra y Súper-Tierra plantean la necesidad de más observaciones y, en lo posible, de mayor sensibilidad y resolución para este tipo de planetas.

# Abstract

The search and detection of extrasolar planets became feasible at the end of the 20th century due to their characteristics such as size, mass, and temperature, which are considerably lower than those of stellar objects. This transformed the study of exoplanets into one of the newest and, therefore, one of the most intriguing fields in modern astronomy. Currently, thanks to surveys like Kepler and TESS, a significantly extensive sample of exoplanets is available in terms of masses, radii, and temperatures. The next question to answer is naturally what these planets and their respective atmospheres are made of. However, studying exoplanetary atmospheres represents a significant technological challenge due to the sensitivity levels that must be achieved.

In this context, and with the aim of contributing to the understanding of exoplanetary atmospheres, the chemical composition of five extrasolar planets was studied and characterized: WASP-39b, WASP-107b, HD 189733b, K2-18b, and GJ 1132b. These span a wide range of masses, from just over one Jupiter mass in the case of HD 189733b to just under two Earth masses for GJ 1132b. All five planets were observed, some on multiple occasions, with the James Webb Space Telescope (JWST), which operates in the near- and mid-infrared spectral range ( $\lambda \sim 0.5 - 25 \mu\text{m}$ ). Currently, this telescope provides the highest-quality transmission spectra available for studying exoplanetary atmospheres. All spectra analyzed in this work were obtained with JWST.

These spectra were analyzed using the POSEIDON code, which allows atmospheric studies under different scenarios: iso-chemical abundance, thermochemical equilibrium, and tidal-locking conditions. The goal was to identify the scenario that best reproduces the observed transmission spectrum and, from there, determine the atmospheric chemical composition, the detection level of each molecule and/or atomic element, and their relative abundances. Additionally, the mean atmospheric temperature and the opacity reference radius were derived.

WASP-39b is a hot Saturn-type planet orbiting a G8-type star. Four individual spectra obtained by different JWST instruments were analyzed, along with a combined spectrum constructed from the previous ones, thus covering the spectral range of  $\lambda = 0.5 - 12 \mu\text{m}$ . The iso-chemical model with an isothermal temperature-pressure profile best reproduced the different spectra analyzed. In these spectra, the presence of H<sub>2</sub>O ( $> 50.0\sigma$ ), CO<sub>2</sub> (28.8 $\sigma$ ), CO (7.6 $\sigma$ ), SO<sub>2</sub> (6.6 $\sigma$ ), Na (17.3 $\sigma$ ), and K (8.7 $\sigma$ ) was detected, and a marginal detection of CH<sub>4</sub> (5.0 $\sigma$ ) and H<sub>2</sub>S (4.4 $\sigma$ ) was obtained, considering an atmosphere rich in H<sub>2</sub> and He. Additionally, an average temperature of  $T = 701 \pm 16 \text{ K}$  and an infinite opacity radius of  $R_{p,\text{ref}} = 1.271 \pm 0.002 R_J$  were determined.

WASP-107b is a planet with an approximate mass of  $30 M_\oplus$ , similar to that of Neptune ( $\sim 17 M_\oplus$ ), but with nearly a Jupiter radius, orbiting a K2-type star. Two individual spectra and one combined spectrum covering from  $\lambda = 2.4 \mu\text{m}$  to  $\lambda = 11.8 \mu\text{m}$  were analyzed. The atmospheric scenario that best reproduces these spectra was the iso-chemical-isothermal model. The presence of H<sub>2</sub>O (25.3 $\sigma$ ), CO<sub>2</sub> (33.8 $\sigma$ ), SO<sub>2</sub> (16.5 $\sigma$ ), CH<sub>4</sub> (8.1 $\sigma$ ), and H<sub>2</sub>S (5.9 $\sigma$ ) was detected, along with a marginal detection of CO (3.4 $\sigma$ ), again assuming an atmosphere rich in H<sub>2</sub> and He. An average atmospheric temperature of  $T = 796 \pm 26 \text{ K}$  and an infinite opacity radius of  $R_{p,\text{ref}} = 0.925 \pm 0.002 R_J$  were determined through the analysis of the combined spectrum.

HD 189733b is the closest transiting hot Jupiter-type planet to Earth, at a distance of nearly 20 pc in the Vulpecula constellation, orbiting a K1.5V-type star. A transmission spectrum obtained with the NIRCam instrument was analyzed, covering the wavelength range of  $\lambda = 2.4 - 5.0 \mu\text{m}$

with a resolution of  $R \sim 200$ . It was found that the thermo-chemical equilibrium-isothermal model is the most suitable for its analysis. This allowed us to obtain the abundance profiles of the molecules detected in this atmosphere, which were:  $\text{H}_2\text{O}$  ( $18.0\sigma$ ),  $\text{CO}_2$  ( $24.5\sigma$ ),  $\text{CO}$  ( $8.0\sigma$ ), and  $\text{H}_2\text{S}$  ( $4.7\sigma$ ), assuming an atmosphere rich in  $\text{H}_2$  and He. Additionally, an average atmospheric temperature of  $T = 1019 \pm 36$  K and an infinite opacity radius of  $R_{p,\text{ref}} = 1.1314 \pm 0.0005 R_J$  were determined.

K2-18b has just over  $8 M_\oplus$ , approximately  $2 R_\oplus$ , and orbits an M2.5V-type star. It is classified as a candidate hycean planet. The transmission spectrum observed with the NIRISS and NIRSpec instruments in the range of  $\lambda = 0.9 - 5.2 \mu\text{m}$  was analyzed. It was found that the iso-chemical-isothermal model best reproduces the observed transmission spectrum. A detection of  $\text{CH}_4$  ( $5.8\sigma$ ) and  $\text{CO}_2$  ( $0.9\sigma$ ), the latter marginally, was obtained, considering an atmosphere rich in  $\text{H}_2$ . No evidence of the presence of dimethyl sulfide (DMS) was found in the atmosphere of this planet, a molecule considered a biomarker on Earth. An average temperature of  $T = 176 \pm 70$  K and an infinite opacity radius of  $R_{p,\text{ref}} = 2.41 \pm 0.01 R_\oplus$  were established.

GJ 1132b is an Earth-type planet orbiting an M3.5-type star. The spectrum obtained with the NIRSpec instrument during the first JWST visit to the system was analyzed, covering the range  $\lambda = 2.8 - 5.2 \mu\text{m}$  with a resolution of  $R \sim 100$ . This spectrum was best reproduced by the iso-chemical-isothermal model, and the presence of  $\text{CH}_4$  ( $4.1\sigma$ ) and indications of  $\text{N}_2\text{O}$  ( $2.4\sigma$ ) were detected under the assumption of an atmosphere rich in  $\text{H}_2\text{O}$ . Finally, an average temperature of  $T = 1133 \pm 253$  K was obtained.

The detected chemical species have also been identified in other exoplanetary and Solar System atmospheres. However, the planets in which some of them are found do not always match. For example, Na and K are mainly detected in Jupiter-like exoplanets, while in the Solar System, they exist only in Mercury's exosphere.  $\text{SO}_2$  was found in four giant exoplanets but is only present in Venus in our Solar System.

While the chemical composition of gas giants aligns with theoretical predictions,  $\text{CH}_4$  has proven harder to detect than expected. Conversely,  $\text{SO}_2$  serves as a strong indicator of photochemical activity, matching theoretical expectations. Finally, indications of possible biotic-origin elements such as DMS or  $\text{N}_2\text{O}$  in terrestrial and super-Earth planets emphasize the need for further observations with higher sensitivity and resolution.

# Introducción

Aunque el primer trabajo en mencionar el término “planeta extrasolar”, que hace referencia a planetas que orbitan otras estrellas que no son el Sol, fue el de [Matloff \(1971\)](#), no fue sino hasta finales del siglo XX cuando se detectó el primer exoplaneta orbitando una estrella de tipo espectral similar al Sol: 51 Pegasi b. Este descubrimiento fue presentado por [Mayor & Queloz \(1995\)](#), en el que se utilizó la técnica de velocidad radial con datos obtenidos del Observatorio de Haute-Provence (OHP) en Francia.

La detección de este planeta generó grandes controversias y revolucionó el conocimiento existente sobre los modelos de formación planetaria, que hasta entonces se basaban únicamente en las observaciones del Sistema Solar. Esto se debió a que 51 Pegasi b es un planeta con una masa de aproximadamente  $M_p \sim 0.47 M_J$ , pero que orbita a tan solo 0.05 unidades astronómicas (UA) de su estrella anfitriona. A modo de comparación, este planeta se encuentra 7.5 veces más cerca de su estrella de lo que Mercurio está del Sol, el cual tiene un semieje promedio de 0.39 UA.

En aquel momento, los modelos no podían explicar la presencia de un planeta tan masivo y tan cercano a su estrella. Hoy en día, se sabe que existe una gran cantidad de planetas de este tipo, conocidos como “Júpiteres calientes”, y que su formación puede explicarse mediante mecanismos de migración planetaria o interacciones gravitacionales con otros cuerpos del sistema, entre otros procesos. Actualmente, el número total de exoplanetas confirmados ronda los 5800.

El descubrimiento de 51 Pegasi b impulsó el desarrollo y la construcción de múltiples proyectos, tanto espaciales como terrestres, dedicados a la búsqueda y detección de exoplanetas. Entre estos, se pueden destacar cuatro misiones espaciales clave. En primer lugar, la misión Kepler ([Borucki et al., 2010](#)), lanzada en 2009, junto con la misión K2 ([Howell et al., 2014](#)), que permitieron la detección de aproximadamente 3700 exoplanetas. En segundo lugar, la misión TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*), lanzada en 2018, que ha realizado un mapeo por sectores de casi toda la esfera celeste, proporcionando grandes volúmenes de datos sobre variaciones fotométricas que podrían indicar tránsitos planetarios. Por último, el telescopio espacial JWST (*James Webb Space Telescope*), lanzado a finales de 2021 y operativo desde mediados de 2022, es el más moderno de todos. Gracias a sus capacidades avanzadas, actualmente se pueden estudiar las atmósferas exoplanetarias con una precisión sin precedentes, abriendo una nueva era en la caracterización de estos objetos.

De los más de 5000 exoplanetas confirmados hasta la fecha, solamente en un centenar de ellos ( $\sim 2\%$ ) se ha podido identificar la presencia de moléculas en sus atmósferas, obtenidas mediante diferentes técnicas, como la espectroscopía de emisión o de transmisión, entre otras. Esto se debe a la dificultad de caracterizar estos objetos, ya que su bajo brillo, comparado con el de su estrella anfitriona, y su pequeño tamaño hacen que su estudio sea un desafío considerable para la instrumentación actual.

En este trabajo, se presenta un estudio y caracterización de las atmósferas de cinco exoplanetas con masas que varían entre la masa terrestre y la de Júpiter, cuyas observaciones espectroscópicas han sido obtenidas por JWST, con el objetivo de ampliar el conocimiento sobre las atmósferas exoplanetarias. Los capítulos del mismo se organizan de la siguiente manera:

En el Capítulo 1, se recuerda la definición de planeta y la clasificación de exoplanetas. Se describen las técnicas de detección más relevantes para el estudio de atmósferas exoplanetarias

y la muestra actual de exoplanetas. Por último, se remarca la importancia de los exoplanetas transitantes en el estudio de atmósferas planetarias.

En el Capítulo 2, se presenta y detalla la técnica utilizada para la obtención de espectros de los exoplanetas transitantes y las diferentes formas de hacerlo. En particular, se describe el *modus operandi* del JWST para la obtención de estos espectros.

En el Capítulo 3, se describe el código computacional POSEIDON, utilizado para modelar los espectros de las atmósferas exoplanetarias.

En el Capítulo 4, se presenta la muestra de exoplanetas seleccionada para este trabajo, junto con los antecedentes y características de estos que motivó su estudio.

En el Capítulo 5, se describe el análisis y la metodología empleada con WASP-39b, que luego se extendió al resto de la muestra en el Capítulo 6. El motivo para iniciar el estudio con WASP-39b es que este ha sido un sistema relativamente bien estudiado en la literatura, ya que tiene características que facilitan la obtención de espectros de transmisión.

Finalmente, en el Capítulo 7, se presentan los resultados y las discusiones generales del trabajo, en donde dichos hallazgos se ubican en el contexto actual de atmósferas exoplanetarias.

# Capítulo 1

## Planetas, Exoplanetas y Exoplanetas Transitanos

En este capítulo se repasa el concepto actual de planeta extrasolar y su clasificación de acuerdo con características como masa, radio y/o temperatura de equilibrio. Además, se abordan las técnicas de detección de exoplanetas más relevantes para este trabajo. También se realiza una breve discusión sobre la muestra de exoplanetas detectados en la actualidad. Para finalizar, se consideran los objetivos del trabajo y la importancia de los planetas transitantes para esta investigación.

### 1.1. Definiciones

La discusión durante la Asamblea General de la IAU (*International Astronomical Union*) en 2006 condujo a la creación de la siguiente definición oficial de planeta en el Sistema Solar:

Un planeta es un objeto celeste que:

1. orbita alrededor del Sol,
2. posee suficiente masa para que su propia gravedad pueda superar las fuerzas de un cuerpo rígido, adoptando así una forma en equilibrio hidrostático (prácticamente esférica), y
3. ha despejado su órbita de otros cuerpos.

Dado esto, se podría definir un exoplaneta como un planeta que cumple con las mismas características, pero que orbita una estrella distinta al Sol. Sin embargo, esta definición puede presentar ciertos problemas, como en el caso de los planemos, objetos con masas similares a las de los planetas, pero que no están gravitacionalmente ligados a ninguna estrella. Por lo tanto, la definición actual de exoplaneta dada por la IAU ([Lecavelier des Etangs & Lissauer, 2022](#)) es la siguiente:

1. Los objetos con masas verdaderas por debajo del límite para la fusión termonuclear de deuterio (actualmente calculado en 13 masas de Júpiter para objetos con metalicidad solar) que orbitan estrellas, enanas marrones o remanentes estelares, y que tienen una relación de masa con el objeto central por debajo de la inestabilidad en  $L_4/L_5$ :

$$\frac{M}{M_{\text{central}}} < \frac{2}{25 + \sqrt{621}} \approx \frac{1}{25}, \quad (1.1)$$

son considerados “planetas”, sin importar cómo se formaron. La masa o tamaño mínimo requerido para que un objeto extrasolar sea considerado un planeta debe ser el mismo que el utilizado en nuestro Sistema Solar.

2. Los objetos subestelares con masas verdaderas por encima del límite para la fusión termonuclear de deuterio son considerados “enanas marrones”, sin importar cómo se formaron ni dónde se encuentren.
3. Los objetos flotantes libres en cúmulos de estrellas jóvenes con masas por debajo del límite para la fusión termonuclear de deuterio no son considerados “planetas”, sino “sub-enanas marrones”.

## 1.2. Clasificación de exoplanetas

Actualmente, de acuerdo con los valores publicados en la página oficial del *NASA Exoplanet Archive*<sup>1</sup>, el número de exoplanetas confirmados hasta la fecha (04/10/24) es de 5765. Estos pueden clasificarse de diversas maneras, pero la más tradicional es de acuerdo con su masa, dado que es la forma más común de clasificar a las estrellas y enanas marrones. Ejemplo de esto es la clasificación propuesta por [Stevens & Gaudi \(2013\)](#):

- sub-Tierras ( $10^{-8}M_{\oplus} - 0.1M_{\oplus}$ )
- Tierras ( $0.1M_{\oplus} - 2M_{\oplus}$ )
- súper-Tierras ( $2M_{\oplus} - 10M_{\oplus}$ )
- Neptunos ( $10M_{\oplus} - 100M_{\oplus}$ )
- Júpiteres ( $100M_{\oplus} - 10^3M_{\oplus}$ )
- súper-Júpiteres ( $10^3M_{\oplus} - 13M_J$ ).

Los exoplanetas también pueden clasificarse según su radio y la radiación estelar que reciben de su estrella anfitriona ([Kopparapu et al., 2018](#)). Este último parámetro está directamente relacionado con la temperatura de equilibrio teórica del planeta ( $T_{eq}$ ), la cual se calcula a partir de la siguiente ecuación:

$$T_{eq} = \left( \frac{f L_* (1 - A)}{16 \pi \sigma d^2} \right)^{1/4} \quad (1.2)$$

donde  $f$  es el factor de redistribución de energía (que puede ir entre 0 y 1),  $L_*$  la luminosidad de la estrella,  $A$  el albedo del planeta (también entre 0 y 1),  $d$  la distancia del planeta a la estrella y  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann.

Esta clasificación se muestra en la Figura 1.1. En esta, se indica qué flujo estelar es necesario para que moléculas como sulfuro de zinc ( $ZnS$ ), agua ( $H_2O$ ), dióxido de carbono ( $CO_2$ ) y metano ( $CH_4$ ) puedan encontrarse en estado líquido en la superficie de los distintos tipos de planetas. En dicha clasificación, destacan los planetas que reciben un flujo estelar considerablemente alto, ya sea porque su estrella anfitriona es muy luminosa, se encuentran muy cerca de ella o ambas. Estos se clasifican como tipo “Caliente” o “Hot”. Por otro lado, los planetas que reciben poca radiación se denominan “Fríos” o “Cold”.

---

<sup>1</sup><https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>

Por lo tanto, al combinar ambas clasificaciones, los planetas suelen agruparse de acuerdo con su masa y la radiación estelar que reciben, característica que se refleja en su temperatura de equilibrio ( $T_{\text{eq}}$ ). Así, a un planeta con una masa similar a la de Júpiter y con un valor alto de  $T_{\text{eq}}$  se le denomina “Júpiter caliente” (o “Hot Jupiter” en inglés). Esta nomenclatura se utiliza a lo largo del trabajo para dar una referencia rápida sobre las características básicas de un exoplaneta dado.

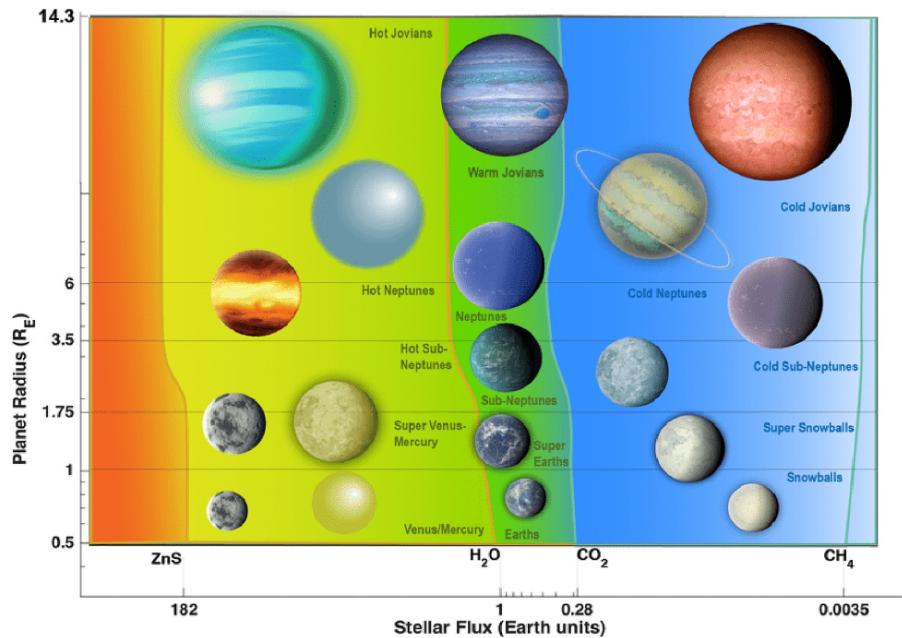


Figura 1.1: Gráfico de la clasificación de exoplanetas en función del radio planetario, en radios terrestres ( $R_E$ ), versus el flujo estelar recibido en unidades de flujo recibido por la Tierra del Sol. Las líneas verticales de colores, además de indicar los elementos que pueden encontrarse en estado líquido en la superficie del planeta, definen los límites entre cada clase de planeta. La línea de color naranja divide entre planetas calientes y tibios, mientras que la línea de color celeste entre tibios y fríos. Créditos: <https://www.researchgate.net/Classification-of-exoplanets>.

### 1.3. Detección de exoplanetas mediante la técnica de Tránsito

Actualmente, existen diversas técnicas para la detección de exoplanetas. Una de ellas es la astrometría, que mide desplazamientos periódicos en la posición de una estrella. Estos desplazamientos son causados por la interacción gravitacional de uno o más planetas en órbita. Otra técnica es la de microlentes, que detecta exoplanetas observando aumentos temporales en el brillo de una estrella distante. Este fenómeno ocurre cuando un objeto masivo en primer plano (estrella + planetas) actúa como una lente gravitacional. También existen otras técnicas, como la de velocidad radial e imagen directa, que se discuten en las secciones 1.3.1 y 1.3.2. Sin embargo, la técnica más efectiva y relevante para la detección de exoplanetas es la de tránsito. En la Figura 1.2, se muestra el histograma de detecciones acumuladas mediante las diferentes técnicas a lo largo de los años. En dicha figura, la técnica de tránsito (en color violeta) es la más dominante por un amplio margen en la actualidad. El éxito de esta técnica se debe en gran parte a la contribución de las misiones Kepler y K2, ya que la mayoría de las detecciones por tránsito se realizaron gracias a estas. A lo largo de este capítulo y el siguiente, se explicará por qué esta técnica es fundamental para el estudio de atmósferas exoplanetarias.

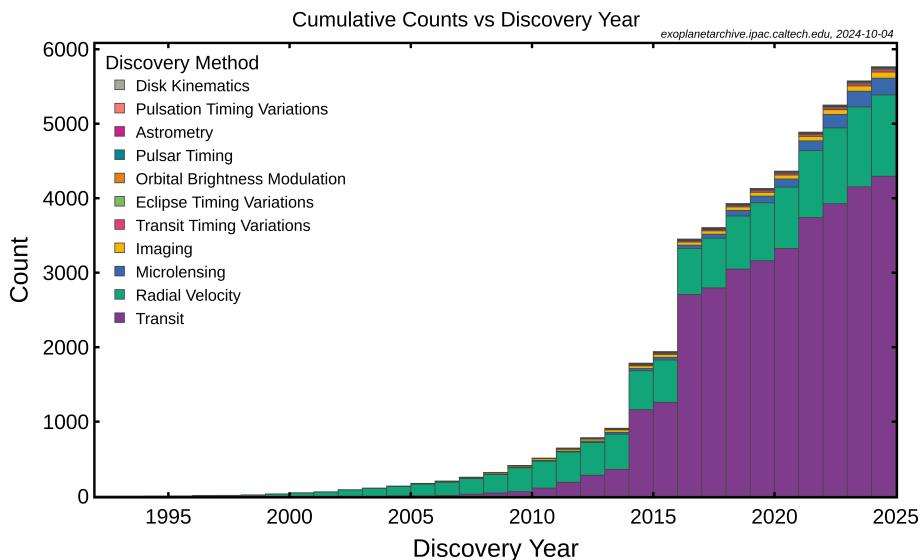


Figura 1.2: Histograma de detecciones acumuladas por año desde 1990 hasta octubre de 2024. Los colores indican el método de detección. Imagen extraída de la página *NASA Exoplanet Archive* antes mencionada.

La técnica de tránsito se basa en la observación de la disminución periódica en el brillo de una estrella cuando un planeta pasa frente a ella. Este evento ocurre si el plano orbital del planeta está alineado con la línea de visión del observador. Es un fenómeno que se produce de forma periódica debido al movimiento orbital del planeta. Si se realiza un monitoreo fotométrico de la estrella anfitriona, es posible construir una curva de luz del sistema, la cual consiste en graficar el flujo (o magnitud) recibido por parte de la estrella en función del tiempo.

La Figura 1.3, presenta en la parte superior un esquema que ilustra la situación descrita en el párrafo anterior. En la parte inferior, muestra la curva de luz resultante. En esta curva, se pueden destacar dos momentos clave: el primero ocurre cuando el planeta, respecto al observador, pasa por delante de su estrella, produciendo el máximo decaimiento en el flujo recibido. A este momento se le denomina Eclipse Primario o Tránsito. El segundo momento ocurre cuando el planeta se encuentra detrás de su estrella, lo que genera una menor caída en el flujo recibido debido a la pérdida del aporte del planeta. Este aporte se debe a que el planeta es capaz de reflejar parte de la luz de la estrella que incide en su superficie (representada en color rojo en la ilustración). A este momento se le denomina Eclipse Secundario u Ocultación.

Luego, realizando un análisis de la curva de luz, se pueden obtener los siguientes parámetros:

- **Profundidad del tránsito:** Es la variación del flujo medido en la curva de luz durante el momento del tránsito ( $\Delta F$ ). Está relacionada con el radio del planeta ( $R_p$ ) y de la estrella anfitriona ( $R_*$ ) de la siguiente manera:

$$\frac{\Delta F}{F} = \left( \frac{R_p}{R_*} \right)^2. \quad (1.3)$$

Esto permite determinar el tamaño relativo del planeta con respecto a su estrella huésped. En el caso de conocer el radio de la estrella anfitriona se puede obtener el radio planetario.

- **Duración del tránsito ( $T$ ):** Es el tiempo que tarda un exoplaneta en cruzar completamente el disco de su estrella. Depende del radio de la estrella y del período orbital del planeta. Un planeta que transita frente a una estrella de mayor radio tendrá un tránsito más largo que si lo hiciera frente a una estrella de menor radio. Además, si el planeta se encuentra cerca de su estrella anfitriona, según la tercera ley de Kepler, su velocidad de traslación será

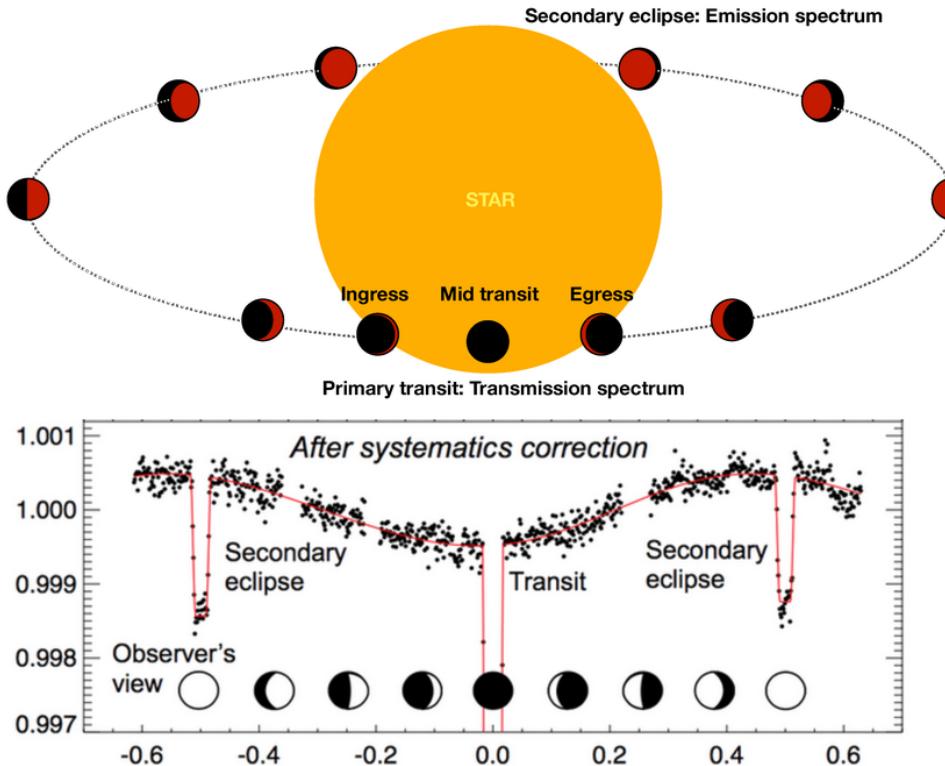


Figura 1.3: Esquema del tránsito de un planeta alrededor de su estrella anfitriona y su respectiva curva de luz. Figura extraída de [Pluriel \(2023\)](#).

más alta. Esto hará que el fenómeno, aunque más frecuente, tenga una menor duración en comparación con un planeta ubicado a una mayor distancia de su estrella.

- **Periodicidad ( $P$ ):** El intervalo entre tránsitos consecutivos corresponde al período orbital del planeta.
- **Parámetro de impacto ( $b$ ):** Mide la distancia proyectada entre el centro del disco estelar y el centro del planeta durante el tránsito. Este parámetro afecta directamente a la duración del transito. Los tránsitos centrados ( $b \sim 0$ ) tienen una duración más larga porque el planeta recorre una mayor distancia sobre el disco estelar que en tránsitos menos centrados ( $b > 0$ ). Este parámetro se relaciona con el semieje mayor  $a$ , el radio estelar  $R_*$  y la inclinación de la órbita  $i$  como:

$$b = \frac{a \cos i}{R_*} \quad (1.4)$$

- **Inclinación de la órbita del planeta ( $i$ ):** Es el ángulo entre el plano de la órbita del planeta y el plano del cielo visto desde la Tierra. La forma de la curva de luz depende directamente de la inclinación de la órbita del planeta. Por lo tanto, mediante el modelado de esta forma, es posible determinar dicho parámetro. Dado que con el método de Velocidad Radial se puede obtener el valor de  $M_p \text{sen}(i)$  como se explica en la sub-sección 1.3.1, resulta crucial determinar la inclinación para calcular la masa real del planeta ( $M_P$ ).

Sin embargo, la forma de la curva de luz también se ve afectada por el efecto denominado oscurecimiento al limbo (o *limb darkening* en inglés). Este fenómeno ocurre porque la intensidad de la luz que nos llega no es uniforme en toda la superficie de la estrella. El centro de la estrella parece más brillante que los bordes (el “limbo”). Esto se debe a que la

luz proveniente del centro viaja directamente hacia nosotros desde capas más profundas y calientes de la atmósfera estelar. Por el contrario, la luz del limbo proviene de capas más superficiales y frías, lo que resulta en menor brillo.

Este efecto provoca que las curvas de luz se “redondeen” en las longitudes de onda más cortas, ya que en este rango el centro de la estrella es más brillante que los bordes, los cuales parecen “oscuros”. En cambio, a mayores longitudes de onda, el brillo observado proviene principalmente de las capas superiores de la estrella, lo que hace que la curva de luz se aproxime más a la ideal. El fenómeno del oscurecimiento hacia el limbo se ilustra de forma esquemática en la Figura 1.4. Por lo tanto, es crucial modelar las curvas de luz considerando este efecto, tal como lo plantea el modelo clásico de [Mandel & Agol \(2002\)](#). Incluir esta corrección permite una determinación precisa de la inclinación orbital, lo que a su vez resulta esencial para calcular con exactitud la masa del planeta.

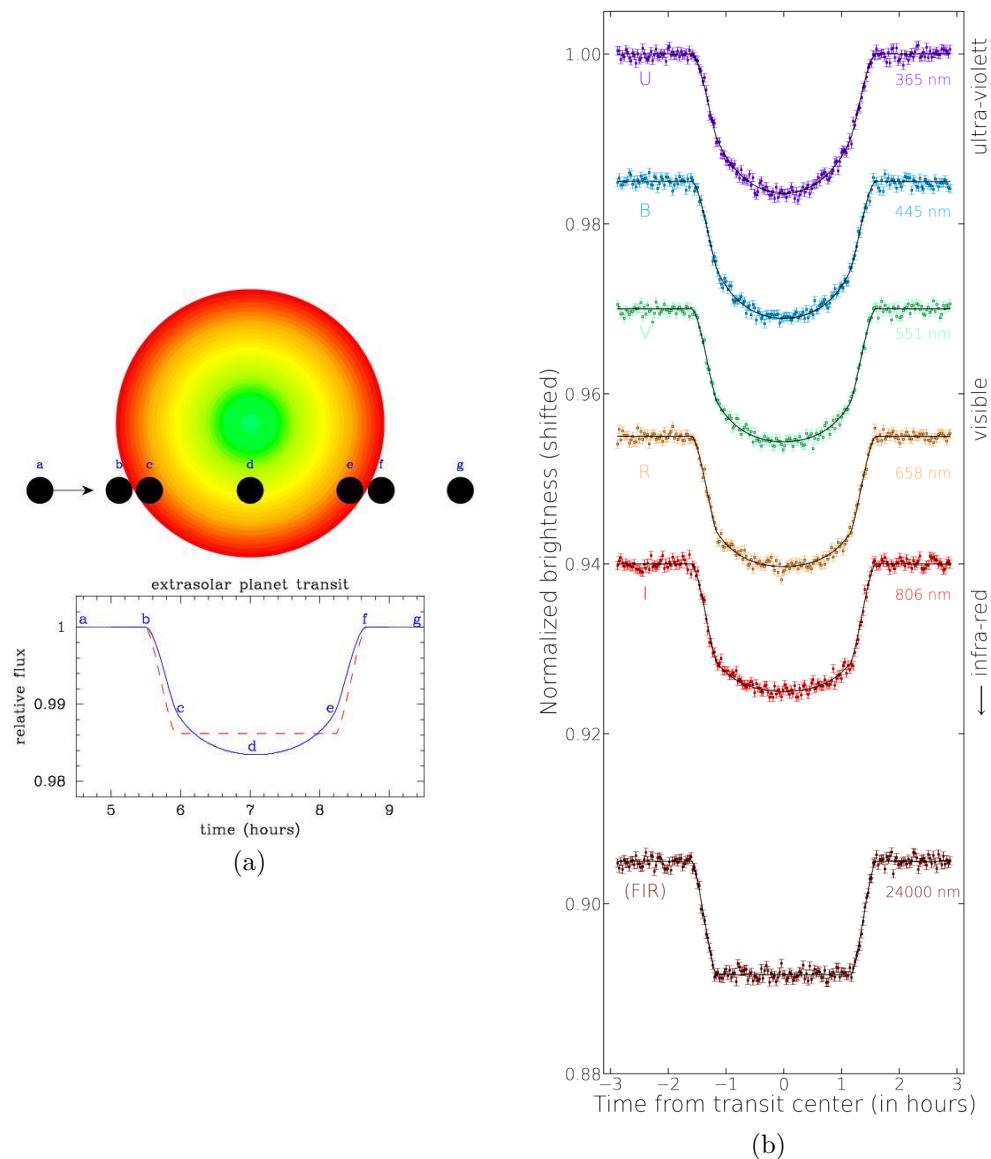


Figura 1.4: (a) Esquema ilustrativo del oscurecimiento al limbo. (b) Curva de luz con efectos de oscurecimiento al limbo para el transito de HD 209458b. Imágenes extraídas de [Southworth \(2008\)](#).

En la Ecuación 1.3 se puede ver que la técnica de tránsito favorece fuertemente a los sistemas

en los cuales el radio estelar no sea considerablemente mayor al radio planetario. Estos sistemas son los que pueden producir un mayor  $\Delta F$  capaz de ser medido por telescopios, ya sean terrestres o espaciales. Por el contrario, resulta más difícil detectar planetas de radios pequeños orbitando estrellas de radios grandes, como es el caso del sistema Tierra-Sol. Por este motivo, la detección de tal tipo de sistemas sigue siendo un gran desafío para las capacidades instrumentales actuales.

Otra de las desventajas o limitaciones de esta técnica es que solo es capaz de detectar planetas cuyo plano orbital está casi alineado con nuestra línea de visión ( $i \sim 90^\circ$ ), ya que, de lo contrario, el tránsito no es observable desde la Tierra. Además, existen otros mecanismos que pueden producir disminuciones en el brillo estelar, como por ejemplo binarias eclipsantes rasantes o manchas estelares. Por lo tanto, es necesario tener un buen conocimiento del sistema y de la estrella anfitriona para evitar los llamados falsos positivos.

Existen otras dos técnicas de detección que también resultan de interés para este trabajo. Por un lado, se encuentra la técnica de Velocidad Radial, cuya importancia radica en que es complementaria a la de Tránsito. Al combinar los parámetros que se obtienen de cada una de ellas, es posible determinar parámetros como la masa ( $M_p$ ), el radio ( $R_p$ ) y, por lo tanto, la densidad media ( $\rho_p$ ) de los planetas, los cuales son fundamentales para su estudio y caracterización. Por otro lado, se encuentra la técnica de Imagen Directa. Para que los exoplanetas puedan ser detectados u observados con esta técnica, deben poseer ciertas características que se detallarán en la sección 1.3.2. Los planetas que cumplen estas condiciones suelen ser buenos candidatos para realizar una obtención del espectro directo del mismo. Esto permitiría estudiar su composición química, radicando allí la importancia de la misma para este estudio. A continuación, se detallan ambas técnicas mencionadas.

### 1.3.1. Técnica de Velocidad Radial

Esta técnica se basa en medir los cambios periódicos en la velocidad de una estrella causados por la interacción gravitacional con uno o más planetas en órbita. Aunque el planeta no es visible directamente, su influencia gravitacional provoca un “bamboleo” en la estrella anfitriona. Cuando un planeta orbita alrededor de su estrella, ambos cuerpos en realidad giran en torno a un centro de masa común (el baricentro). Esto provoca que la estrella, aunque más masiva, también tenga un movimiento de traslación, el cual genera una variación periódica en la velocidad de la estrella a lo largo de nuestra línea de visión, denominada velocidad radial ( $v_r$ ).

Esta variación puede ser detectada mediante desplazamientos en las líneas espectrales de la estrella debido al efecto Doppler, el cual se ilustra en la Figura 1.5. Dicho efecto produce que si la estrella se mueve hacia el observador, sus líneas espectrales se desplazan hacia longitudes de onda más cortas (desplazamiento al azul). Si la estrella se aleja, las líneas espectrales se desplazan hacia longitudes de onda más largas (desplazamiento al rojo). Este desplazamiento ( $\Delta\lambda$ ) depende de la velocidad radial como:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}, \quad (1.5)$$

donde  $\Delta\lambda = \lambda_{\text{obs}} - \lambda_0$  es el cambio en la longitud de onda observada ( $\lambda_{\text{obs}}$ ) con respecto a la longitud de onda en reposo de la línea espectral ( $\lambda_0$ ) y  $c$  es la velocidad de la luz en el vacío.

El desplazamiento  $\Delta\lambda$  es medido con precisión mediante espectrógrafos de alta resolución. Esto permite calcular la velocidad radial de la estrella en función del tiempo, para lo cual se requieren múltiples observaciones del espectro de la estrella en distintas fechas. Posteriormente, estas observaciones se ponen en fase para construir la curva de velocidad radial del sistema. A modo de ejemplo, en la Figura 1.6a se presenta la curva de velocidad radial del planeta 51 Pegasi

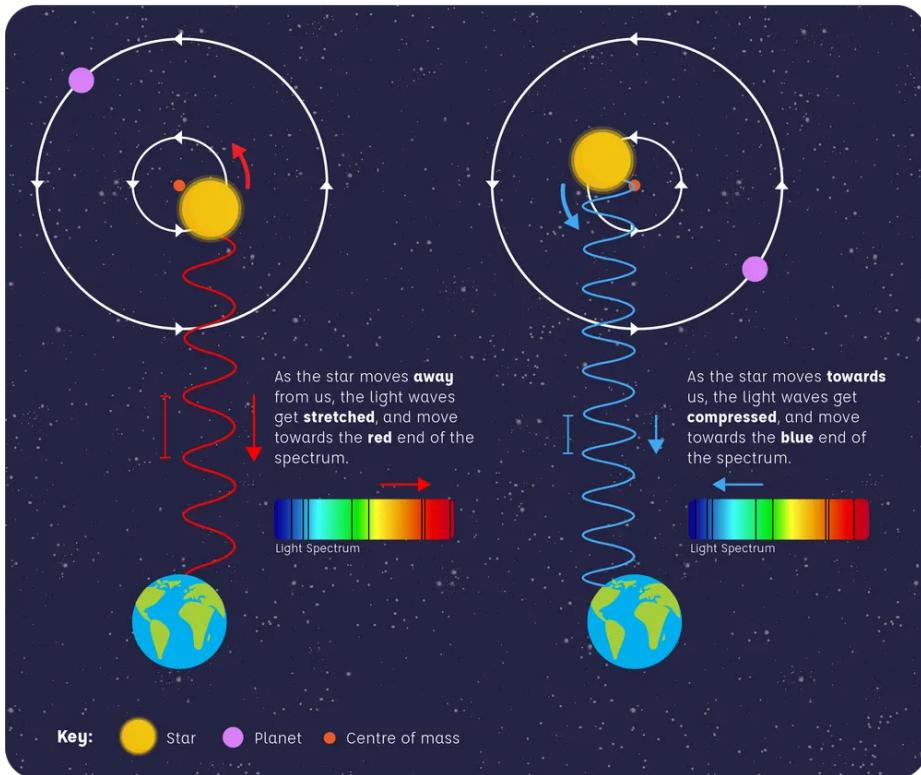


Figura 1.5: Esquema del efecto Doppler, el fenómeno físico en el que se basa la técnica de Velocidad Radial. Créditos: <https://starlust.org/what-are-exoplanets-and-how-do-we-find-them/>.

b. El sistema en el cual se encuentra este planeta es simple, es decir, está formado únicamente por una estrella y un planeta.

En la Figura 1.6b se presentan cuatro curvas de velocidad radial correspondientes al sistema multiplanetario Ups Andromedae, el cual está formado por una estrella de tipo espectral F8IV y cuatro objetos orbitantes con masas entre 0.6 y 24 masas de Júpiter aproximadamente (Curiel et al., 2011). En la parte inferior de esa figura se pueden observar los residuos finales luego de los cuatro ajustes. Estos no parecen presentar ningún comportamiento periódico, lo que indica un buen ajuste de la curva de velocidad radial del sistema. Cabe remarcar que, en el caso de las curvas de velocidad radial de sistemas múltiples, estas se obtienen de forma iterativa, sustrayendo a la curva total el ajuste correspondiente al planeta más interno. Esto significa que, si se tienen dos planetas, donde el más cercano es el planeta b y el más lejano es el planeta c, el ajuste se realiza en dos etapas. Primero, se ajusta la curva correspondiente al planeta b en la curva total del sistema. Luego, en los residuos resultantes de ese ajuste, se ajusta la curva del planeta c. Este procedimiento se repite sucesivamente si se detectan tipos de periodicidad en los residuos.

Luego, ajustando la semi-amplitud de la curva de velocidad radial ( $K$ ), la cual está dada por:

$$K = \left( \frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \cdot \frac{M_p \operatorname{sen}(i)}{(M_* + M_p)^{2/3}} \cdot \frac{1}{\sqrt{1 - e^2}}, \quad (1.6)$$

donde  $G$  es la constante de gravitación universal, se pueden derivar los siguientes parámetros del planeta:

- **Período orbital ( $P$ ):** A partir de las variaciones periódicas de la velocidad radial.
- **Excentricidad ( $e$ ):** Se deriva de la forma de la curva de velocidad radial.

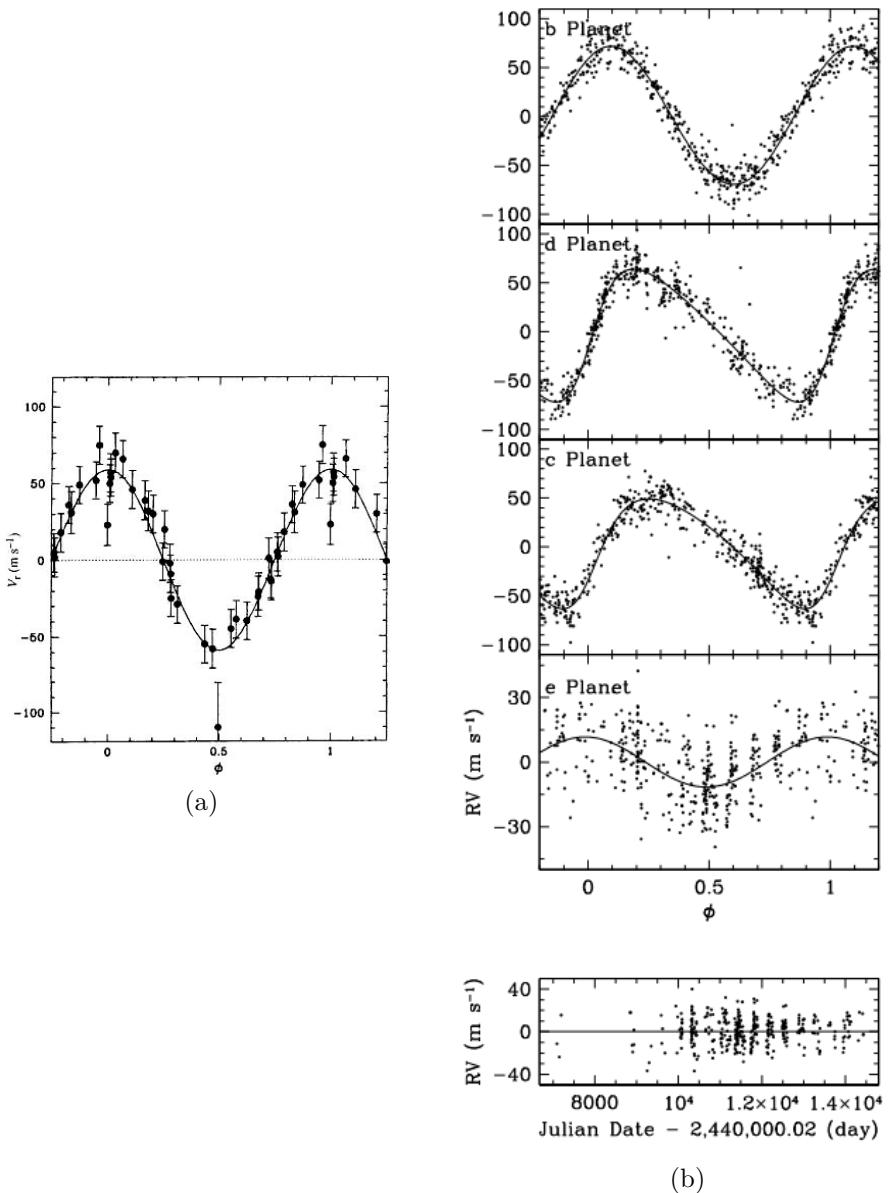


Figura 1.6: (a) Curva de velocidad radial del sistema 51 Pegasi, extraída de Lovis & Fischer (2011). (b) Curva de velocidad radial del sistema múltiple Ups Andromedae (Curiel et al., 2011), el último recuadro de este panel corresponde a los residuos resultantes luego de sustraer las contribuciones de los cuatro planetas modelados.

- **Masa mínima del planeta** ( $M_p \text{sen}(i)$ ): Donde  $i$  es la inclinación de la órbita respecto a la línea de visión. Esta inclinación es desconocida a menos que el planeta sea también observado en tránsito. Ademas, para obtener este parámetro es necesario conocer la masa de la estrella anfitriona ( $M_*$ ).

La ventaja de esta técnica radica en que es eficaz para detectar planetas masivos en órbitas cercanas, como los Júpiter calientes, ya que, como se puede ver en la Ecuación 1.3.1,  $K$  depende proporcionalmente de la masa del planeta e inversamente proporcional a su periodo. Por lo tanto, dicha amplitud será mayor si el planeta se encuentra muy cerca y/o es muy masivo. Otra de las ventajas es que permite detectar tanto sistemas simples como sistemas múltiples, tal como se exemplificó con las curvas descritas anteriormente.

Sin embargo, la detección de planetas a mayores distancias orbitales requiere tiempos de

monitoreos prolongados para cubrir al menos un periodo orbital, el cual puede ser de años o hasta décadas. Esto con el fin de construir la curva con un muestreo adecuado que permita lograr un buen ajuste. Por otro lado, para planetas poco masivos, es necesaria una alta resolución espectroscópica para medir las pequeñas variaciones de velocidad radial producidas por estos. Otra limitación de la técnica radica en que, para que el planeta pueda ser detectado, el plano de su órbita no debe encontrarse alineado con el plano del cielo. Es decir, el valor de la inclinación de la órbita ( $i$ ) debe ser distinto de  $0^\circ$  o  $180^\circ$ ; de lo contrario, el sistema no tendrá ninguna componente de velocidad radial.

### 1.3.2. Imagen Directa

Con esta técnica se puede observar directamente al planeta mediante la obtención de una imagen del mismo. Para confirmar que el planeta está ligado gravitacionalmente a su estrella anfitriona, es necesario realizar múltiples observaciones en distintas épocas y separadas lo suficiente en el tiempo. A partir de estas, se puede verificar si el movimiento propio del planeta coincide con el de la estrella, lo que permite establecer si forman parte del mismo sistema. En caso afirmativo, también es posible determinar los parámetros orbitales del planeta. Sin embargo, para llevar a cabo esto es necesario que el planeta se encuentre lejos de su estrella anfitriona, de modo que no quede oculto por el brillo de la misma.

Como ejemplo de este caso, se encuentra el trabajo de Macintosh et al. (2015), en el cual se presenta una imagen directa del sistema 51 Eri utilizando el instrumento GPI/Gemini. La Figura 1.7a muestra la imagen obtenida por estos autores donde el planeta aparece como un círculo anaranjado pequeño en el cuadrante inferior izquierdo. Para ello, utilizan la técnica de coronografía para bloquear la luz proveniente de la estrella. Este sistema cuenta con un planeta de aproximadamente  $4 M_J$  que se encuentra a 11 UA de su estrella anfitriona, una estrella joven (edad de  $\sim 20$  millones de años) de tipo espectral F0IV.

Además, esta técnica tiene la ventaja de que los planetas que pueden ser observados mediante imagen directa también permiten la obtención de espectros directos del planeta, como es el caso de 51 Eri b. En la Figura 1.7b se visualiza dicho espectro. Los planetas detectados por imagen directa se encuentran relativamente alejados de su estrella por lo que reflejan poca luz de la misma. Además, su emisión intrínseca (dadas sus temperaturas bajas) es débil y se produce en el IR. Esto hace que, hasta el momento, los espectros directos de planetas extrasolares sean de muy baja resolución (típicamente,  $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 40$ ).

En este caso, Macintosh et al. (2015) propone que 51 Eri b aún estaría afectado por procesos de formación, lo que elevaría su temperatura efectiva a alrededor de 800 K, muy por encima de su temperatura de equilibrio de aproximadamente 120 K. Esta combinación particular de factores permitió la obtención de un espectro directo de este planeta. En dicho espectro, los autores identifican absorciones en las mismas longitudes de onda en las que se detectan el metano ( $CH_4$ ) y el vapor de agua ( $H_2O$ ).

## 1.4. Muestra actual de exoplanetas

Actualmente se conocen más de 5000 planetas extrasolares que muestran características diversas. Uno de los parámetros fundamentales de estos planetas es su masa. Se comenzará entonces analizando su distribución de masas, la cual es presentada en la Figura 1.8 y donde se utilizaron datos de la base *Exoplanet.eu*<sup>2</sup>.

Para construir el histograma, se seleccionaron los planetas que actualmente tienen determinaciones de masa, es decir, aquellos con datos u observaciones tanto de Velocidad Radial como

---

<sup>2</sup><https://exoplanet.eu/home/>

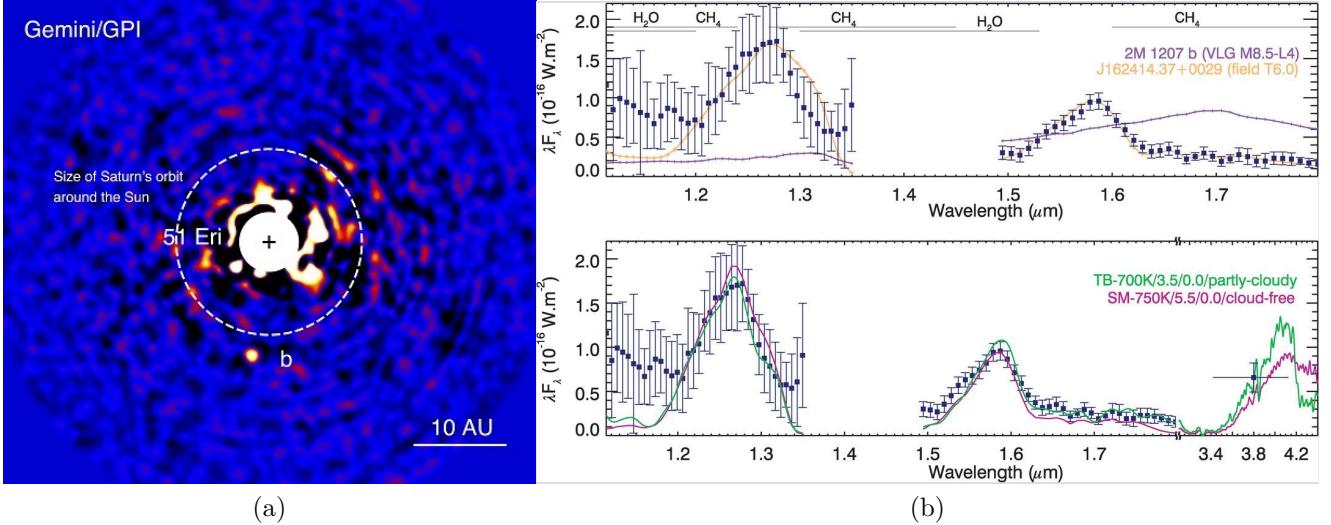


Figura 1.7: (a) Imagen directa del planeta 51 Eri b. El planeta aparece en el cuadrante inferior izquierdo marcado con la letra b. (b) Espectro directo de 51 Eri b. Ambos fueron obtenidos con el instrumento GPI del telescopio Gemini. Figura adaptada de [Macintosh et al. \(2015\)](#).

de Tránsito, y que además tienen una masa menor a 13 masas de Júpiter ( $M_p < 13 M_J$ ). Con estas condiciones, se obtuvo una muestra de aproximadamente 3000 exoplanetas. En dicha figura, se indican los rangos de masas correspondientes a la clasificación propuesta por [Stevens & Gaudi \(2013\)](#). Para mayor claridad y facilitar la discusión posterior, se han combinado los planetas sub-Tierra y Tierras y, por otro lado, los planetas tipo Júpiter y súper Júpiteres.

En el histograma de la Figura 1.8, se observa una distribución bimodal de masas. El primer pico corresponde a planetas tipo súper-Tierra más masivos y Neptunos menos masivos, mientras que el segundo pico se asocia con planetas tipo Júpiter y súper-Júpiter. La disminución en la cantidad de planetas tipo Tierra y sub-Tierra puede deberse a la dificultad para detectar estos cuerpos debido a su baja masa, lo que complica su detección por velocidad radial. Además, su pequeño radio provoca variaciones de flujo muy pequeñas durante los tránsitos, dificultando así la obtención de datos con esta técnica. Por otro lado, la disminución de planetas tipo Neptuno sigue siendo un tema de debate. Este efecto no parece estar relacionado con las limitaciones de las técnicas de detección. En cambio, podría deberse a algún mecanismo asociado a los procesos de formación planetaria. También se han propuesto efectos físicos que podrían influir en estos planetas, como la foto-evaporación causada por vientos estelares, entre otros ([Mazeh et al., 2016](#)).

A partir de esta distribución, es posible estimar el porcentaje de planetas en las diferentes clases. Sin embargo, esta estimación es aproximada, ya que solo se están considerando aquellos planetas con masas verdaderas determinadas. De esta manera, se encuentra que el 57 % corresponden a planetas tipo Júpiter y súper-Júpiter, siendo estos los más abundantes debido a que son más fáciles de caracterizar en comparación con otros tipos. Un 20 % corresponde a planetas tipo Neptuno, otro 20 % a planetas tipo súper-Tierra. Solo un 3 % a planetas tipo Tierra y sub-Tierra. Estos valores de porcentajes encontrados para cada clase de exoplanetas muestran las virtudes y limitaciones de las técnicas necesarias para determinar la masa de los exoplanetas.

La Figura 1.9, ilustra a qué distancia se encuentra esta muestra de planetas de su estrella huésped. Se puede observar que los planetas tipo súper-Tierras están considerablemente cerca de sus estrellas (semi-eje  $\sim 0.1$  UA), mientras que los planetas más masivos se distribuyen en dos grupos. Uno de estos grupos corresponde a los planetas que se encuentran muy cerca de su estrella (semi-eje  $< 0.1$  UA), los Júpiteres calientes o “Hot Jupiters”. El otro grupo incluye a los gigantes gaseosos que están lejos de su estrella, llamados Júpiteres fríos o “Cold Jupiters”. A pesar

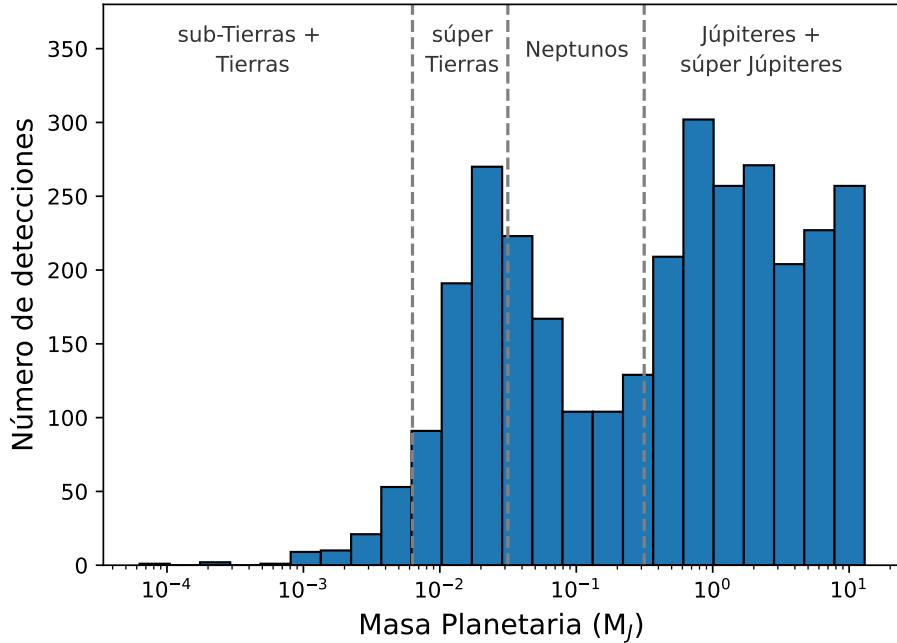


Figura 1.8: Distribución de masas de aproximadamente 3000 exoplanetas confirmados con valores de masas determinados. Los datos fueron extraídos de la base *Exoplanet.eu*.

de estar lejos de sus estrellas, pueden ser detectados y caracterizados gracias a sus altas masas y grandes radios. Estas propiedades compensan las limitaciones de las técnicas de velocidad radial y tránsito para detectar planetas distantes.

La ausencia de detección de planetas menos masivos a grandes distancias de sus estrellas se debe a la dificultad de hallarlos con las dos técnicas necesarias para determinar su masa. Además, al estar lejos de sus estrellas, presentan períodos orbitales muy largos, superiores a 100 días. Por otro lado, el cambio en el flujo recibido durante el tránsito es extremadamente pequeño. Como consecuencia, su detección representa un desafío considerable, tanto desde el punto de vista instrumental como por el tiempo requerido para realizar las observaciones.

Sin embargo, se espera que con el avance de la tecnología y, por ende, la mejora de la instrumentación utilizada para la detección de exoplanetas, estas regiones del gráfico se vayan completando poco a poco. De esta manera, se podrá aproximar cada vez más a la distribución real de planetas extrasolares. Este avance jugará un papel fundamental en varios aspectos de la astronomía. Uno de ellos es la determinación de la Función Inicial de Masas (IMF, por sus siglas en inglés: *Initial Mass Function*) para valores en el rango planetario. Además, contribuirá a comprender qué tan comunes o raros pueden ser los diferentes tipos de planetas. En particular, permitirá estudiar la frecuencia de sistemas planetarios similares al nuestro.

## 1.5. Relevancia de los exoplanetas transitantes en el análisis de atmósferas planetarias

De todos los exoplanetas conocidos hasta la fecha, este trabajo se centra solamente en los exoplanetas transitantes. Esto se debe a que el objetivo principal de este es estudiar y caracterizar las atmósferas de los planetas extrasolares, a través de su composición química, temperatura media, presencia de nubes, entre otros parámetros. Actualmente, la técnica más efectiva para llevar a cabo esta finalidad, en gran parte gracias al JWST, es la llamada Espectroscopía de Transmisión, la cual es exclusiva de los planetas transitantes. Los principios de esta técnica se

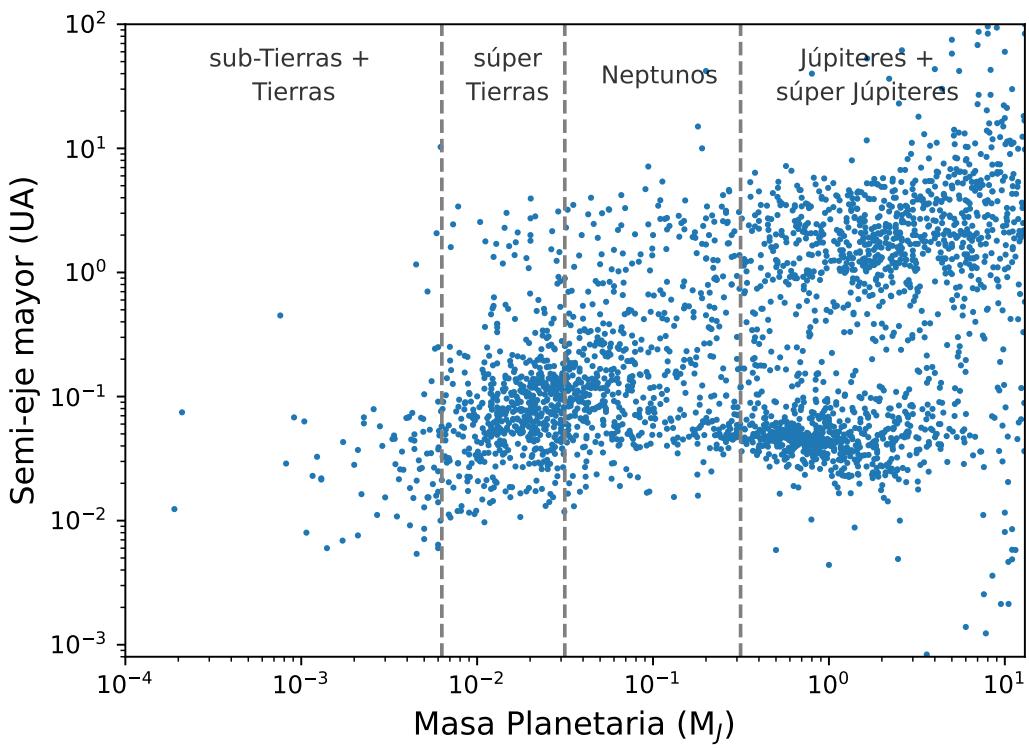


Figura 1.9: Gráfico de masa planetaria en masas de Júpiter versus semi-eje mayor en unidades astronómicas de aproximadamente 3000 exoplanetas confirmados con valores de masas determinados. Los datos fueron extraídos de la base *Exoplanet.eu*.

discuten en el Capítulo 2.

También se podrían utilizar espectros directos de los planetas, como en el caso de 51 Eri b ([Macintosh et al., 2015](#)), ya que esta técnica no se limita únicamente a exoplanetas transitantes. Esto representa una ventaja sobre la espectroscopía de transmisión. Sin embargo, actualmente, los casos donde se ha podido obtener una imagen directa de un exoplaneta son muy reducidos, y entre estos, el número con espectros directos es aún menor. Como resultado, la cantidad de planetas que puedan ser estudiados mediante esta técnica es extremadamente limitada. Además, los espectros resultantes no suelen tener una resoluciónpectral superior a la alcanzada por la espectroscopía de transmisión.

# Capítulo 2

## Espectroscopía de Transmisión

En este capítulo se presentan los fundamentos de la espectroscopía de transmisión. Se describe el uso de esta técnica en distintos tipos de datos, tanto fotométricos como espectroscópicos. Finalmente, se detalla el procedimiento utilizado por el JWST para obtener los espectros de transmisión de las atmósferas exoplanetarias.

La espectroscopía de transmisión se basa en que, cuando un planeta transita por delante de su estrella anfitriona, una pequeña parte de la radiación estelar que llega a la Tierra atraviesa la atmósfera del planeta, como se ilustra esquemáticamente en la Figura 2.1. De esta manera, parte del flujo estelar es absorbido en determinadas longitudes de onda por los diferentes elementos o especies químicas presentes en la atmósfera, lo que provoca que las características de esta queden “impresas” en la radiación estelar que llega al observador.

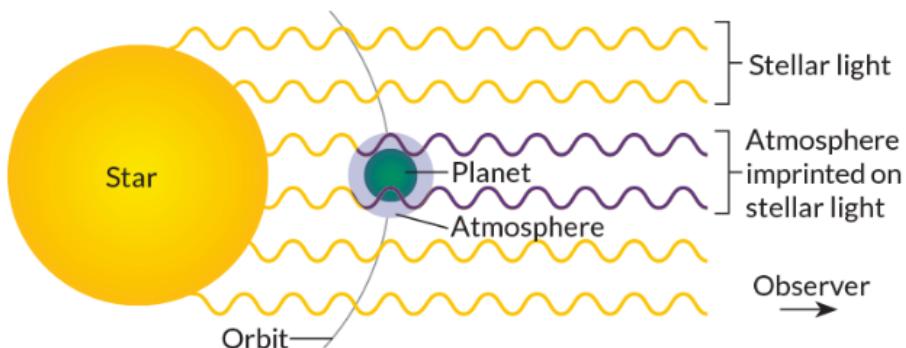


Figura 2.1: Ilustración de como la radiación estelar es afectada por la atmósfera del planeta. Parte de la radiación estelar (en color amarillo) atraviesa la atmósfera del planeta (en color violeta). La radiación estelar emergente (en color violeta) contiene ahora las absorciones de los compuestos de la atmósfera planetaria. Fuente: <https://www.sciencenews.org/article/new-telescopes-will-search-signs-life-distant-planets>.

Esto causa que la cantidad de flujo estelar recibido en esas longitudes de onda sea menor, y este cambio puede ser medido. Además, la radiación estelar puede verse afectada por otros fenómenos. Por ejemplo, uno de ellos es la presencia de nubes en la atmósfera del planeta. Estas nubes son regiones que presentan una mayor opacidad en comparación con el material circundante. Otro fenómeno que puede influir es la dispersión de Rayleigh, tal y como sucede en la atmósfera terrestre, entre otros.

Como resultado de esto, se obtiene un flujo estelar “contaminado” por la presencia del planeta y su atmósfera. Por lo tanto, es necesario realizar un procesamiento de los datos para poder extraer la información correspondiente únicamente a la atmósfera del planeta. Mediante este procesamiento es como se obtiene lo que se denomina: espectro de transmisión del exoplaneta.

A su vez, un espectro de transmisión puede construirse a partir de mediciones fotométricas, o a través de espectros tradicionales. Cada una de estas metodologías tiene ventajas y desventajas. Por lo tanto, el procedimiento a realizar para pasar del flujo estelar contaminado a solo el espectro de transmisión de la atmósfera del planeta va a depender de qué tipo de datos se disponga. En las secciones 2.1 y 2.2 se detallan ambos procedimientos.

En este trabajo se utilizan datos del telescopio espacial James Webb, el cual emplea un método que combina ambas formas de espectro de transmisión, la espectroscópica y la fotométrica, para solventar las deficiencias de cada una de ellas. En la sección 2.3 se detalla el procedimiento empleado por este telescopio.

## 2.1. Espectros de transmisión mediante espectroscopía clásica

Para obtener un espectro de transmisión de la atmósfera de un exoplaneta transitante mediante datos espectroscópicos se realiza el siguiente procedimiento:

1. **Espectro durante la occultación:** Primero, se obtiene el espectro de la estrella únicamente. En el caso de los planetas transitantes, esto puede realizarse durante la fase de occultación, es decir, cuando el planeta se encuentra detrás de su estrella. Este espectro contiene únicamente las características de la estrella anfitriona (ver Figura 2.2).

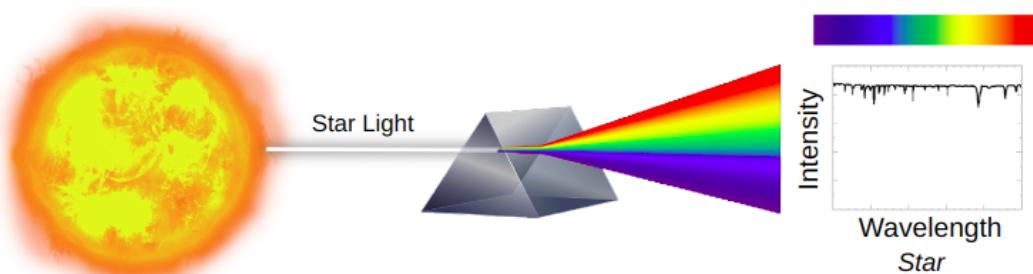


Figura 2.2: Ilustración de la obtención del espectro durante la occultación. Figura adaptada de <https://science.nasa.gov/spectroscopy>.

2. **Espectro durante el tránsito:** Luego, se obtiene un espectro del sistema durante el tránsito del planeta, es decir, cuando este se encuentra delante de la estrella, y parte de la radiación estelar atraviesa la atmósfera del planeta. De esta forma, se obtiene un espectro de la estrella anfitriona que está afectado por la atmósfera del planeta, por lo que se denomina espectro estrella + planeta (ver Figura 2.3).

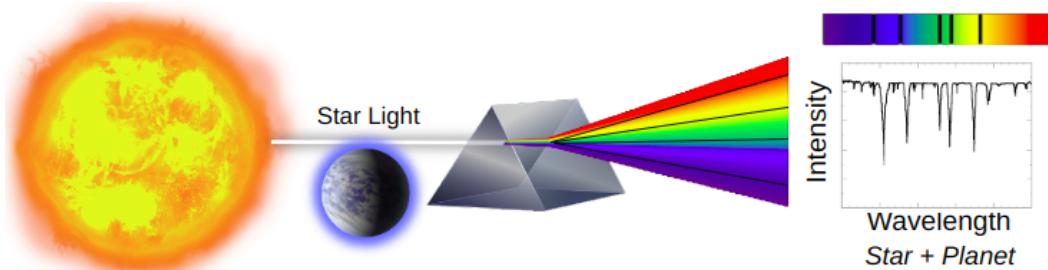


Figura 2.3: Ilustración de la obtención del espectro durante el tránsito. Figura adaptada de <https://science.nasa.gov/spectroscopy>.

3. **Diferencia de espectros:** Finalmente, al espectro del sistema estrella + planeta se le sustrae el espectro de la estrella. De esta diferencia, se obtiene el espectro del planeta, producto de las características de su atmósfera. En este espectro es posible identificar líneas de absorción y/o bandas moleculares de los compuestos de la atmósfera planetaria. La Figura 2.4 ilustra lo antes mencionado.

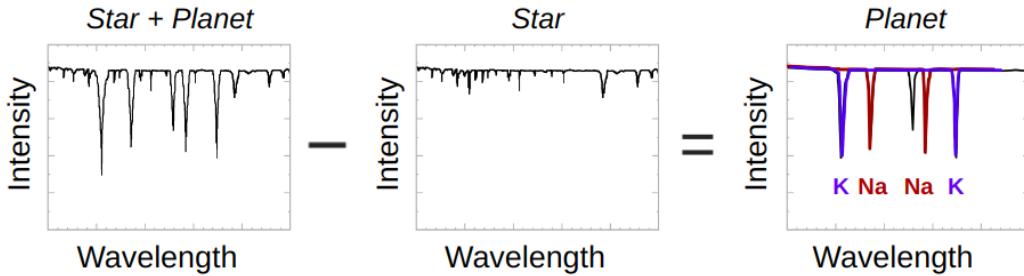


Figura 2.4: Esquema de la obtención del espectro planetario. Figura adaptada de <https://science.nasa.gov/spectroscopy>.

Existen diversos estudios que han logrado determinar la presencia de elementos químicos mediante esta técnica de manera exitosa. Un ejemplo de esto es el trabajo de Wyttenbach et al. (2015). En este estudio, se obtuvieron espectros de alta resolución ( $R = 115,000$ ) utilizando el especlógrafo HARPS ubicado en el telescopio de 3.6 m de la ESO. A partir de estos datos, se midió la presencia del doblete D del sodio (Na I D) en la atmósfera de HD 189733b, un planeta tipo Júpiter Caliente. La detección de este elemento alcanzó una significancia de  $10\sigma$ . En el panel central de la Figura 2.5 se presenta el espectro de transmisión de la atmósfera del exoplaneta, donde se realiza un ajuste gaussiano al doblete del sodio.

Sin embargo, la obtención de espectros de transmisión a partir de datos espectroscópicos presenta un desafío importante. La diferencia entre ambos espectros (el estelar y el del sistema estrella + planeta) suele ser extremadamente pequeña, ya que solo un pequeño porcentaje de la radiación estelar atraviesa la atmósfera del planeta. Como resultado, al realizar la resta de los espectros, la contribución del planeta es mucho menor en comparación con la de la estrella, lo que dificulta la separación del espectro del planeta respecto al ruido o dispersión en el espectro resultante. Por lo tanto, debido a las dificultades que presenta la técnica a partir de datos espectroscópicos, esta no solía ser tan utilizada hasta la llegada del JWST como se comentará en la sección 2.3.

## 2.2. Espectros de transmisión mediante fotometría multi-banda

La espectroscopía de transmisión a partir de datos fotométricos multibanda se basa en que la profundidad de tránsito de una curva de luz de un exoplaneta depende de la longitud de onda en la cual se observe. En la Figura 2.6 se ilustra, a modo de ejemplo, el caso en el que se observa el tránsito de un planeta con un filtro centrado en  $\lambda = 4.3 \mu\text{m}$ , una longitud de onda en la que el CO<sub>2</sub> absorbe (ver Figura B.3). En ausencia de CO<sub>2</sub>, la curva de luz es producida por el porcentaje de luz bloqueada por la superficie del planeta. Si hay presencia de CO<sub>2</sub>, la curva de luz estará además afectada por una absorción adicional producida esta molécula. El resultado será entonces, un tránsito mas profundo en la curva de luz de esa longitud de onda en particular. De manera análoga, este efecto se observaría en otras longitudes de onda. Un aumento en la profundidad del tránsito en una longitud de onda específica indicaría la posible presencia de un elemento que absorba en dicha región del espectro.

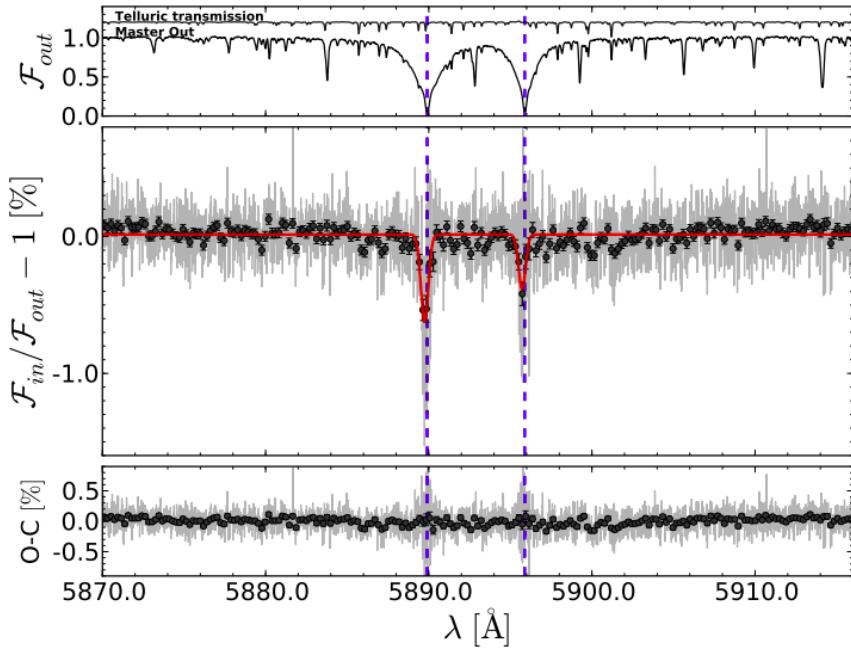


Figura 2.5: Espectro de transmisión de HD 189733b alrededor del doblete de sodio Na I D, obtenido con HARPS. Panel superior: Espectro fuera del tránsito normalizado a la unidad. También se muestra un espectro telúrico con un desplazamiento vertical. Panel central: Espectro de transmisión de la atmósfera del exoplaneta (en gris claro), el espectro de transmisión promediado (círculos negros), se muestra un ajuste gaussiano a cada línea Na I D (en rojo). Panel inferior: Residuos del ajuste gaussiano. Figura extraída de [Wyttenbach et al. \(2015\)](#).

Por lo tanto, se obtienen múltiples curvas de luz, cada una correspondiente a un pequeño rango espectral. Para ello, se puede utilizar un sistema de filtros de banda angosta con la finalidad de lograr un muestreo apropiado en longitud de onda. El paso siguiente es graficar la profundidad del tránsito de cada curva en función del  $\lambda$  correspondiente a cada una de estas. Como resultado, se obtendrá un espectro de transmisión. Las características espetrales de la atmósfera del planeta aparecerán como picos en estos gráficos. Esto se debe a que la profundidad del tránsito aumentará en las longitudes de onda donde los elementos de la atmósfera absorban. Dado que esta profundidad es equivalente al cociente entre el radio planetario y el radio estelar (ver Ecuación 1.3), también se suele utilizar este parámetro para realizar dichos gráficos. Con esta metodología, cada curva de luz proporciona un único punto en el espectro de transmisión del planeta. Por lo tanto, el número de puntos en el espectro será igual al número de curvas de luz obtenidas en diferentes rangos espetrales.

Como ejemplo de esta técnica, puede mencionarse el trabajo de [Sedaghati et al. \(2017\)](#), en el cual, a partir de observaciones realizadas con el VLT/ESO (*Very Large Telescope*) de 8.2 m, se construyó el espectro de transmisión del planeta WASP-19b, clasificado como Júpiter Caliente. En la Figura 2.7a se presenta uno de los tres conjuntos de curvas de luz utilizados para construir el espectro de transmisión que se muestra en la Figura 2.7b. Dichas curvas de luz corresponden al rango de longitudes de onda demarcado en color azul en el espectro, abarcando el intervalo entre 0.44 y 0.61  $\mu\text{m}$ . Cada curva dentro de este conjunto corresponde a un pequeño rango de longitud de onda de  $\Delta\lambda = 0.005 \mu\text{m}$ , permitiendo así un buen muestreo del espectro y sus estructuras.

[Sedaghati et al. \(2017\)](#) detectaron la presencia de vapor de agua con una señal de  $7.9\sigma$ , dióxido de titanio ( $7.7\sigma$ ), sodio ( $3.4\sigma$ ), y un fenómeno de fuerte dispersión asociado a la presencia de bruma o *haze* ( $7.4\sigma$ ). Este último efecto hace referencia a partículas pequeñas, generalmente en suspensión, que se forman en las capas superiores de la atmósfera debido a procesos químicos complejos. Estas partículas no son condensados clásicos como gotas de líquido o cristales sólidos

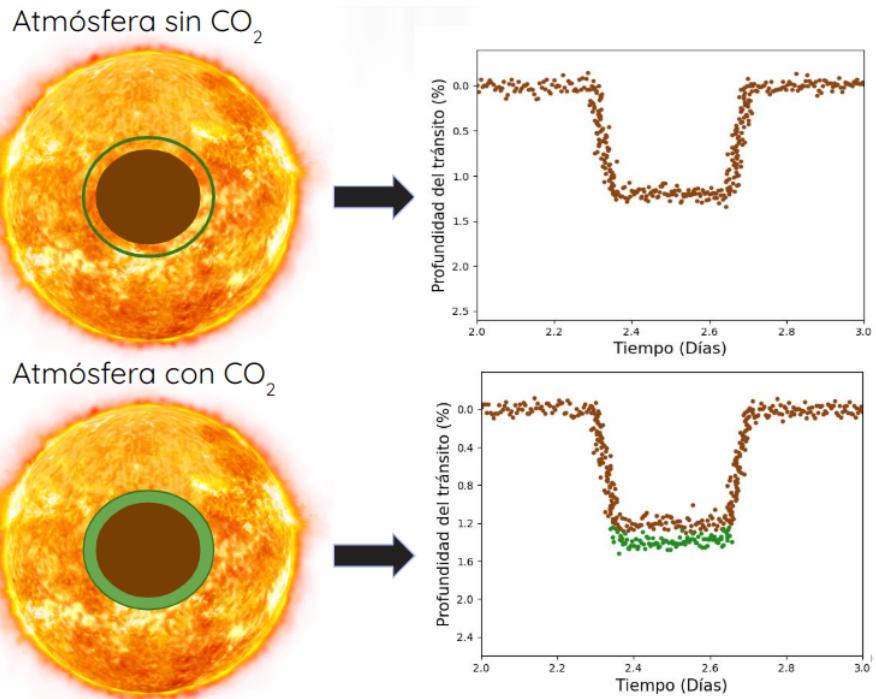


Figura 2.6: Esquema que ilustra como cambia la curva de luz del transito de un exoplaneta debido a la presencia de una molécula en la atmósfera del planeta. El color verde representa al CO<sub>2</sub> en la atmósfera del planeta y su efecto en la curva de luz.

(que formarían nubes), sino que están compuestas por materiales producidos por reacciones fotoquímicas. Esto hace que parte de la radiación estelar que atraviesa la atmósfera del exoplaneta sea dispersada por este efecto y, por ende, se tenga una pérdida de flujo, produciendo así una mayor profundidad de tránsito, que aumenta hacia longitudes de onda más cortas.

Una de las ventajas de la fotometría es que pueden alcanzarse niveles de sensibilidad mayores que en espectroscopía. Esto facilita la medición de pequeños cambios en los flujos recibidos debido a los efectos de absorción de los elementos presentes en la atmósfera del planeta durante el tránsito. Sin embargo, el principal inconveniente de esta técnica es que requiere observar el tránsito del planeta en múltiples ocasiones, ya que se necesita una observación por cada filtro utilizado. Esto implica que la técnica demanda una cantidad de tiempo considerablemente mayor en comparación con el uso de datos espectroscópicos. Además, el tiempo necesario para la obtención del espectro de transmisión depende directamente del período orbital del planeta.

Por ejemplo, para un planeta con un período de un día (considerablemente corto), se necesitarían 100 días de observación para obtener un espectro con 100 puntos. Sin embargo, si el planeta tiene un período de aproximadamente 4 días (un valor típico para planetas calientes), el tiempo de observación requerido sería mucho mayor. En este caso, tendría que esperarse más de un año para alcanzar los mismos 100 puntos en el espectro. Es importante destacar que 100 puntos podrían considerarse un espectro bien muestreado en un rango de longitud de onda acotado. No obstante, para espectros que abarcan un rango amplio de longitudes de onda, este número de puntos no sería suficiente para generar un espectro de alta calidad. Esta limitación se vuelve aún más significativa cuando se busca estudiar planetas con períodos orbitales largos. También representa un desafío cuando se desea obtener espectros de alta resolución en amplios rangos espectrales.

Esto puede solventarse en parte si es posible realizar observaciones con varios filtros de manera simultánea. Además, este enfoque presenta una dificultad adicional. Al dividir el haz incidente en varios haces (uno para cada filtro), se pierde parte de la sensibilidad. No obstante, estos inconvenientes, junto con los que presenta la espectroscopía de transmisión mediante datos espectroscópicos, fueron mitigados gracias al JWST. Este telescopio implementa un método específico

para la obtención de estos espectros, el cual se detalla a continuación.

## 2.3. Espectros de transmisión con el JWST

El modo de obtención de los espectros de transmisión que utiliza el telescopio espacial James Webb permite mitigar los problemas mencionados anteriormente, principalmente el tiempo que conlleva la adquisición de datos fotométricos. Mediante una única observación del tránsito, también denominada “visita”, se obtienen los datos necesarios para construir espectros de transmisión de alta calidad. Sin embargo, para comprender mejor la metodología utilizada, es necesario tener un conocimiento básico sobre los instrumentos de este telescopio.

### 2.3.1. Instrumentos del JWST

Este telescopio espacial cuenta con 4 instrumentos diferentes a bordo<sup>1</sup>. Estos son:

- **Mid InfraRed Instrument (MIRI):** Este instrumento permite tanto la obtención de imágenes como de espectros en el rango de  $\lambda = 4.9 - 27.9 \mu\text{m}$ . MIRI ofrece 4 modos de observación distintos, que incluyen: (1) imágenes en 9 bandas fotométricas, (2) imágenes coronográficas en 4 filtros diferentes, (3) espectroscopía de baja resolución en configuraciones con o sin rendija, y (4) espectroscopía de resolución media ( $R \sim 1500 - 3000$ ) con 4 diferentes unidades de campo integral. De estos modos, destacaremos el número 3, la espectroscopía de baja resolución o LRS por sus siglas en inglés de *Low Resolution Spectroscopy*. Este modo cubre un rango de 5 a 14  $\mu\text{m}$ , con una resolución de  $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 100$  alrededor de 7.5  $\mu\text{m}$  y que puede observar en modo de series temporales<sup>2</sup>.
- **Near InfraRed Camera (NIRCam):** Este instrumento observa en el rango de  $\lambda = 0.6 - 5.0 \mu\text{m}$ . Ofrece modos de obtención de imagen directa y coronografía, espectroscopía de campo amplio sin rendija, y monitoreo de series temporales tanto en imágenes como en espectroscopía. De estos modos, podemos destacar el de Series Temporales con Grisma, el cual observa en el rango espectral de  $\lambda = 0.6 - 2.3 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 300$  y en el rango  $\lambda = 2.4 - 5.0 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 1600$ . Además, este instrumento cuenta con 29 filtros que tienen nombres del formato “Fnnnx”, donde “nnn” se refiere a la longitud de onda central (por ejemplo, 220 para 2.20  $\mu\text{m}$ ) y “x” se refiere al ancho del filtro: “W2” para extra-ancho ( $R \sim 1$ ), “W” para ancho ( $R \sim 4$ ), “M” para medio ( $R \sim 10$ ), y “N” para banda estrecha ( $R \sim 100$ ).
- **Near InfraRed Imager and Slitless Spectrograph (NIRISS):** Este instrumento ofrece modos de observación para espectroscopía sin rendija, obtención de imágenes interferométricas de alto contraste y obtención de imágenes, en longitudes de onda entre  $\lambda = 0.6 - 5.0 \mu\text{m}$ . De sus cuatro modos de observación, el utilizado para el estudio de planetas extrasolares es el *Single Object Slitless Spectroscopy* o SOSS, el cual cubre el rango espectral desde  $\lambda = 0.6 - 2.8 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 700$  en  $\lambda = 1.4 \mu\text{m}$ .
- **Near InfraRed Spectrograph (NIRSpec):** Este instrumento permite realizar espectroscopía en el rango de  $\lambda = 0.6 - 5.3 \mu\text{m}$  con poderes de resolución de  $\sim 100$ ,  $\sim 1000$ , y  $\sim 2700$  en cuatro modos de observación. NIRSpec está diseñado para ser particularmente potente en espectroscopía de un solo objeto con alto contraste<sup>3</sup> y alta eficiencia. Entre sus cuatro

<sup>1</sup>La descripción del instrumental se extrajo de la página oficial del JWST (<https://jwst-docs.stsci.edu/#gsc.tab=0>).

<sup>2</sup>Obtención de datos con alta cadencia temporal.

<sup>3</sup>Es decir, una fuente muy brillante respecto al fondo de cielo.

modos de observación, podemos destacar el modo *Bright Object Time-Series Spectroscopy* o BOTS, el cual está diseñado para la observación de fuentes brillantes que requieren alta eficiencia, espectroscopía estable y de alta resolución temporal. Este modo está optimizado para el estudio de exoplanetas en tránsito alrededor de estrellas anfitrionas brillantes.

Todos los modos de NIRSpec, incluyendo BOTS, utilizan las mismas combinaciones de dispersores y filtros. Entre los diferentes dispersores, puede destacarse el G935H, que permite obtener espectros con  $R \sim 1000$  y  $R \sim 2700$  en el rango de longitud de onda de 2.87 a 5.10  $\mu\text{m}$ , y un prisma (modo PRISM), que tiene una resolución de  $R \sim 100$  entre los 0.60 y 5.30  $\mu\text{m}$ .

Existe un espacio físico entre los dos detectores de NIRSpec en el plano focal, lo cual afecta las observaciones de BOTS con los dispersores de alta resolución ( $R = 2700$ ), ya que los espectros son lo suficientemente largos como para abarcar ambos detectores de NIRSpec. Sin embargo, esto no afecta a los dispersores de baja y media resolución.

### 2.3.2. Observaciones y obtención de espectros

El método de obtención de espectros de transmisión de atmósferas exoplanetarias empleado por el JWST se basa principalmente en la capacidad de tomar espectros en modo de observación de series temporales que poseen los 4 instrumentos a bordo del mismo. El método consiste en lo siguiente:

1. **Observación del tránsito con series temporales:** Estas observaciones, también denominadas “integraciones” en este contexto, son realizadas con mucha frecuencia en intervalos de tiempo muy cortos (alta cadencia). Cada integración puede tener una duración entre un segundo y pocas decenas de segundos. La observación completa, denominada “exposición” al hablar de series temporales, comienza en el momento del pre-ingreso del planeta al tránsito, horas antes de que el planeta comience a transitar la estrella. Esta finaliza en el momento de post-egreso, horas después de que haya finalizado el tránsito del planeta. Durante estos momentos (pre-ingreso y post-egreso), se obtienen espectros que contienen únicamente las características de la estrella. Durante el tránsito, los espectros de la estrella estarán afectados tanto por las fuentes de opacidad de la atmósfera planetaria como por la superficie del planeta en sí.

Hasta este punto, el proceso es similar al de obtención de espectros de transmisión a partir de datos espectroscópicos, antes de la resta de espectros, con la diferencia de que ahora se cuenta con una serie temporal de espectros en lugar de únicamente dos (ocultación y tránsito).

2. **Seccionado o bineado de los espectros:** Todos los espectros de la estrella anfitriona, es decir, cada integración, son fraccionados o bineados en pequeños rangos de longitudes de onda. Esto se hace con la finalidad de imitar que cada bin sea una observación de un tránsito con un filtro de banda angosta. El criterio para el bineado puede depender de cada autor y estar asociado a procesos físicos, como la cantidad de flujo, o a cuestiones instrumentales, como la cantidad de píxeles sobre el detector. El mismo criterio de bineado se aplica a todos los espectros de la serie temporal.
3. **Construcción de las curvas de luz:** Midiendo el flujo recibido en una misma sección o bin a lo largo de toda la serie temporal, puede construirse una curva de luz del tránsito planetario correspondiente al rangopectral del bin. Es decir, la medición del flujo de un bin en una integración representa un punto de la curva de luz correspondiente al rango de longitud de onda del respectivo bin. Por lo tanto, se tendrán tantos puntos en las curvas

de luz como la cantidad de integraciones que se hayan realizado, y el número de curvas de luz resultantes dependerá del número de bines. Esto, a su vez, determinará la resolución del espectro de transmisión resultante.

Realizando esto, se pasa de tener datos espectroscópicos del sistema a curvas de luz del tránsito del planeta, por lo que el procedimiento que sigue es igual al que se realiza cuando se poseen datos fotométricos.

4. **Modelado de la curva de luz:** Realizando el ajuste de un modelo a cada una de las curvas de luz, puede determinarse, entre otros parámetros, la profundidad del tránsito, o lo que es equivalente a  $R_p/R_*$ , en donde esta profundidad depende de la longitud de onda asociada a la curva de luz.
5. **Construcción del espectro de transmisión:** Graficando la profundidad medida de cada curva en función de la longitud de onda, es posible obtener un espectro de transmisión de la atmósfera del planeta. Este espectro tendrá la misma cantidad de puntos que la cantidad de curvas que se hayan construido.

Supongamos que se observa el tránsito de un planeta con 100 integraciones, es decir, una serie temporal de 100 espectros, los cuales van desde los 1 hasta los 5  $\mu\text{m}$ . Luego, se realiza el bineado de cada uno de los 100 espectros en 4 secciones (1-2, 2-3, 3-4 y 4-5  $\mu\text{m}$ ). Si se toma el primer bin (1-2  $\mu\text{m}$ ) y se promedia el flujo de todo ese bin en la primera integración, se obtendrá el primer punto de la curva de luz correspondiente al rango de 1-2  $\mu\text{m}$ . Si ahora se hace lo mismo con el resto de las integraciones, se construirá la curva de luz completa del tránsito asociada a este rango. Luego, se repite este proceso para el resto de los bines. Finalizado esto, se tendrán 4 curvas de luz con 100 puntos cada una. Si se mide la profundidad de cada una de estas curvas y se grafica en función de la longitud de onda, se obtendrá un espectro de transmisión del planeta entre los 1 y 5  $\mu\text{m}$  con 4 puntos.

En resumen, a partir de observaciones espectroscópicas de series temporales se obtienen las curvas de luz del planeta en múltiples rangos espectrales. A partir de estas curvas, se construye un espectro de transmisión como si se tratara de datos fotométricos. La resolución del espectro de transmisión resultante dependerá de cómo se bineen los espectros, siendo la resolución nativa<sup>4</sup> el límite de estos. Este modo de operar le permite al JWST obtener un espectro de transmisión de muy alta calidad mediante una única observación del tránsito con series temporales de espectros.

---

<sup>4</sup>Resolución espectral alcanzada por el espejógrafo utilizado.

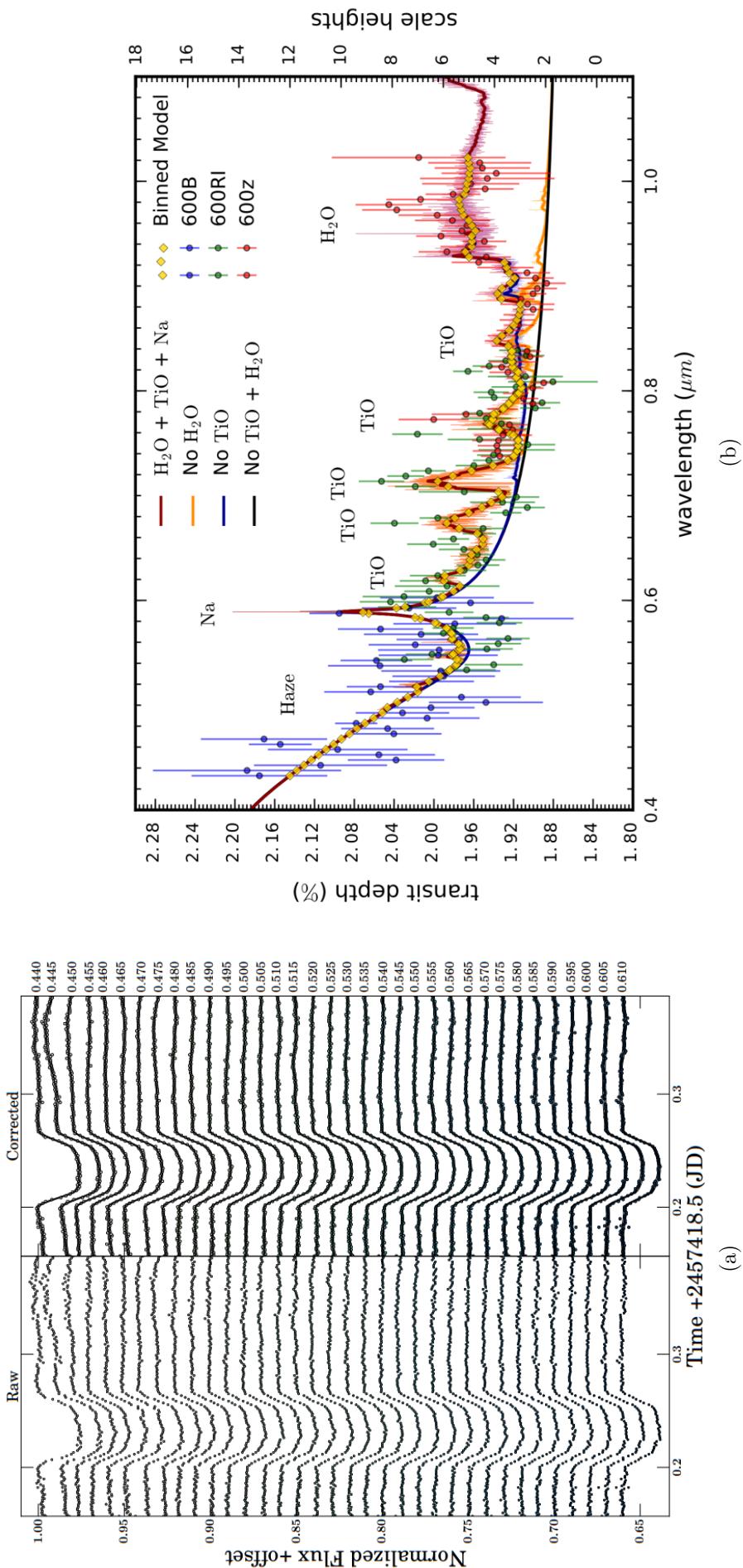


Figura 2.7: (a) Curvas de luz para el sistema WASP-19 correspondiente al rango azul del espectro (0.44 - 0.61  $\mu\text{m}$ ). (b) Espectro de transmisión de WASP-19b extraído del trabajo de Sedaghati et al. (2017).

# Capítulo 3

# POSEIDON

Como se discutió en los capítulos anteriores, los planetas transitantes permiten estudiar sus atmósferas mediante la construcción de espectros de transmisión. Una de las formas de analizar estos espectros y, de esa manera, caracterizar las atmósferas de los exoplanetas es a través del modelado de dichas características. Esto puede realizarse utilizando distintos algoritmos que permiten generar espectros de transmisión de acuerdo con los parámetros definidos como entrada.

En este trabajo se emplea el software computacional POSEIDON, que tiene su código fuente escrito en Python y cuyo desarrollo comenzó en 2017 ([MacDonald & Madhusudhan, 2017](#)). Este software permite simular espectros de transmisión a partir del análisis de la transferencia radiativa de la radiación estelar a través de la atmósfera del planeta, considerando las propiedades de la estrella huésped, el planeta transitante y el instrumento utilizado. Además, incluye la capacidad de comparar los espectros simulados con aquellos obtenidos mediante observaciones y realizar un ajuste para determinar cuál es el espectro sintético que mejor representa los datos observados. En este capítulo, se describen las características y el funcionamiento de dicho código, para luego aplicarlo en los capítulos siguientes a una muestra seleccionada de planetas extrasolares.

## 3.1. Estructura del código

Para que POSEIDON pueda generar los espectros de transmisión sintéticos que luego se compararán con los observados, es necesario proporcionarle ciertos parámetros de entrada o *inputs*. Las propiedades de la estrella huésped se definen mediante su  $T_{\text{eff}}$ , radio, metalicidad y gravedad superficial. Por otro lado, para el planeta, se requiere un valor inicial para su radio, gravedad superficial y temperatura de equilibrio. Además de estos datos, es necesario suministrar al código las opacidades de los diferentes elementos químicos en función de la longitud de onda, en un amplio rango de presión ( $10^{-6}$  – 100 bar) y temperatura (100 – 3500 K). En particular, las bases empleadas por POSEIDON son: ExoMol ([Tennyson et al., 2020](#)), HITRAN ([Gordon et al., 2022](#)) y VALD3 ([Ryabchikova et al., 2015](#)). En el Apéndice B se presentan las secciones eficaces de las especies químicas utilizadas en este trabajo para cuatro combinaciones de presión y temperatura. El espectro de transmisión observado también es una de las entradas que necesita POSEIDON si se desea realizar la comparación de los espectros sintéticos con este.

Además, se debe preestablecer el escenario o configuración para la atmósfera del planeta que se va a modelar, así como los elementos químicos que se cree están presentes en el espectro de la atmósfera. Estos escenarios se explican en la sección 3.3. Posteriormente, se indica el intervalo en el que se encuentran los valores de los parámetros libres del modelo, denominados *priors*. Cuales sean los parámetros libres dependerá del escenario supuesto.

POSEIDON utiliza un algoritmo de muestreo bayesiano, llamado PyMultiNest ([Buchner et al., 2014](#)), para hallar los valores de los parámetros libres del modelo que maximizan la probabilidad

posterior o, de manera equivalente, la verosimilitud del modelo. Esto genera un espectro de transmisión sintético que se ajuste o reproduzca al observado. Además, este algoritmo compara repetidamente los espectros generados por el modelo con los espectros observados hasta que el espacio de parámetros es completamente explorado y se alcanza un criterio de convergencia. Este criterio asegura que las distribuciones posteriores de probabilidad de los parámetros del modelo y la evidencia bayesiana estén completamente caracterizadas. El funcionamiento interno de POSEIDON se esquematiza en la Figura 3.1.

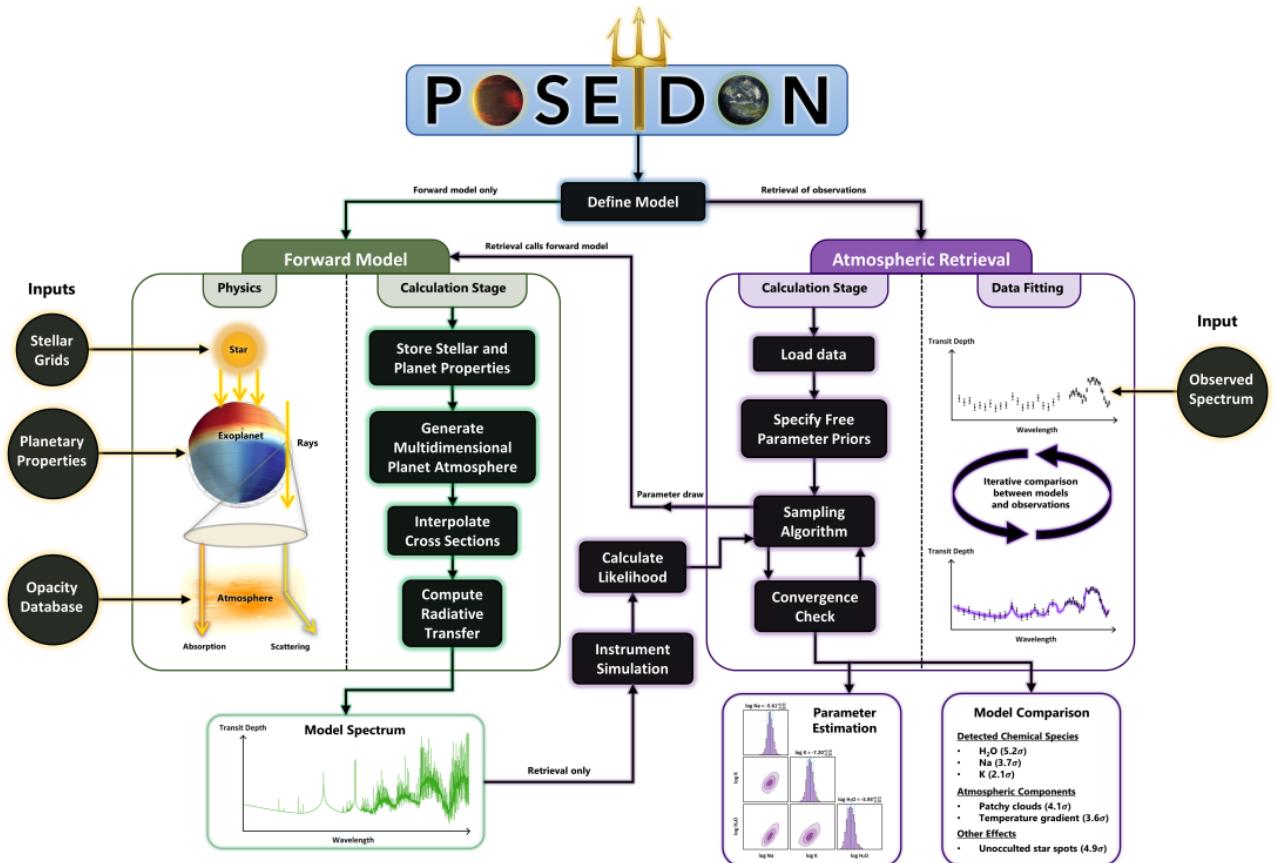


Figura 3.1: Esquema que ilustra el funcionamiento general de POSEIDON. Los usuarios pueden utilizar POSEIDON de dos formas principales: (i) para generar un espectro de exoplaneta sintético para una atmósfera planetaria específica (flechas verdes); o (ii) para ajustar un espectro de exoplaneta observado mediante el muestreo estadístico de las propiedades atmosféricas de un modelo (flechas moradas). El diagrama resalta las entradas del código (círculos), los pasos del algoritmo (rectángulos) y las salidas del código (cajas verdes o moradas en la parte inferior). Extraído del trabajo de MacDonald (2023).

### 3.2. Modelado de la atmósfera y su interacción con la radiación estelar

Para modelar los espectros de transmisión, es necesario describir la variación en el flujo recibido ( $\Delta F_\lambda$ ) durante el tránsito del planeta, la cual depende de la longitud de onda. Esta variación puede calcularse como la diferencia entre el flujo recibido cuando el planeta se encuentra fuera del tránsito ( $F_{\lambda,out}$ ) y el flujo durante el tránsito ( $F_{\lambda,in}$ ), normalizado por el flujo fuera del tránsito, tal como se indica en la siguiente ecuación:

$$\Delta F_\lambda = \left( \frac{F_{\lambda,\text{out}} - F_{\lambda,\text{in}}}{F_{\lambda,\text{out}}} \right) = \delta_{\lambda,\text{atm}} \epsilon_{\lambda,\text{het}} \psi_{\lambda,\text{night}}. \quad (3.1)$$

POSEIDON considera que esta variación puede descomponerse en tres factores principales. El primero,  $\delta_{\lambda,\text{atm}}$ , asociado a la profundidad del tránsito debido al planeta y su atmósfera. Un segundo factor,  $\epsilon_{\lambda,\text{het}}$ , relacionado con la no homogeneidad de la superficie estelar (como la presencia de manchas frías o calientes). El tercer factor,  $\psi_{\lambda,\text{night}}$ , asociado a la emisión térmica del lado nocturno del planeta. Sin embargo, en una primera aproximación, el factor más relevante en el modelado es  $\delta_{\lambda,\text{atm}}$ .

Para calcular  $\delta_{\lambda,\text{atm}}$ , el código debe simular tanto la trayectoria de la radiación estelar como la geometría de la atmósfera del planeta. Supongamos un único rayo emitido por la estrella huésped que atraviesa la atmósfera del planeta, como se ilustra en la Figura 3.2. Si se desprecian efectos como la refracción, que podrían alterar el camino del rayo, este seguirá, aproximadamente, una trayectoria recta atravesando distintas regiones de la atmósfera. Bajo esta suposición, puede adoptarse un sistema de coordenadas cilíndricas  $(x, \phi, b)$ , centrado en el planeta, para describir dicha trayectoria.

En la Figura 3.2, a la derecha, se muestra el tránsito planetario desde la perspectiva del observador, donde detrás se encuentra la estrella anfitriona y delante, el planeta y su atmósfera. A medida que un rayo proveniente de la estrella atraviesa la atmósfera del planeta, su posición puede describirse mediante dos parámetros,  $b$  y  $\phi$ . Al no considerar la dispersión atmosférica, estos parámetros serán fijos para un rayo determinado. En la ilustración de la izquierda de la Figura 3.2, se observa el sistema de lado, con el observador a la derecha y la estrella anfitriona a la izquierda. Siendo  $b$  y  $\phi$  fijos para un dado rayo, su trayectoria queda descrita completamente por la coordenada  $x$ . Este parámetro es medido desde el plano que divide el lado diurno del lado nocturno del planeta, denominado como “Terminator”.

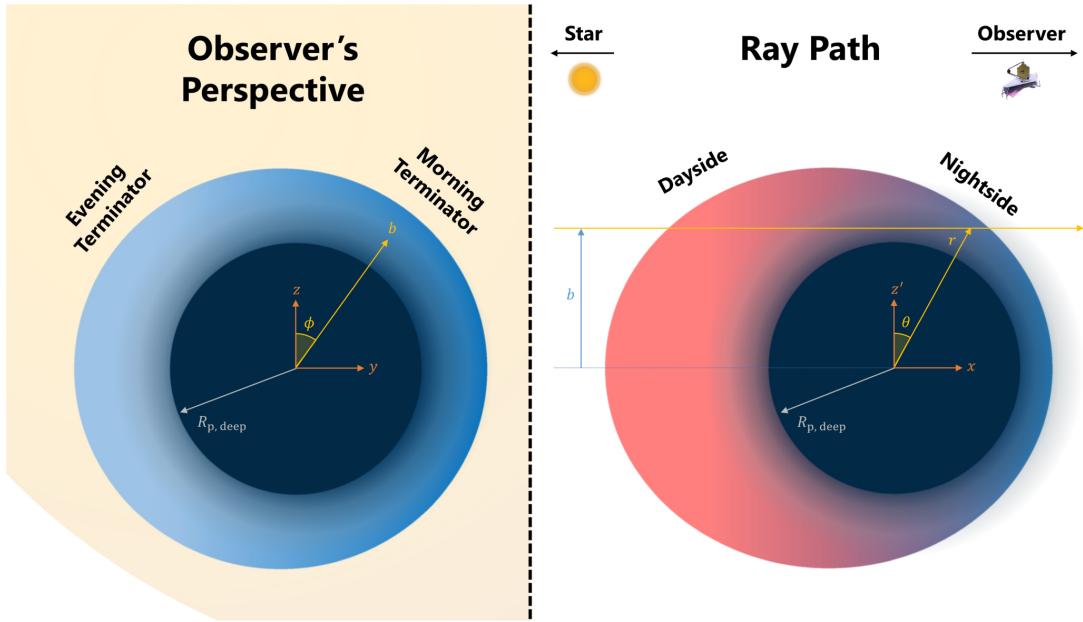


Figura 3.2: Sistema de coordenadas utilizado por POSEIDON para describir la trayectoria de la radiación estelar y la geometría de la atmósfera planetaria. El esquema de la izquierda corresponde a la perspectiva del observador, donde el planeta queda por delante de la estrella durante el tránsito. Un rayo atraviesa la atmósfera del planeta en las posiciones  $(b, \phi)$ . A la derecha puede verse el mismo tránsito pero a 90 grados del observador que ahora está a la derecha. La estrella queda a la izquierda. Un rayo atraviesa el volumen de la atmósfera del planeta en la posición  $(r, \theta)$ . Extraído del trabajo de [MacDonald & Lewis \(2022\)](#).

Por otro lado, dada la geometría esférica de la atmósfera, esta se describe más naturalmente utilizando un sistema de coordenadas esféricas, definido por  $r$ ,  $\theta$  y  $\phi$ . De esta manera, la posición del  $i$ -ésimo volumen discreto de la atmósfera queda descrito por los parámetros  $r_i$ ,  $\theta_i$  y  $\phi_i$ . A su vez, cada uno de estos volúmenes discretos posee sus respectivas propiedades físicas, como presión, temperatura y abundancia química.

A medida que el rayo mencionado anteriormente atraviesa estos volúmenes discretos de la atmósfera planetaria, es afectado por diferentes fuentes de opacidad presentes en la misma, las cuales se suman como se muestra a continuación:

$$\kappa_\lambda = \kappa_{\lambda,\text{chem}} + \kappa_{\lambda,\text{rayleigh}} + \kappa_{\lambda,\text{pair}} + \kappa_{\lambda,\text{aerosol}}. \quad (3.2)$$

Estas fuentes incluyen la opacidad debida a la presencia de elementos químicos en la atmósfera ( $\kappa_{\lambda,\text{chem}}$ ), la dispersión de Rayleigh ( $\kappa_{\lambda,\text{rayleigh}}$ ), procesos de pares ( $\kappa_{\lambda,\text{pair}}$ ), y la presencia de aerosoles ( $\kappa_{\lambda,\text{aerosol}}$ ). El coeficiente  $\kappa_{\lambda,\text{chem}}$  puede calcularse de la siguiente manera:

$$\kappa_{\lambda,\text{chem}}(P, \phi, \theta) = \sum_{q=1}^{N_{\text{species}}} n_q(P, \phi, \theta) \sigma_{\lambda,\text{abs},q}(P, T), \quad (3.3)$$

donde  $n_q$  es la densidad de partículas de un elemento dado  $q$  en la atmósfera del planeta, expresado como  $n_q = n_{\text{tot}} \cdot X_q$ .  $n_{\text{tot}}$  es la densidad total de partículas, obtenida a partir de la ley de los gases ideales.  $X_q$  la fracción de mezcla volumétrica o VMR (por sus siglas en inglés de *volumetric mixing rate*) del elemento  $q$ . Este último es un valor a determinar por el código para cada elemento considerado en el modelado. Dado que  $X_q = n_q/n_{\text{tot}}$  permitirá conocer el porcentaje de abundancia de cada elemento en la atmósfera del planeta. El coeficiente  $\sigma_{\lambda,\text{abs},q}(P, T)$ , por su parte, es la sección eficaz de absorción del elemento  $q$ , que depende de la longitud de onda, la presión y la temperatura. Estos coeficientes se obtienen de las bases de opacidades antes mencionadas.

La dispersión de Rayleigh es modelada como un término puro de pérdida, con  $\kappa_{\lambda,\text{rayleigh}}$  expresada como:

$$\kappa_{\lambda,\text{Rayleigh}}(P, \phi, \theta) = \sum_{q=1}^{N_{\text{especies}}} n_q(P, \phi, \theta) \sigma_{\lambda,\text{Rayleigh},q}, \quad (3.4)$$

donde la sección eficaz de dispersión de Rayleigh ( $\sigma_{\lambda,\text{Rayleigh},q}$ ) puede escribirse como:

$$\sigma_{\lambda,\text{Rayleigh},q} = \frac{128}{3} \pi^5 \alpha_q^2 \lambda^{-4} F_{\text{King},q}(\lambda), \quad (3.5)$$

donde  $F_{\text{King},q}$  es el factor de corrección de King (que tiene en cuenta distribuciones de carga no esféricas), y  $\alpha_q$  es la polarizabilidad.

En este estudio, este efecto no desempeñará un papel determinante en el modelado de la atmósfera, ya que afecta principalmente en el rango óptico, mientras que este trabajo se enfoca en el infrarrojo. Sin embargo, es un efecto que POSEIDON incorpora en el modelado, por lo que será considerado en nuestro análisis.

El coeficiente  $\kappa_{\lambda,\text{pair}}$  está asociado a las absorciones por excitaciones colisionales (CIA, por sus siglas en inglés de *Collision-induced absorption*) y a las absorciones del tipo libre-libre. Este se describe como la suma sobre los pares de especies químicas consideradas, de acuerdo a la siguiente ecuación:

$$\kappa_{\lambda,\text{pair}}(P, \phi, \theta) = \sum_{\text{pair}} n_{q_1}(P, \phi, \theta) n_{q_2}(P, \phi, \theta) \sigma_{\lambda,\text{pair},q}(T), \quad (3.6)$$

donde  $n_{q_1}$  y  $n_{q_2}$  representan las densidades de partículas de los elementos  $q_1$  y  $q_2$ , respectivamente, y  $\sigma_{\lambda,\text{pair},q}(T)$  es la sección eficaz de absorción binaria de dichos elementos. Se puede observar que

los elementos que más contribuyen a  $\kappa_{\lambda,\text{pair}}$  son aquellos presentes en altas concentraciones en la atmósfera del planeta. Este factor, al igual que la dispersión de Rayleigh, es incorporado por POSEIDON al modelar el espectro de transmisión. Este efecto, generado principalmente por el H<sub>2</sub> y He, tiene una contribución significativa al “continuo” del espectro de transmisión.

Finalmente, el coeficiente  $\kappa_{\lambda,\text{aerosol}}$  está vinculado al modelado de las nubes en la atmósfera del planeta. Este factor se describe de acuerdo con la siguiente expresión:

$$\kappa_{\lambda,\text{aerosol}}(P, \phi, \theta) = \begin{cases} \kappa_{\text{cld}} & (1) \\ 0 & (2) \end{cases} \quad (3.7)$$

$$(1) : \begin{aligned} P &\geq P_{\text{cld}} \\ \phi_{0,\text{cld}} &\leq \phi \leq \phi_{0,\text{cld}} + 2\pi f_{\text{cld}} \\ \theta &\geq \theta_{0,\text{cld}} \end{aligned}$$

$$(2) : \text{else.}$$

El parámetro  $P_{\text{cld}}$ , el cual es un valor determinado por el código, representa la presión en la capa superior de la nube. Es decir, corresponde al valor de presión en el que se produce la transición entre las nubes, indicadas en color gris en la Figura 3.3, y la región sin nubes de la atmósfera, representada en color celeste en dicha figura. Así, si la presión es mayor o igual al valor del parámetro  $P_{\text{cld}}$ , la opacidad de la nube será constante y estará dada por  $\kappa_{\text{cld}}$  (caso 1). En el caso contrario (caso 2), cuando la presión sea menor que  $P_{\text{cld}}$ , no se añadirá ningún valor adicional de opacidad. Esto implica que, en las regiones superiores de la atmósfera, donde las presiones son bajas, no existirá presencia de nubes. En cambio, en las capas más profundas de la atmósfera, donde las presiones son mayores, se encontrarán nubes.

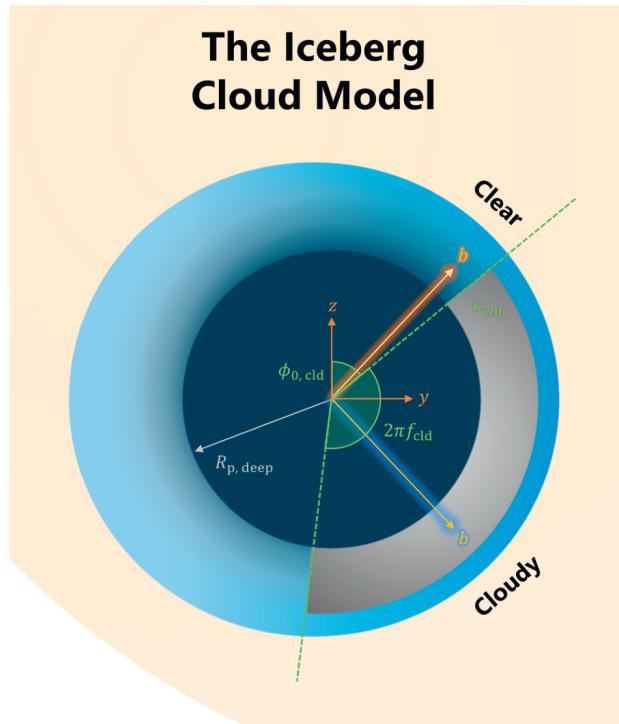


Figura 3.3: Gráfico de la geometría y variables utilizadas para modelar la presencia de nubes. El anillo de color gris representa la capa de nubes de acuerdo a como son modeladas en POSEIDON. La opacidad dentro de esa región será  $\kappa_{\text{cld}}$ . En las capas donde no hay nubes se las representa en color celeste. Figura adaptada del trabajo de [MacDonald & Lewis \(2022\)](#).

En este caso, se ha adoptado un modelo de nubes considerando que estas forman un anillo alrededor de la región de transición entre el lado diurno y el lado nocturno del planeta. En esta configuración, los parámetros  $f_{\text{cld}}$  y  $\theta_{0,\text{cld}}$  toman valores predeterminados (1 y 0, respectivamente), por lo que no serán parámetros libres a determinar, reduciendo así la dimensión del espacio de parámetros del modelo. Además, se ha decidido fijar el valor de  $\kappa_{\text{cld}} = \infty$ , lo que permitirá determinar la presión (y, por ende, el radio de referencia a esa presión) a la cual la atmósfera del planeta se vuelve completamente opaca a la radiación estelar.

### 3.3. Posibles escenarios para la atmósfera planetaria

POSEIDON permite modelar la atmósfera del planeta en diversas configuraciones o escenarios en los cuales esta podría encontrarse. Estos escenarios proporcionan una gran cantidad de información sobre la atmósfera del planeta. Por ejemplo, la abundancia de los distintos elementos químicos presentes en el espectro, la metalicidad, la variación de temperatura a lo largo de la atmósfera y evidencia de si el planeta se encuentra en bloqueo tidal. Este último fenómeno se refiere a la sincronización entre el período de rotación del planeta y el de traslación, debido a las fuerzas de marea, lo cual puede ser un factor importante a considerar en planetas ubicados muy cerca de su estrella.

#### 3.3.1. Escenario isoquímico

Un escenario isoquímico supone que las abundancias de los elementos atómicos y moléculas que conforman la atmósfera son constantes en todas las capas de la misma, independientemente de la altura, presión o temperatura. En la Figura 3.4 se muestran los perfiles de abundancia, es decir la tasa de mezclado volumétrico (VMR) de una dada especie química en función de la presión, para el caso de un escenario isoquímico. Cabe mencionar que, las figuras de perfiles de abundancia y de temperatura-presión que se muestran a lo largo del trabajo fueron generadas con el entorno gráfico de POSEIDON. Por dicho motivo, tanto los nombres de los ejes como las leyendas aparecen en inglés.

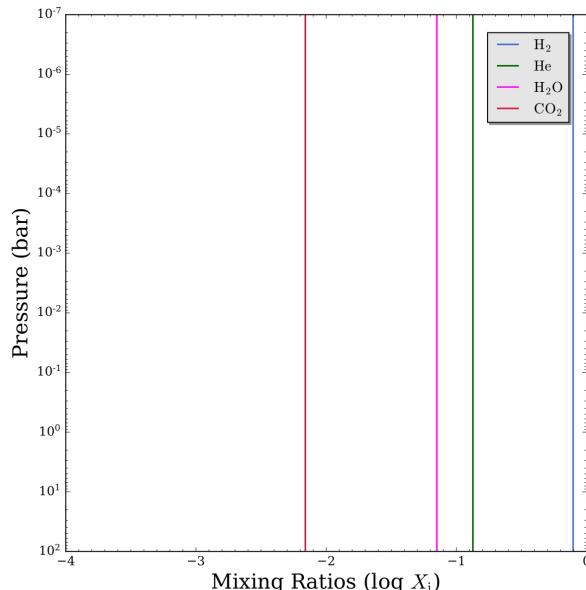


Figura 3.4: Ejemplo de los perfiles de abundancia química para el caso de una atmósfera conformada por  $H_2$ ,  $He$ ,  $H_2O$  y  $CO_2$  en el escenario isoquímico. En dicho caso, estos perfiles son líneas rectas que indican que la abundancia química no varía en las distintas capas de la atmósfera.

Dado que las VMR de los elementos permanecen constantes, implica una atmósfera homogénea en términos de composición química. Esto simplifica el modelado al no considerar efectos de transporte vertical (como la convección) ni variaciones debidas a diferentes condiciones físicas, y tampoco es necesario resolver ecuaciones que describan cambios en las abundancias debidos a variaciones locales.

Los escenarios isoquímicos son particularmente aplicables en exoplanetas gigantes gaseosos, donde las atmósferas están compuestas mayoritariamente de hidrógeno y helio. Sin embargo, esta simplificación tiene limitaciones, ya que no captura detalles como la formación de gradientes de temperatura y presión, que pueden influir en las reacciones químicas. En contraste, en los escenarios de equilibrio termoquímico, discutidos en la siguiente sección, las abundancias dependen de las condiciones locales.

Los escenarios isoquímicos se utilizan como punto de partida en estudios de atmósferas exoplanetarias para obtener estimaciones rápidas de abundancias químicas, especialmente cuando la información disponible es limitada.

### 3.3.2. Escenario de equilibrio termoquímico

Un escenario de equilibrio termoquímico en la atmósfera supone que las abundancias de los elementos y moléculas están determinadas por el equilibrio entre las reacciones químicas locales, que dependen principalmente de la temperatura y presión en cada capa de la atmósfera, así como de la razón Carbono-Oxígeno (C/O) y la metalicidad. La Figura 3.5 ilustra la variación de las VMR para este caso.

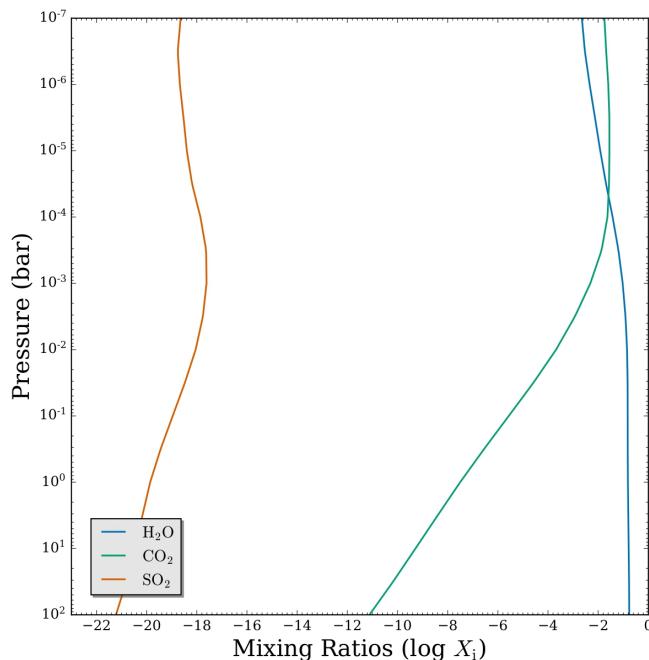


Figura 3.5: Ejemplo de los perfiles de abundancia química en función de la presión de los elementos considerados para el modelado de la atmósfera en el escenario de equilibrio termoquímico. A diferencia del caso isoquímico, estos varían en la distintas capas de la atmósfera del planeta y ya no resultan líneas rectas.

Este escenario asume que las reacciones químicas han tenido suficiente tiempo para alcanzar el equilibrio, lo cual es razonable en exoplanetas calientes, donde las altas temperaturas permiten que las reacciones ocurran rápidamente. Como resultado, la composición química de la atmósfera se estabiliza. Sin embargo, los modelos de equilibrio termoquímico presentan algunas limitaciones,

como la suposición de que las reacciones han alcanzado el equilibrio en un tiempo razonable y la falta de consideración de procesos dinámicos como el transporte vertical, entre otros fenómenos. A pesar de estas limitaciones, estos modelos son particularmente útiles para estudiar la composición de atmósferas en planetas cercanos a sus estrellas. Esto dado que las fuerzas de marea y las altas temperaturas permiten que los procesos químicos alcancen el equilibrio de manera efectiva, proporcionando una buena base para estimaciones de perfiles de abundancias químicas.

### 3.3.3. Escenario de bloqueo tidal

El escenario de bloqueo tidal del planeta supone que el período de rotación del planeta se ha sincronizado con el de traslación. Esta sincronización depende de la distancia entre el planeta y su estrella, así como de las masas de ambos cuerpos, y lo hace de acuerdo a la ecuación:

$$\frac{1}{n_1} \frac{d\Omega_1}{dt} \propto - \left( \frac{m_0^2}{m_1(m_0 + m_1)} \right) \left( \frac{R_1}{a_1} \right)^3 (\Omega_1 - n_1), \quad (3.8)$$

en donde se observa la variación de la velocidad angular del planeta ( $\Omega_1$ ) en función del tiempo. En este caso,  $n_1$  representa la frecuencia orbital media del objeto 1, que corresponde al planeta,  $m_0$  es la masa de la estrella, y  $m_1$  es la masa del planeta,  $R_1$  es el radio del planeta y  $a_1$  es el semieje mayor de la órbita del planeta. Si existe una gran diferencia entre la masa del planeta y la de la estrella, o si el planeta se encuentra muy cerca de la estrella o posee un radio grande, este proceso tiende a ser más rápido. Dado el semieje relativamente pequeño de los exoplanetas transitantes, este podría ser un efecto a considerar.

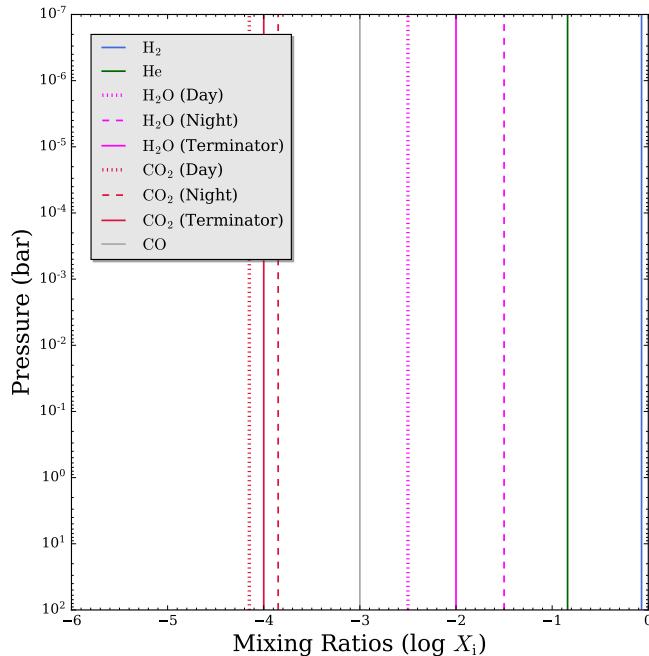


Figura 3.6: Ejemplo de los perfiles de abundancia química en función de la presión de los elementos considerados para el modelado de la atmósfera en el escenario de Bloqueo Tidal Día-Noche. Las líneas continuas corresponden a los perfiles en la región de transición día-noche. Las líneas de puntos representan los perfiles del lado diurno del planeta (es decir, aquel que recibe la radiación estelar). La línea de trazos corresponde al lado nocturno que nunca recibe radiación estelar de forma directa.

En esta configuración, una de las caras del planeta siempre está orientada hacia la estrella, recibiendo toda la radiación de esta. Esto provoca que la temperatura de esa cara aumente y,

por lo tanto, se expanda, mientras que la otra cara no recibe radiación estelar de forma directa, lo que resulta en una temperatura mucho más baja. Además, el proceso de bloqueo tidal genera un aumento de temperatura en la atmósfera del planeta debido a la naturaleza disipativa de este fenómeno. Por lo tanto, un planeta en esta configuración debería estar más caliente que uno con las mismas características, pero que no esté sujeto a bloqueo tidal.

Este escenario también implica que puede existir una variación en las abundancias químicas entre el lado diurno y el lado nocturno (ver Figura 3.6). Por este motivo, el espacio de parámetros del modelo en este escenario aumenta respecto a los anteriores. Para cada elemento químico considerado se tendrá que determinar dos valores: la abundancia del elemento en la región de transición entre el día y la noche ( $\overline{\log X_q}$ ), y la diferencia de abundancia entre el lado diurno y el nocturno ( $\Delta \log X_q$ ). Un fenómeno similar ocurre para los perfiles de temperatura y presión, los cuales se detallan en la sección 3.4.

### 3.4. Perfiles de temperatura-presión

Los escenarios isoquímicos y de equilibrio termoquímico pueden utilizarse con un perfil de temperatura-presión del tipo isotérmico. Este perfil se caracteriza por mantener una temperatura constante en todas las capas de la atmósfera del planeta. También pueden emplearse con un perfil del tipo gradiente, en el cual la temperatura en la parte superior de la atmósfera difiere de la de las capas más profundas. En la Figura 3.7 se muestra un caso de este tipo, donde la temperatura es mayor en las partes profundas de la atmósfera y menor en las superiores. Sin embargo, también puede existir un gradiente opuesto al mostrado en la figura.

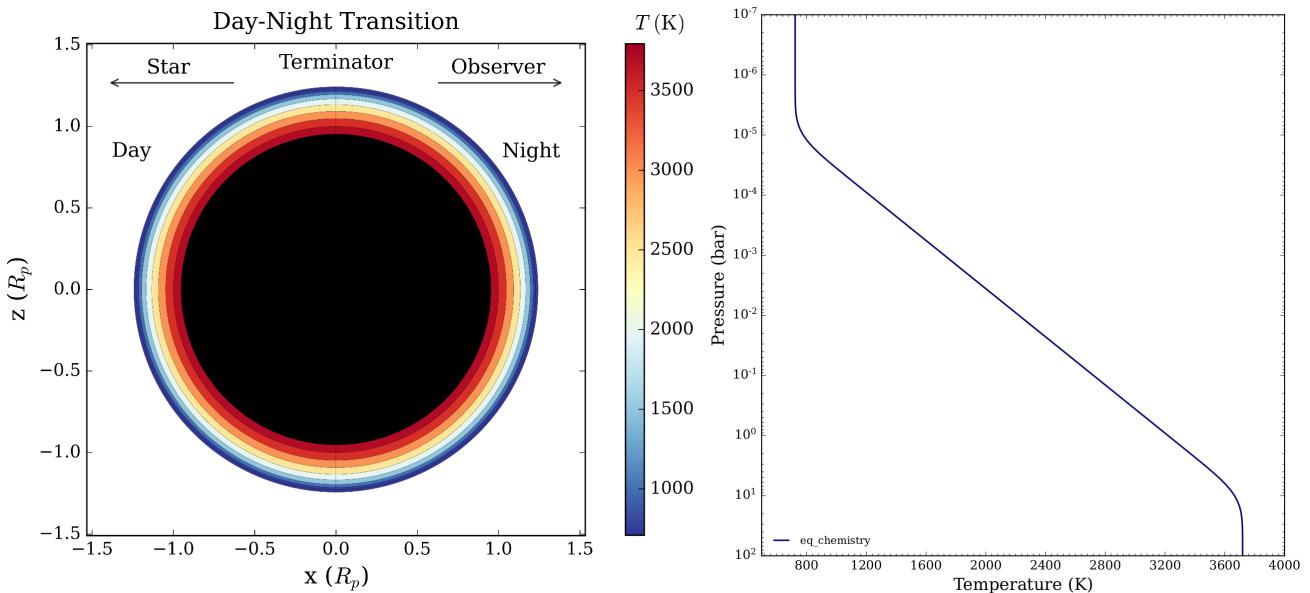


Figura 3.7: Ejemplo de los perfiles de temperatura del tipo gradiente. Izquierda: Geometría de la atmósfera del planeta en este escenario para el sistema visto de lado (en esta configuración la geometría de la atmósfera del planeta desde la perspectiva del observador es igual). Derecha: Temperatura en función de la presión para este escenario. Este ejemplo corresponde a un caso donde la temperatura aumenta hacia las capas más profundas de la atmósfera.

El escenario de bloqueo tidal solo admite perfiles de temperatura-presión del tipo gradiente. En este caso, se consideran dos perfiles: uno para la región diurna y otro para la nocturna. Como se puede observar en la Figura 3.8, los valores a determinar por el código son la temperatura media en la parte superior de la atmósfera ( $\overline{T_{DN,high}}$ ), y la diferencia de temperatura entre ambas

regiones en la parte superior de la atmósfera ( $\Delta T_{DN,high}$ ). En este escenario, el lado diurno siempre presentará una temperatura mayor que el lado nocturno. Por último, la temperatura en la parte profunda de la atmósfera ( $T_{deep}$ ) se supone independiente del bloqueo tidal, ya que está dominada por el comportamiento interno del planeta, por lo que ambas regiones de la atmósfera tendrían la misma temperatura en esas capas profundas.

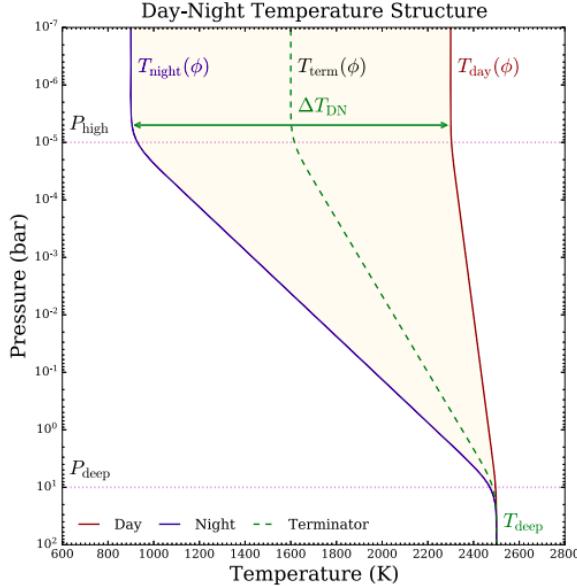


Figura 3.8: Ejemplo de los perfiles de temperatura en función de la presión para el escenario de bloqueo tidal. En este escenario hay 3 perfiles: uno para el lado diurno ( $T_{day}$ ), uno para la región de transición entre el día y la noche ( $T_{term}$ ), y el tercero para el lado nocturno ( $T_{night}$ ). En las capas profundas de la atmósfera se asume que la temperatura es la misma para las 3 regiones ( $T_{deep}$ ).  $\Delta T_{DN}$  representan la diferencia de temperatura entre el día y la noche en las capas superiores de la atmósfera. Figura extraída de [MacDonald & Lewis \(2022\)](#).

### 3.5. Visualización de resultados

Luego de ejecutar el código, se obtienen dos salidas principales. En primer lugar, se genera un gráfico que muestra las correlaciones entre los parámetros y las distribuciones marginales de cada uno de ellos. Este gráfico, denominado gráfico de esquina o *corner plot*, proporciona una gran cantidad de información sobre la distribución de probabilidad posterior del modelo. Un ejemplo de este se muestra en la Figura 3.9a. En esta figura, las líneas continuas de color azul en la diagonal indican la media de la distribución, mientras que las líneas discontinuas marcan los valores correspondientes a  $\pm 1\sigma$  de la distribución.

En segundo lugar, se obtiene el gráfico de los espectros como el presentado en el panel de la derecha en la Figura 3.9b. Esta figura muestra tanto el espectro observado, representado por puntos de color negro, como el espectro sintético, trazado con una línea violeta. El espectro sintético es generado con los valores medios encontrados por el código para cada uno de los parámetros. Además, las bandas violetas más tenues representan los modelos para los valores de  $\pm 1\sigma$  y  $\pm 2\sigma$ , respectivamente. Finalmente, en puntos amarillos se muestra el modelo sintético medio bineado para facilitar la comparación con los datos observados. Esto representa el valor en profundidad de tránsito del espectro sintético correspondiente a la longitud de onda del espectro observado.

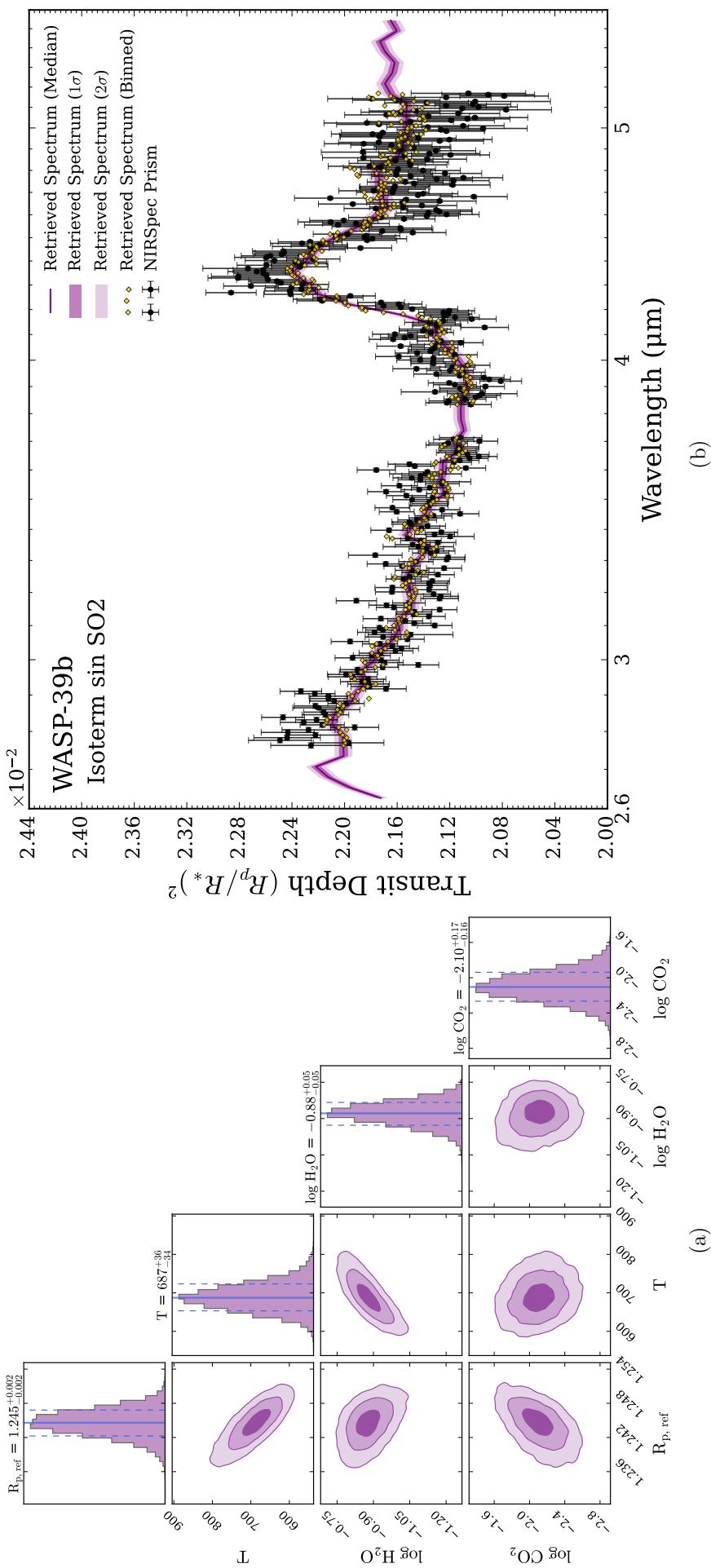


Figura 3.9: (a) Ejemplo de gráfico de esquinas de la distribución de probabilidad posterior del modelo. (b) Ejemplo de gráfico del espectro observado junto con el espectro sintético obtenido como resultado del modelado con POSEIDON.

# Capítulo 4

## Muestra de Exoplanetas Seleccionada

En este capítulo se presenta la muestra de exoplanetas estudiados y el motivo por el cual cada uno de estos es elegido para formar parte del análisis, destacando las características más importantes que los convierten en objetos interesantes de analizar. A su vez, la combinación de estos planetas ofrece una oportunidad única para generar conocimientos sobre una gran variedad de tipos planetarios y sus atmósferas. Dado que la muestra cubre un rango de masas que abarca desde aproximadamente 1.5 masas de Júpiter hasta casi 1 masa terrestre, se los clasifica como planetas gigantes gaseosos tipo Júpiter caliente, súper-Tierras e incluso planetas de tipo terrestre.

La muestra está conformada por: WASP-39b, WASP-107b, HD 189733b, K2-18b y GJ 1132b. En la Tabla 4.1 se muestran los parámetros fundamentales de los planetas seleccionados y sus respectivas estrellas anfitrionas. Los datos fueron extraídos de EXO.MAST<sup>1</sup>. Los valores presentados en dicha tabla son los utilizados como parámetros de entrada para cada uno de los planetas analizados.

Tabla 4.1: Parámetros fundamentales del conjunto de planetas seleccionados y sus respectivas estrellas anfitrionas.

Parámetro	WASP-39b	HD 189733b	WASP-107b	K2-18b	GJ 1132b
Planeta					
$M_p$ [M <sub>J</sub> ]	$0.28 \pm 0.03$	$1.13 \pm 0.08$	$0.096 \pm 0.01$	$0.028 \pm 0.010$	$0.00522 \pm 0.00072$
$R_p$ [R <sub>J</sub> ]	$1.27 \pm 0.04$	$1.13 \pm 0.01$	$0.94 \pm 0.02$	$0.21 \pm 0.02$	$0.1035 \pm 0.0098$
$T_{eq}$ [K]	$1116 \pm 33$	$1209 \pm 11$	$770 \pm 60$	$272 \pm 15$	$583^{+11}_{-9}$
$a$ [UA]	$0.049 \pm 14$	$0.0313 \pm 0.0004$	$0.055 \pm 0.001$	$0.143^{+0.006}_{-0.007}$	$0.0154 \pm 0.0015$
$\log_{10}(g)$ [cgs]	2.5924	3.3411	2.4302	3.1939	3.1055
Sistema Planetario					
Multiplicidad	1	1	2	2	2
Estrella Anfitriona					
$T_{eff}$ [K]	$5485 \pm 50$	$5052 \pm 16$	$4425 \pm 70$	$3457 \pm 39$	$3229^{+78}_{-62}$
Tipo espectral	G8	K1.5V	K.6	M2.5V	M3.5
$R_*$ [R <sub>⊕</sub> ]	$0.9 \pm 0.02$	$0.75 \pm 0.01$	$0.66 \pm 0.02$	$0.41 \pm 0.04$	$0.22 \pm 0.01$
[Fe/H]	$0.01 \pm 0.09$	-0.02	$0.02 \pm 0.09$	$0.12 \pm 0.16$	$-0.17 \pm 0.15$
$\log g$ [cgs]	$4.45 \pm 0.01$	$4.49 \pm 0.05$	$4.63 \pm 0.01$	$4.79 \pm 0.01$	$5.05 \pm 0.03$

<sup>1</sup><https://exo.mast.stsci.edu/>

## 4.1. WASP-39b

Este planeta fue descubierto en 2011 y presentado por [Faedi et al. \(2011\)](#). La detección se llevó a cabo mediante el relevamiento SuperWASP, compuesto por dos telescopios gemelos ubicados en La Palma (ING – Islas Canarias) y Sutherland (SAAO – Sudáfrica), respectivamente. La curva de luz asociada con su detección se muestra en la Figura 4.1a. Además, se realizaron mediciones de velocidad radial utilizando los espectrógrafos SOPHIE, instalados en el telescopio de 1.93 m del Observatoire de Haute-Provence, Francia. También se utilizó el espectrógrafo CORALIE, montado en el telescopio de 1.2 m Euler Swiss en La Silla, Chile. La combinación de los datos de ambos instrumentos permitió construir la curva de velocidad radial presentada en la Figura 4.1b.

A partir de la combinación de ambas técnicas, se determinó una masa de  $M_P = 0.28 \pm 0.03 M_J$ , un radio de  $R_P = 1.27 \pm 0.04 R_J$ , un semieje mayor de  $a = 0.0486 \pm 0.0005$  UA y una temperatura de equilibrio de  $T_{eq} = 1116 \pm 33$  K. Con estos parámetros, se clasificó a WASP-39b como un planeta tipo Saturno caliente.

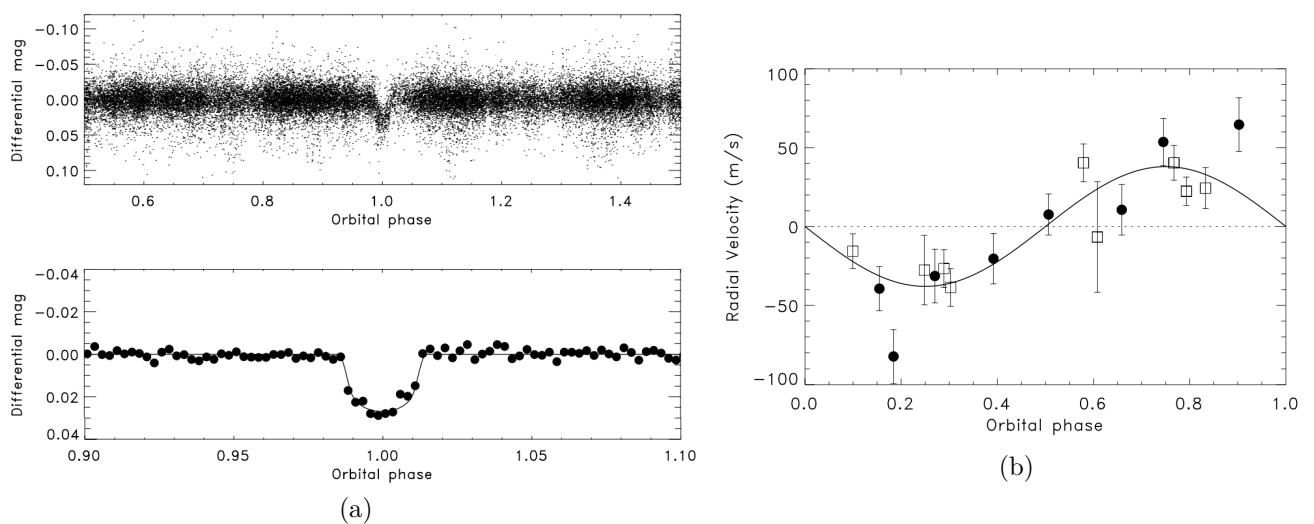


Figura 4.1: (a) En el panel superior podemos ver la curva de luz de descubrimiento de WASP-39b puesta en fase y en el panel inferior la curva de luz en bines. La línea negra continua representa el mejor ajuste del modelo de tránsito estimado. (b) Mediciones de velocidad radial ajustadas en fase de WASP-39, obtenidas combinando datos de los espectrógrafos SOPHIE (círculos rellenos) y CORALIE (cuadrados abiertos) y superpuesta se muestra la curva de velocidad radial (RV) del mejor ajuste. Figuras extraídas de [Faedi et al. \(2011\)](#).

Desde su descubrimiento, WASP-39b ha sido objeto de numerosos estudios. La relación entre su radio planetario y el de su estrella anfitriona, de tipo espectral G8, tiene un valor de  $R_P/R_\star \sim 0.14$ . Además, su atmósfera extendida lo convierte en un planeta con características óptimas para ser observado y caracterizado mediante espectroscopía de transmisión. Por este motivo, dicho sistema fue uno de los primeros objetivos del JWST en 2022.

El primer espectro de transmisión de la atmósfera de WASP-39b fue presentado por [Fischer et al. \(2016\)](#). Fue elaborado utilizando observaciones del instrumento STIS (*Space Telescope Imaging Spectrograph*) del telescopio espacial HST<sup>2</sup> (*Hubble Space Telescope*). En la Figura 4.2 se presenta dicho espectro, en el cual los autores identifican la presencia de Na y K en la atmósfera

<sup>2</sup>El HST es un observatorio en órbita terrestre baja, lanzado en 1990 por la NASA y la ESA. Su espejo primario de 2.4 m y sus cinco instrumentos científicos permiten observaciones en los rangos ultravioleta (115-320 nm), óptico (320-1000 nm) e infrarrojo cercano (800-2500 nm). Entre sus instrumentos destacan la WFC3 (*Wide Field Camera 3*), el COS (*Cosmic Origins Spectrograph*) y el STIS (*Space Telescope Imaging Spectrograph*), utilizados para estudios de exoplanetas, evolución galáctica y cosmología.

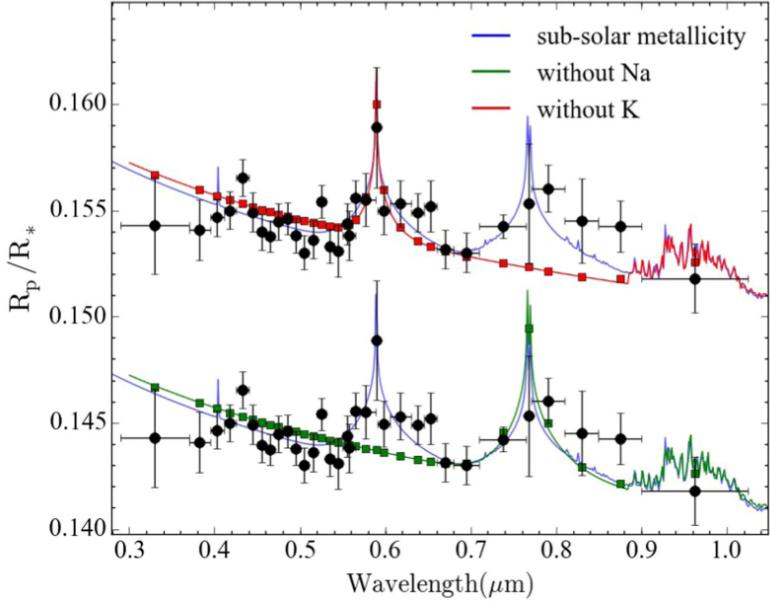


Figura 4.2: Comparación de modelos sintéticos sin Na (verde) o sin K (rojo) con el espectro de transmisión medido con el HST (círculos negros rellenos). También se muestra el modelo con una metalicidad de  $0.1 \times$  solar (azul) para comparación. Los espectros superiores se han desplazado verticalmente en  $0.01 R_p/R_*$ . Figura extraída de [Fischer et al. \(2016\)](#).

de este planeta. En la Figura 4.3 se presenta el espectro de transmisión más detallado disponible antes del JWST, presentado por [Wakeford et al. \(2018\)](#). Este espectro combina datos de los telescopios VLT y Hubble, entre  $\lambda = 0.3 - 1.8 \mu\text{m}$ , y de Spitzer ( $\lambda = 3 - 5 \mu\text{m}$ ). Se observa que la región de  $0.4$  a  $1.5 \mu\text{m}$  está mejor muestreada que la de  $3$  a  $5 \mu\text{m}$ , en la que solo se disponen de dos puntos proporcionados por el telescopio Spitzer. Además, no se cuenta con información en el rango intermedio entre  $1.8$  y  $3 \mu\text{m}$ . [Wakeford et al. \(2018\)](#) analizaron la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$ , K y Na en las regiones mejor muestreadas del espectro, y, basándose en los limitados datos del infrarrojo, sugirieron la posible presencia de  $\text{CO}_2$  en la atmósfera del planeta. Sin embargo, debido a la escasa información disponible en ese momento, esta sugerencia resultaba difícil de confirmar.

Actualmente se cuenta con cinco conjuntos de espectros de transmisión de este planeta, obtenidos con diferentes instrumentos del JWST. Estos espectros abarcan desde  $\lambda = 0.5 \mu\text{m}$  hasta casi los  $12 \mu\text{m}$ , con resoluciones que van desde  $R \sim 35$  (en el espectro de MIRI/LRS,  $5-12 \mu\text{m}$ ) hasta  $R \sim 600$  (en NIRSpec/G395H,  $2.7-5.2 \mu\text{m}$ ), pasando por espectros de resolución media como el de NIRISS/SOSS ( $R \sim 300$ ,  $0.6-2.8 \mu\text{m}$ ). Los mismos representan una mejora sustancial en resolución y precisión respecto a todos los espectros de transmisión existentes hasta el momento.

Se eligió analizar a WASP-39b debido a la disponibilidad de datos de alta calidad. Esto ha permitido llevar a cabo un estudio detallado de la atmósfera de este planeta. Además, se ha logrado caracterizar su composición química con mayor profundidad. WASP-39b fue el primer exoplaneta para llevar a cabo el análisis propuesto, ya que su conjunto de datos abarca un amplio rangopectral y presenta diferentes resoluciones. Esta característica permitió familiarizarse con los distintos escenarios astrofísicos ofrecidos por POSEIDON.

## 4.2. HD 189733b

Este planeta fue descubierto por [Bouchy et al. \(2005\)](#) cuando solo se conocían alrededor de 160 planetas extrasolares, de los cuales únicamente 8 tenían determinaciones de masa y radio. En dicho trabajo, se realizaron mediciones de velocidad radial con el especlógrafo ELODIE,

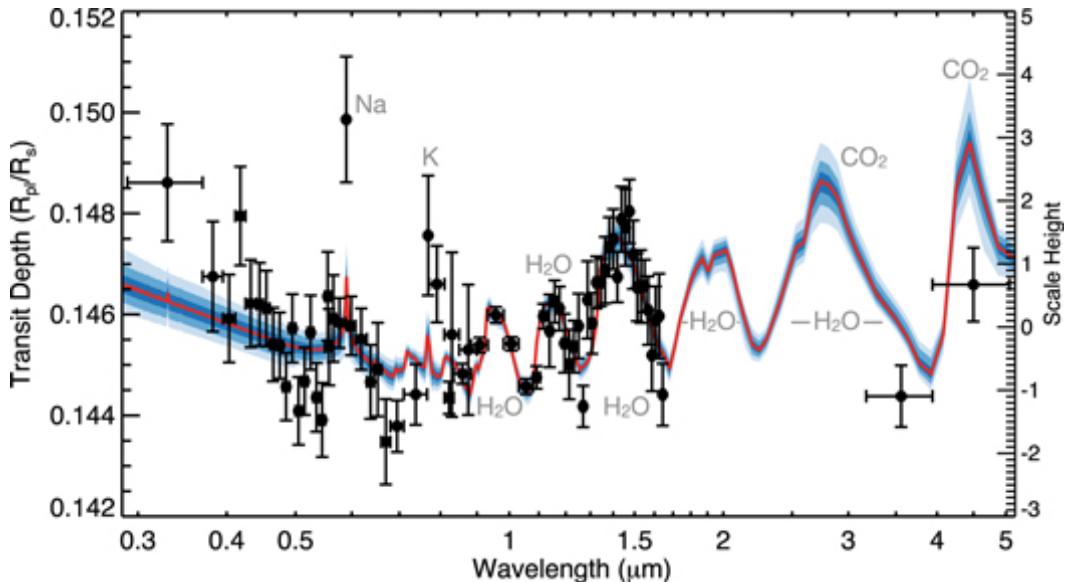


Figura 4.3: Espectro de transmisión de WASP-39b construido combinando los datos del Hubble, VLT y Spitzer. Previo al lanzamiento del JWST este era el espectro de transmisión mas completo que existía para este planeta. Nótese la limitada cantidad de información en la región del IR cercano. Figura extraída del trabajo de [Wakeford et al. \(2018\)](#).

montado en un telescopio de 1.93 m. Además, se obtuvieron observaciones fotométricas de alta precisión con una cámara CCD instalada en el telescopio de 1.20 m. Ambos instrumentos se encuentran en el Observatorio de Haute-Provence (OHP), Francia. Ambas curvas, tanto de luz como de velocidad radial, se presentan en la Figura 4.4. Cabe destacar que el recuadro dentro del panel derecho (ver Figura 4.4b) muestra una ampliación cerca de la fase cero, donde se puede observar el llamado efecto Rossiter-McLaughlin<sup>3</sup>. Con estas observaciones, [Bouchy et al. \(2005\)](#) determinaron que HD 189733b posee una masa de  $1.13 \pm 0.08 M_J$  y un radio de  $1.13 \pm 0.01 R_J$ , valores muy similares a los de Júpiter. La gran diferencia es que este planeta orbita a solo 0.031 UA ( $P \sim 2.2$  días) de su estrella anfitriona de tipo espectral K1.5V. Por estas características, se lo clasifica como un planeta tipo Júpiter Caliente.

Uno de los primeros trabajos en analizar la composición química de la atmósfera de HD 189733b mediante la espectroscopia de transmisión es el de [Swain et al. \(2008\)](#). Utilizando observaciones del tránsito con el instrumento NICMOS (NIC-3) del HST, se logró detectar la presencia de  $H_2O$  y  $CH_4$  en la atmósfera del planeta (ver Figura 4.5). También se señala que, aunque el CO era de esperarse en la atmósfera de un planeta de estas características, no había indicio de su presencia en los datos.

Actualmente, HD 189733b posee observaciones con el instrumento NIRCam del JWST utilizando los filtros F322W2 y F444W. Esto permitió construir un espectro de transmisión entre  $\lambda = 2.4 - 5.0 \mu m$  con una resolución de  $R \sim 200$ , presentado por [Fu et al. \(2024\)](#). Este espectro permitió caracterizar la atmósfera de este planeta con un detalle mucho mayor que con los datos preexistentes.

Dada la similitud en masa y radio con las de Júpiter, pero también su cercanía a la estrella huésped, HD 189733b se presenta como un excelente candidato para ser comparado con este.

<sup>3</sup>Este efecto ocurre durante un tránsito planetario cuando un exoplaneta pasa frente a su estrella y bloquea parte de su superficie rotante. Cuando el planeta bloquea el lado que se acerca, la estrella parece moverse más lentamente hacia nosotros, causando una disminución temporal en la velocidad radial medida. Luego, al bloquear el lado que se aleja, la velocidad radial parece aumentar. Esto crea una distorsión en forma de "S" en la curva de velocidad radial durante el tránsito, la cual es pequeña debido a que está asociada con la rotación de la estrella anfitriona.

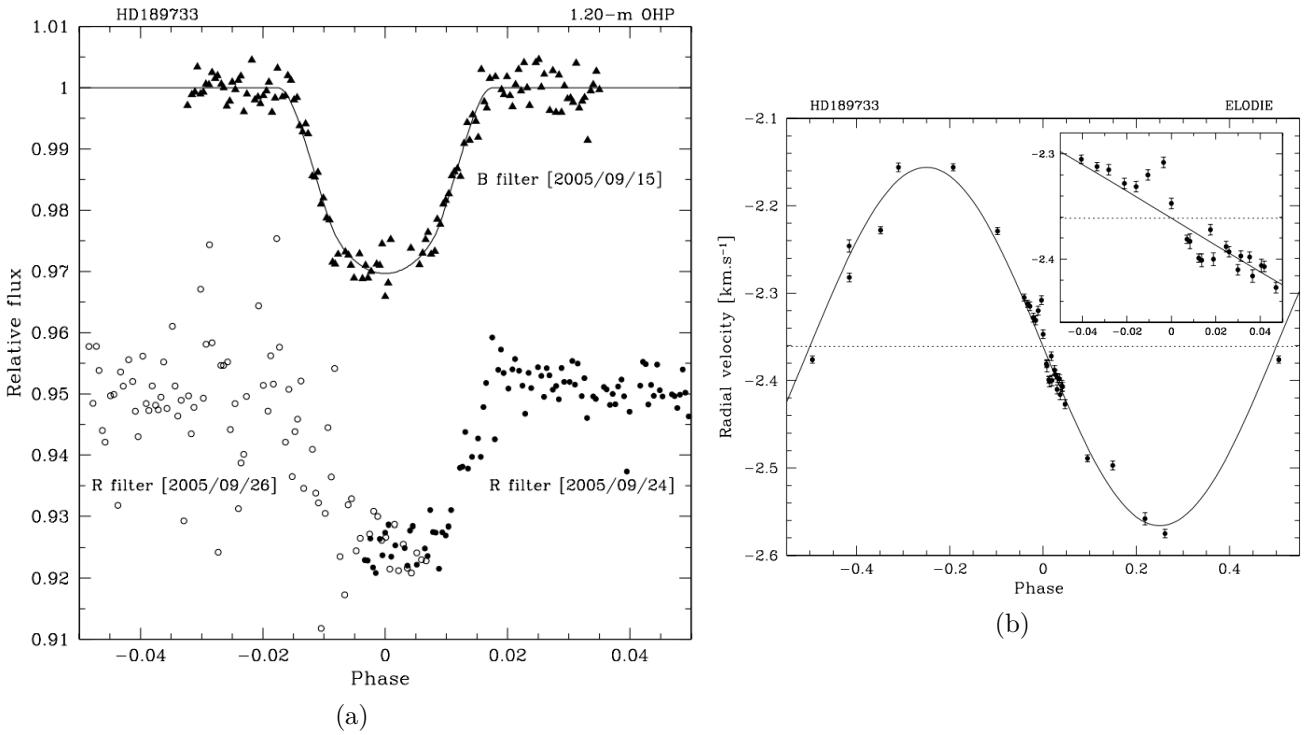


Figura 4.4: (a) Curvas de luz de HD 189733 obtenidas con el telescopio de 1.20 m del OHP. Los triángulos corresponden a la observación en la banda B realizada el 15 de septiembre de 2005. Los círculos llenos y vacíos representan las observaciones en la banda R realizadas el 24 y 26 de septiembre de 2005, respectivamente. La curva sólida muestra el mejor ajuste del modelo para el tránsito completo en la banda B. (b) Mediciones de velocidad radial de HD 189733 plegadas en fase, superpuestas a la mejor solución Kepleriana. Las barras de error representan las incertidumbres debidas al ruido fotónico. El recuadro muestra el efecto Rossiter-McLaughlin. Figuras extraídas de [Bouchy et al. \(2005\)](#).

La confrontación entre las propiedades de estos dos planetas podría ayudar a entender si las características de la atmósfera de un planeta gigante gaseoso están dominadas por su masa y radio, o por el entorno en el que se encuentra. En este contexto, se podría explorar el papel que desempeña el tipo espectral de la estrella huésped. También es relevante analizar la influencia de la distancia entre el planeta y su estrella. Si una posible configuración de bloqueo tidal, propuesto por [Brogi et al. \(2016\)](#), puede afectar considerablemente la atmósfera, o si, debido a su alta masa, estos efectos no son tan determinantes. Además, resulta interesante evaluar si todas estas diferencias producirían cambios significativos en la composición química del planeta, o si esta se encuentra más bien asociada a la estructura interna del mismo. Por todo esto, su estudio puede contribuir a una mejor comprensión de los planetas gigantes gaseosos a partir del análisis de sus espectros de transmisión.

### 4.3. WASP-107b

Este planeta fue descubierto por [Anderson et al. \(2017\)](#) y, para ese momento, era el planeta menos masivo descubierto por el relevamiento WASP, con una masa de aproximadamente  $0.1 M_J$ . El seguimiento del descubrimiento se realizó utilizando la cámara EulerCam y el espejógrafo CORALIE, ambos montados en el telescopio suizo Euler de 1.2 m. También se empleó la cámara TRAPPIST montada en el telescopio de 0.6 m correspondiente a la misión WASP-South. Con estas observaciones se pudieron obtener la curva de luz y la curva de velocidad radial del sistema,

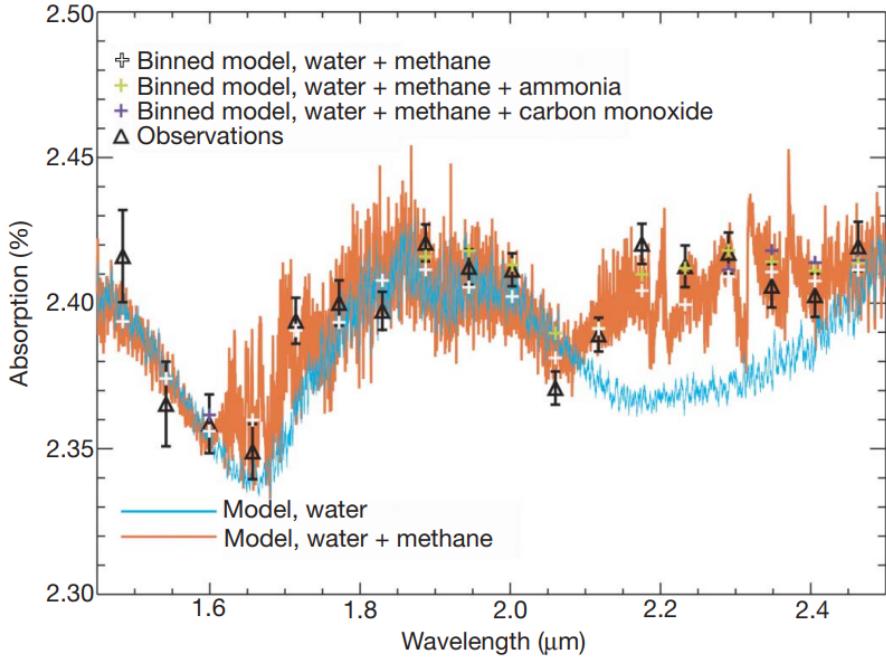


Figura 4.5: El espectro observado de HD 189733b (triángulos negros) y dos espectros teóricos de una atmósfera predominantemente de  $\text{H}_2$ , que muestran los efectos de pequeñas cantidades de agua (azul) y metano en combinación con agua (naranja). Figura extraída de [Swain et al. \(2008\)](#).

las cuales se visualizan en la Figura 4.6.

[Anderson et al. \(2017\)](#) determinaron que WASP-107b se encuentra a una distancia de  $0.055 \pm 0.001$  UA (equivalente a un período orbital de 5.7 días) de su estrella anfitriona de tipo espectral K6. Calcularon una temperatura de equilibrio de  $770 \pm 60$  K, una masa de  $0.12 \pm 0.01$   $M_{\text{J}}$  y un radio de  $0.94 \pm 0.02$   $R_{\text{J}}$ . Dada su masa y temperatura, este planeta es clasificado como un super-Neptuno/sub-Saturno tibio.

[Piaulet et al. \(2021\)](#) detectaron la presencia de un segundo planeta, WASP-107c, mediante la técnica de velocidad radial, combinando datos del espectrógrafo CORALIE y del HIRES montado en el telescopio Keck I en el observatorio de Waimea, Hawái. Con estos datos, establecieron una masa mínima de este planeta en  $M_{\text{Psen}}(i) = 0.36 \pm 0.04$   $M_{\text{J}}$ . Sin embargo, hasta la fecha de realización de este trabajo, no existen observaciones mediante la técnica de tránsito de este planeta, por lo que no se han determinado todos sus parámetros orbitales.

El primer trabajo que estudia la atmósfera de WASP-107b y su composición es el de [Kreidberg et al. \(2018\)](#). En este, utilizando datos obtenidos con el grisma G141 del HST, se obtiene un espectro de transmisión de baja resolución entre  $\lambda = 1.1 - 1.7 \mu\text{m}$ . Dicho espectro se presenta en la Figura 4.7. Estos autores identificaron la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$  en la atmósfera de este planeta con una significancia de  $6.5\sigma$ .

Actualmente, WASP-107b cuenta con tres conjuntos de datos obtenidos por el JWST. El primero de ellos fue obtenido utilizando el instrumento MIRI/LRS, lo que resultó en un espectro de transmisión entre  $\lambda = 4.6 - 11.8 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 50$  en los  $8 \mu\text{m}$ , presentado por [Dyrek et al. \(2024\)](#). El segundo conjunto fue obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H, dando como resultado un espectro de transmisión entre  $\lambda = 2.7 - 5.18 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 950$ , presentado por [Sing et al. \(2024\)](#). El último conjunto fue obtenido por [Welbanks et al. \(2024\)](#) utilizando el instrumento NIRCam con los filtros F444W y F322W2, lo que resultó en un espectro de transmisión entre  $\lambda = 2.5 - 5.0 \mu\text{m}$  con una resolución  $R \sim 300$ .

Una de sus características más llamativas es que, dado su gran radio pero baja masa, WASP-107b es un planeta casi 10 veces menos denso que Júpiter, ya que su densidad promedio es

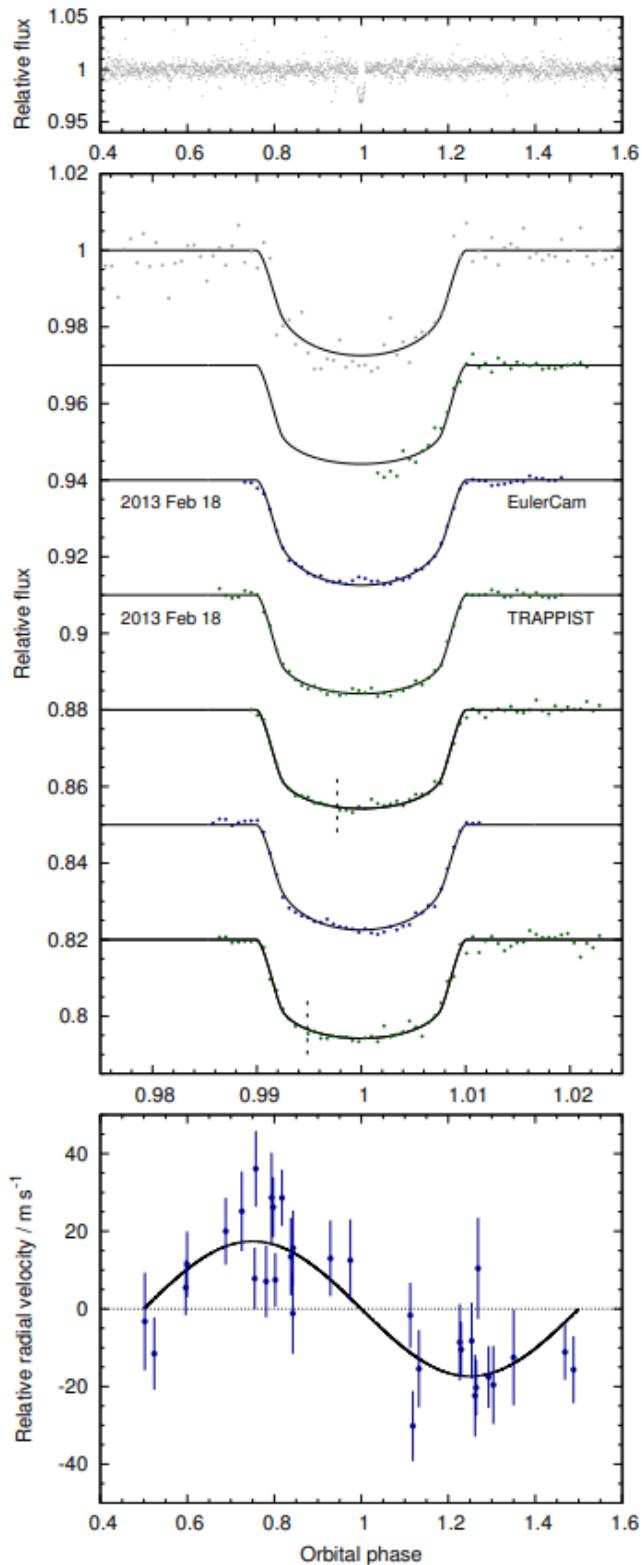


Figura 4.6: Datos de descubrimiento de WASP-107b. Panel superior: curva de luz puestas en fase, según la efeméride del tránsito. Panel medio: curvas de luz del tránsito obtenidas por WASP (gris), TRAPPIST (verde) y EulerCam (azul), desplazadas verticalmente para mayor claridad, agrupadas en intervalos de dos minutos y trazadas cronológicamente, siendo la más reciente la inferior. El modelo de tránsito con mejor ajuste está superpuesto. Panel inferior: velocidades radiales de CORALIE con el modelo orbital circular de mejor ajuste. Figura extraída de [Anderson et al. \(2017\)](#).

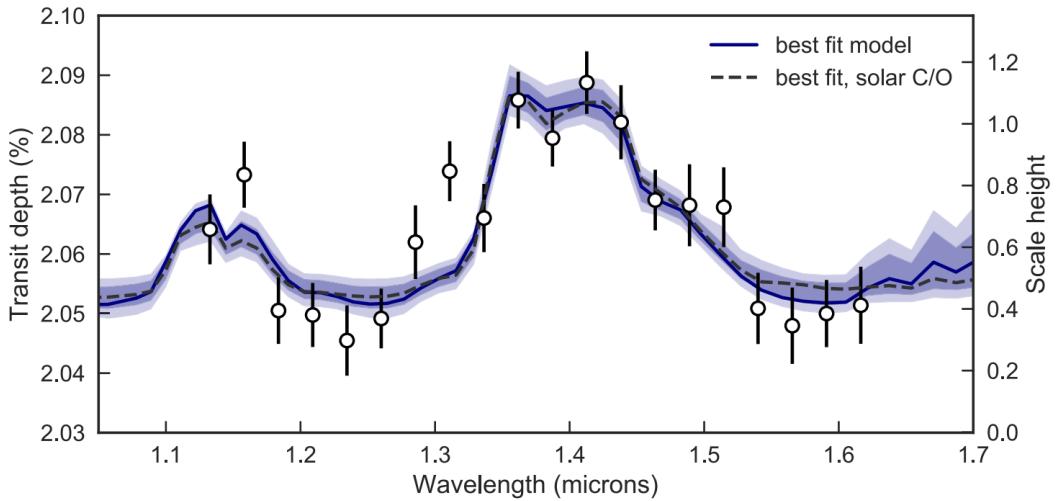


Figura 4.7: Espectro de transmisión de WASP-107b construido con datos del HST (puntos con barras de error de  $1\sigma$ ) comparado con los modelos obtenidos (línea azul con intervalos de confianza sombreados de 1 y  $2\sigma$ ). Las características a  $1.15$  y  $1.4 \mu\text{m}$  se deben a la absorción de agua. Figura extraída de [Kreidberg et al. \(2018\)](#).

$\rho_P \sim 0.14 \rho_J$ . Por esto mismo es que a menudo se lo denomina como un planeta “algodón de azúcar” o “super-puff”. En la literatura, desde hace tiempo se han planteado hipótesis sobre los mecanismos que podrían impulsar esta expansión atmosférica en planetas gaseosos. Una de las teorías más respaldadas es la interacción entre las atmósferas de los exoplanetas y sus propiedades internas, lo que podría producir condiciones de desequilibrio químico atmosférico. Sin embargo, los espectros de transmisión de exoplanetas en condiciones similares a las de WASP-107b, obtenidos previamente, se han visto limitados en su capacidad de confirmar estas hipótesis de forma observacional. Esta limitación se debe al rango de longitud de onda restringido, como se menciona en el trabajo de [Welbanks et al. \(2024\)](#).

Gracias a los datos actuales del JWST, que cubren tanto el infrarrojo cercano como el medio, estos escenarios pueden ser abordados con mucho mayor detalle y profundidad. En estos espectros, entre otras características, se detectó la presencia de  $\text{SO}_2$  (dióxido de azufre) con una significancia de  $9\sigma$  ([Dyrek et al., 2024](#)), la cual se muestra en la Figura 4.8. Esto añade a WASP-107b al reducido grupo de planetas con detección de este elemento en sus atmósferas, al que también pertenece WASP-39b. Este elemento es especialmente relevante, ya que es un fuerte indicador de la existencia de procesos fotoquímicos<sup>4</sup> activos en la atmósfera del planeta. Este elemento se produce como resultado de reacciones químicas impulsadas por la radiación ultravioleta (UV) de la estrella anfitriona que transforman compuestos presentes en la atmósfera, como el ácido sulfídrico ( $\text{H}_2\text{S}$ ) y el vapor de agua ( $\text{H}_2\text{O}$ ), en dióxido de azufre ( $\text{SO}_2$ )<sup>5</sup>. Dicho proceso se esquematiza en la Figura 4.9.

Por estas razones, se decidió analizar a WASP-107b para entender cómo los efectos que experimenta, y que conducen a su densidad extremadamente baja, influyen en los espectros de transmisión, y qué información se puede extraer de estos datos en relación con las predicciones

<sup>4</sup>Los procesos fotoquímicos son reacciones químicas que ocurren debido a la interacción de la radiación con las moléculas de una sustancia. Esto puede provocar que las moléculas se disocien y/o reaccionen con otras moléculas de manera diferente a como lo harían sin presencia de radiación.

<sup>5</sup>Cuando los fotones provenientes de la estrella inciden sobre las moléculas de agua provocan que el  $\text{H}_2\text{O}$  se descomponga en átomos de hidrógeno y radicales hidróxido ( $\text{OH}$ ). Una vez que estos están en la atmósfera, comienzan a reaccionar con el  $\text{H}_2\text{S}$ . A través de una serie de interacciones químicas, el hidrógeno del  $\text{H}_2\text{S}$  es reemplazado progresivamente por oxígeno. Este proceso de transformación sigue avanzando hasta que finalmente se forma el  $\text{SO}_2$ .

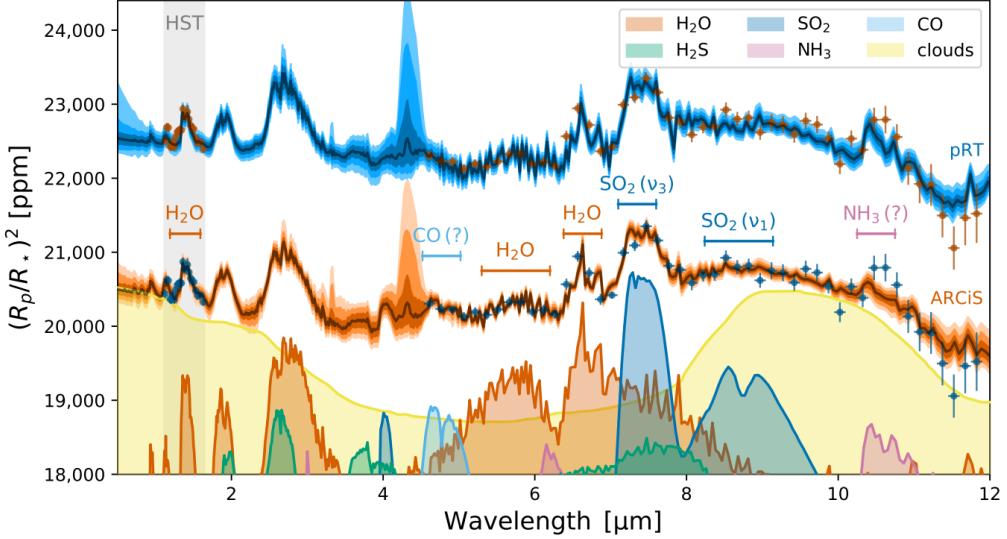


Figura 4.8: Espectro de transmisión de WASP-107b en el infrarrojo medio obtenido con JWST/MIRI, además se complementa con datos del HST en el óptico. El modelo espectral mediano del software ARCIIS se muestra en azul, mientras que el obtenido con petitRADTRANS (pRT) aparece en verde (desplazado para mayor claridad). Las regiones sombreadas de los espectros modelados representan los intervalos de error de 1, 2 y  $3\sigma$ . La parte inferior de la figura muestra las contribuciones de las nubes y de las moléculas identificadas. Figura extraída del trabajo de [Dyrek et al. \(2024\)](#).

teóricas.

## 4.4. K2-18b

Este exoplaneta fue descubierto y presentado por [Montet et al. \(2015\)](#), donde se analizaron las curvas de luz de 36 candidatos a planetas obtenidas por la misión K2, entre los cuales se encontraba K2-18b. Además, para este planeta se realizaron dos mediciones de velocidades radiales utilizando el *Tillinghast Reflector Echelle Spectrograph* (TRES) en el telescopio de 1.5 m del Observatorio Fred L. Whipple, Arizona, EEUU. Aunque estas observaciones no fueron suficientes para construir una curva de velocidad radial completa, sí permitieron confirmar el carácter planetario del objeto transitante en K2-18. Esto se debe a que los dos espectros observados presentan velocidades radiales que difieren en  $47 \pm 42$  m/s. Si estas variaciones hubieran sido causadas por una compañera estelar, la diferencia en velocidades radiales habría sido del orden de km/s.

[Montet et al. \(2015\)](#) determinó el radio planetario de  $R_P = 2.24 \pm 0.23 R_\oplus$ , la distancia de  $0.1491 \pm 0.0055$  UA a su estrella (la cual es de tipo espectral M2.5) equivalente a un período de aproximadamente 33 días y una temperatura de equilibrio de  $272 \pm 15$  K. En la Figura 4.10 se pueden observar dos curvas de luz obtenidas por K2 y una obtenida por el telescopio espacial Spitzer. Esta última, al ser de alta cadencia, fue crucial para restringir con precisión la duración del tránsito y el parámetro de impacto del tránsito.

En el trabajo de [Sarkis et al. \(2018\)](#), utilizaron observaciones de CARMENES (*Calar Alto high-Resolution search for M dwarfs with Exo-earths with Near-infrared and optical Echelle Spectrographs*), un par de espectrógrafos échelle de alta resolución instalados en el telescopio de 3.5 m del Observatorio de Calar Alto (CAHA) en España. Con estos, se obtuvo la curva de velocidad radial de K2-18b que se muestra en la Figura 4.11. Así, se pudo determinar la masa del planeta en  $M_P = 9.07^{+1.58}_{-1.49} M_\oplus$ , y junto con las mediciones previas del radio planetario, se logró establecer la



Figura 4.9: Esquema del proceso fotoquímico para la generación de  $SO_2$  en la atmósfera de un planeta. Notar que en la figura se lo nombra como sulfuro de hidrógeno y en el texto como ácido sulfídrico, sin embargo, son la misma molécula de  $H_2S$ . Créditos: <https://science.nasa.gov/resource/infographic-chemical-reactions-caused-by-starlight/>.

densidad del planeta en  $\rho_P = 4.18^{+1.71}_{-1.17} \text{ g cm}^{-3}$ . Además, Sarkis et al. (2018) menciona que, dado el brillo de la estrella anfitriona en el infrarrojo cercano, el sistema sería un buen candidato para estudios detallados de la atmósfera con el telescopio espacial James Webb.

En el sistema K2-18, Cloutier et al. (2017) detectaron la presencia de un segundo planeta (K2-18c), que se encuentra a tan solo 0.06 UA y posee una determinación de masa mínima mediante la técnica de velocidad radial de  $7.5 \pm 1.3 M_\oplus$ . Para ello, utilizaron datos del espectrógrafo de alta resolución HARPS (*High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher*) montado en el telescopio de 3.6 m en La Silla, Chile. Cloutier et al. (2017) señalan que las curvas de luz de K2-18, obtenidas por la misión K2, no presentan evidencia del tránsito de este segundo planeta. Esto podría deberse a que posee un radio menor al de K2-18b, produciendo un  $\Delta F$  no detectable por la misión, o que su inclinación sea tal que el tránsito de este planeta no pueda ser observado.

El primer espectro de transmisión de K2-18b fue obtenido utilizando observaciones del instrumento WFC3 del HST, presentado por Tsiaras et al. (2019). En la Figura 4.12 se presenta dicho espectro, en el cual se identifica la presencia de  $H_2O$  en la atmósfera de este planeta.

Dada su masa, radio, y temperatura de equilibrio, K2-18b fue clasificado por Madhusudhan et al. (2021) como candidato a ser un planeta tipo “Hiceánico” (“*Hycean worlds*”). Estos son una nueva clase de planeta potencialmente habitable compuesto por interiores ricos en agua con océanos masivos subyacentes a atmósferas ricas en  $H_2$ . La envoltura de hidrógeno molecular se produciría debido a procesos fotoquímicos que separarían las moléculas de vapor de agua presentes en la atmósfera en  $H_2$  por un lado, y O por el otro. Dado que este último es más

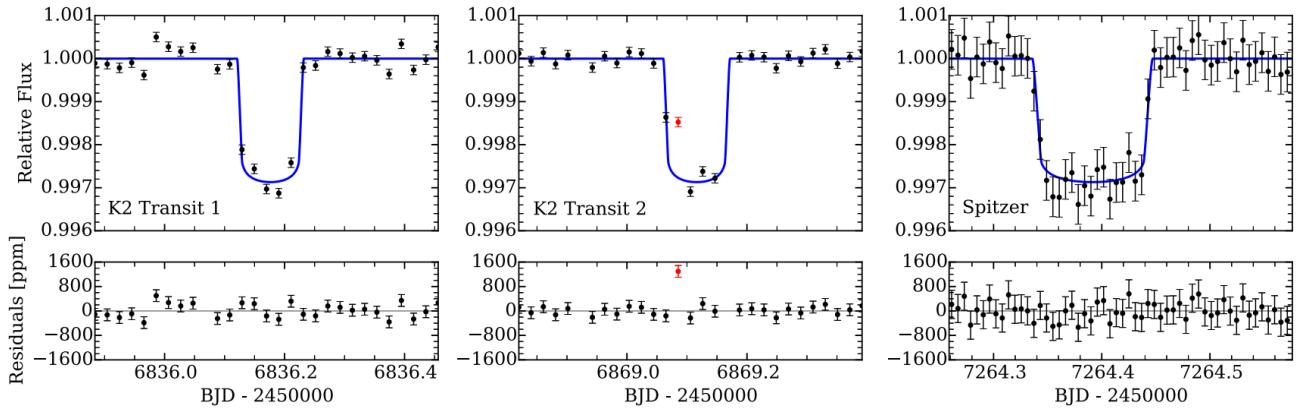


Figura 4.10: Ajustes de la curvas de luz para las observaciones de K2 y Spitzer de K2-18b. Los paneles superiores muestran el mejor modelo ajustado de la curva de luz (línea azul), superpuesto a los datos de K2 corregidos por efectos sistemáticos (izquierda y centro) y a los datos de Spitzer (derecha). Los residuos del ajuste de la curva de luz se representan en los paneles inferiores. Un punto de datos atípico, afectado por el impacto de un rayo cósmico cerca del inicio del segundo tránsito de K2, se muestra en rojo y se excluye del ajuste de la curva de luz. Figura extraída de Benneke et al. (2017).

pesado, permanecería en las partes inferiores de la atmósfera, combinándose con otros elementos y dando lugar a nuevas moléculas en la atmósfera, como CO, CO<sub>2</sub>, O<sub>2</sub>, entre otras, mientras que el hidrógeno molecular constituiría la mayor parte de la atmósfera del planeta.

En trabajos como los de Seager et al. (2016) y Madhusudhan et al. (2021) se menciona que los entornos ricos en H<sub>2</sub> serían favorables para la presencia de elementos producidos por procesos metabólicos de microorganismos. Como ejemplo de esto, se encuentra el dimetilsulfuro, cuya fórmula química es (CH<sub>3</sub>)<sub>2</sub>S, pero comúnmente se lo denomina como DMS, el sulfuro de carbono (CS<sub>2</sub>) y el óxido nitroso (N<sub>2</sub>O), entre otros. Sin embargo, se estima que estos compuestos estarían presentes en cantidades de aproximadamente 1 parte por millón (ppm), abundancia que, en trabajos previos al lanzamiento del JWST como el de Seager et al. (2016), se indicaba que este podría llegar a ser capaz de detectar.

Se decidió analizar este planeta porque es uno de los pocos tipo súper-Tierra, candidato a hiceánico, que posee espectros de transmisión obtenidos por el JWST hasta la fecha de realización de este trabajo. Además, en el artículo que presentan los datos del JWST se menciona la posible presencia de dimetilsulfuro (DMS) en su atmósfera (ver Figura 4.13). La importancia de esta molécula radica en que, en la Tierra, se produce mayormente por fuentes bióticas, como la descomposición de materia orgánica o la actividad metabólica de ciertos fitoplanctones en los océanos. No obstante, también puede ser producida de manera abiótica, por ejemplo, a través de reacciones químicas de compuestos sulfurosos<sup>6</sup> en el agua de mar (Stefels et al., 2007). Todo esto la convierte en una molécula de gran interés en el campo de la astrobiología.

Estudiar y analizar este tipo de datos desde diferentes enfoques y con distintos modelos es fundamental para continuar progresando en esta rama de la ciencia. Por lo general, las contribuciones de los elementos con posibles fuentes bióticas a los espectros de transmisión son muy pequeñas. Por esta razón, es necesario realizar estudios profundos que permitan determinar con certeza la presencia de moléculas de este tipo.

<sup>6</sup>Los compuestos sulfurosos son aquellas sustancias químicas que contienen azufre (S) en su estructura molecular, generalmente en combinación con otros elementos como hidrógeno, oxígeno, carbono o metales.

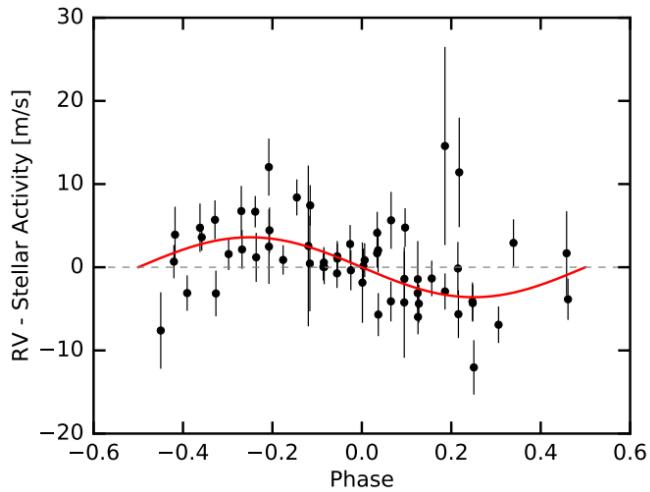


Figura 4.11: Curva de velocidad radial de K2-18b junto con el mejor modelo planetario ajustado. Figura extraída de [Sarkis et al. \(2018\)](#).

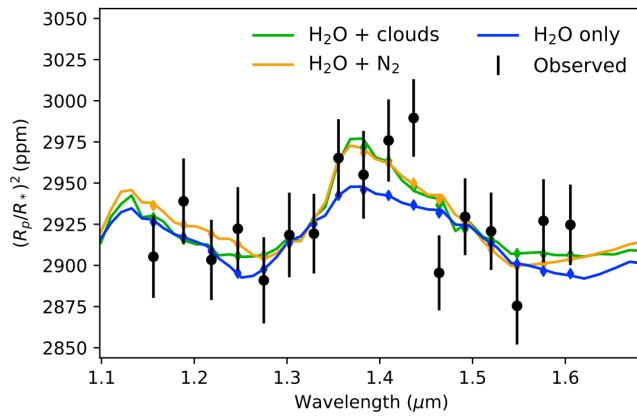


Figura 4.12: Primer espectro de transmisión de K2-18b. Modelos de mejor ajuste para los tres escenarios diferentes probados: una atmósfera sin nubes que contiene solo  $\text{H}_2\text{O}$  y  $\text{H}_2/\text{He}$  (azul), una atmósfera sin nubes que contiene  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{H}_2/\text{He}$  y  $\text{N}_2$  (naranja), y una atmósfera con nubes que contiene solo  $\text{H}_2\text{O}$  y  $\text{H}_2/\text{He}$  (verde). Figura extraída de [Tsiaras et al. \(2019\)](#).

## 4.5. GJ 1132b

El descubrimiento de este planeta fue presentado por [Berta-Thompson et al. \(2015\)](#). Para ello, se utilizó el telescopio MEarth-Sur, el cual consta de ocho telescopios robóticos de 40 cm ubicados en el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (CTIO) en Chile. Con dicho telescopio, se obtuvo la curva de luz parcial de GJ 1132b, lo que permitió su descubrimiento.

La fotometría de seguimiento de los tránsitos fue realizada con el telescopio MEarth-Sur, el telescopio TRAPPIST (*TRAnsiting Planets and PlanetesImals Small Telescope*) y el generador de imágenes multibanda PISCO (*Parallel Imager for Southern Cosmology Observations*) en el telescopio Magellan Clay. Estas observaciones permitieron confirmar que la señal de tránsito era consistente con un objeto del tamaño de un planeta bloqueando el 0.26 % de la luz de su estrella anfitriona, la cual es de tipo espectral M3.5. Dichas curvas de luz se muestran en la Figura 4.14a.

[Berta-Thompson et al. \(2015\)](#) también presentan la curva de velocidad radial (ver Figura 4.14b) utilizando el espectrógrafo HARPS para determinar la masa del planeta. De estas observaciones, se determina un período orbital del planeta de  $\sim 1.62$  días, una temperatura de equilibrio de  $579 \pm 15$  K, un radio de  $1.16 \pm 0.11 R_{\oplus}$ , una masa de  $1.62 \pm 0.55 M_{\oplus}$  y, por ende, una densidad media de  $6.0 \pm 2.5 \text{ g cm}^{-3}$ . Además, se señala que esa densidad es similar a la de la Tierra

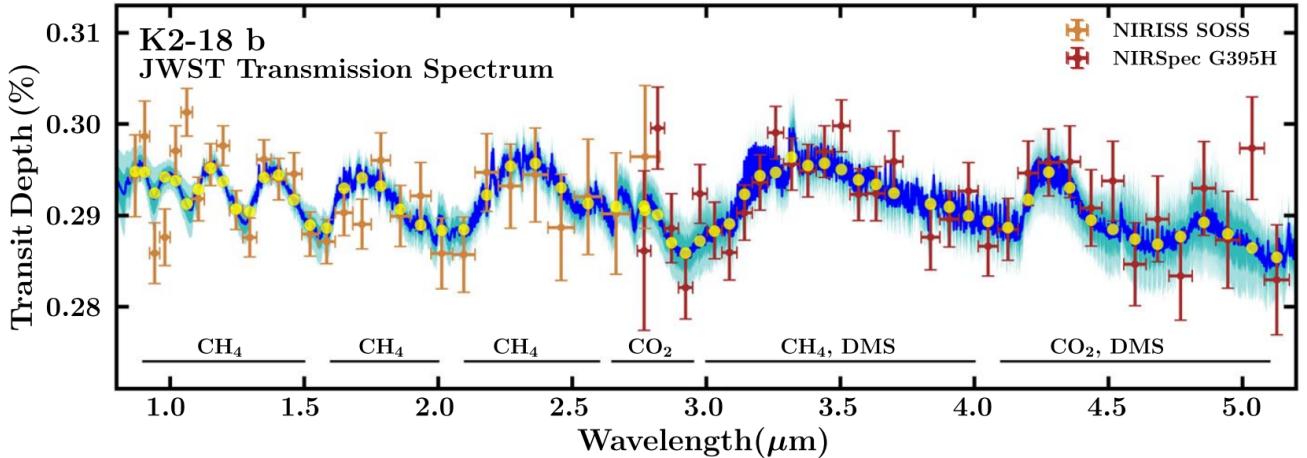


Figura 4.13: Espectro de transmisión de K2-18b en el infrarrojo cercano obtenido con los instrumentos NIRISS/SOSS (puntos amarillos) y NIRSpec/G395H (puntos rojos) del JWST bineado para una mejor visualización. Figura extraída de [Madhusudhan et al. \(2023\)](#). En color azul se representa el espectro sintético con el error de 1 y 2  $\sigma$  en color celeste.

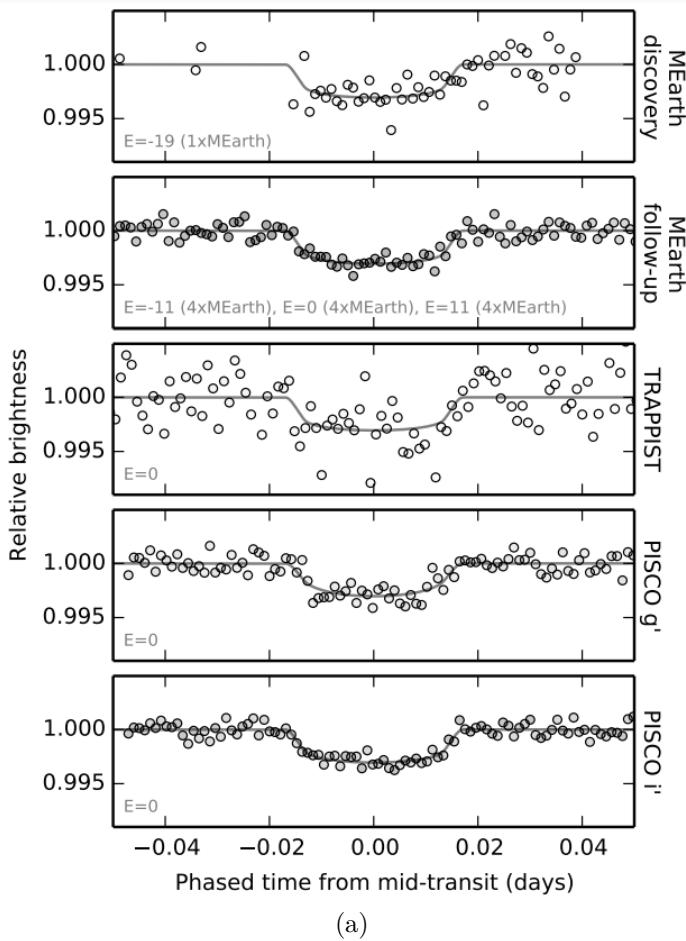
y es compatible con una composición de roca y hierro. Por dichas características, GJ 1132b es clasificado como un planeta Tipo Tierra.

En el trabajo de [Bonfils et al. \(2018\)](#) se reporta el descubrimiento de un segundo planeta orbitando en este sistema, GJ 1132c. Con mediciones de velocidad radial utilizando el espejógrafo HARPS, se establece un periodo de  $P = 8.93 \pm 0.01$  días y una masa mínima de  $M_{P\text{sen}}(i) = 2.64 \pm 0.44 M_\oplus$ . Sin embargo, dicho planeta no posee mediciones de tránsito hasta el momento de realización de este trabajo.

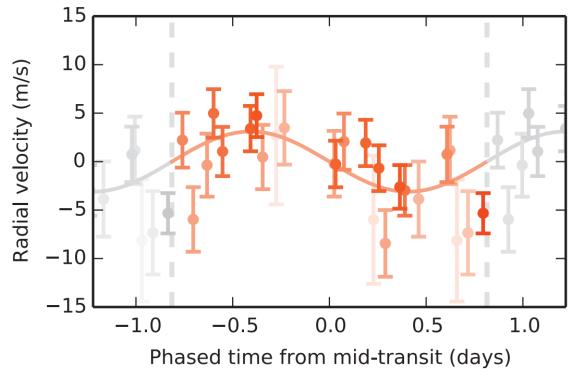
[Schaefer et al. \(2016\)](#) realizan estudios y simulaciones para inferir la posible composición de la atmósfera de GJ 1132b, en donde, dada la temperatura de equilibrio y la composición de roca y hierro, se lo analiza como un planeta cubierto por océanos de magma, conocidos como “planetas de lava”. GJ 1132b es uno de los pocos planetas terrestres observados por el JWST cuyo espectro de transmisión presenta estructuras detectables. Esto es relevante, ya que algunos planetas de esta categoría observados por el JWST han mostrado espectros bastante planos, como el caso de GJ 486b o GJ 9827d. Esta falta de estructuras podría deberse a efectos físicos como la presencia de nubes que cubren completamente la atmósfera o a la falta de una atmósfera, similar a lo que ocurre en Mercurio. Sin embargo, también podría atribuirse a la dificultad inherente de detectar atmósferas en planetas de este tipo. Por ejemplo, la observación de un planeta como GJ 1132b, orbitando una estrella tipo M3.5V, implica medir una variación de flujo de aproximadamente  $2 \times 10^{-3}$ . Además, para obtener un espectro de transmisión, es necesario detectar fluctuaciones aún menores en torno a este valor. Por lo tanto, la obtención de un espectro de transmisión con estructuras en un planeta de estas características representa un hito significativo para la astronomía moderna, y su análisis resulta de gran interés para el estudio.

Además, [May et al. \(2023\)](#) reportan la posible presencia de  $N_2O$  en la atmósfera del planeta (ver Figura 4.15). Este compuesto es de suma relevancia en el campo de la astrobiología, ya que algunas de las fuentes bióticas en la Tierra son los procesos microbianos como la denitrificación<sup>7</sup>, la agricultura intensiva o el consumo de combustibles fósiles. Dado que esta molécula posee características espectrales potencialmente detectables y tiene pocas fuentes abióticas en la Tierra, como la descomposición del  $N_2$  y  $O_2$  de la atmósfera por la caída de un rayo, es actualmente un fuerte

<sup>7</sup>La denitrificación es el proceso en el cual las bacterias y otros microorganismos convierten los compuestos de nitrógeno en el suelo, como el nitrato ( $NO_3^-$ ), en formas gaseosas de nitrógeno, como el  $N_2O$  o el  $N_2$ .



(a)



(b)

Figura 4.14: (a) Mediciones fotométricas de los tránsitos de GJ 1132b. Las curvas de luz de los telescopios/cámaras MEarth-Sur, TRAPPIST y PISCO fueron ajustadas con un modelo de tránsito (líneas grises) al que se le resto el ruido (modelo gaussiano), y promediadas en bines de 1.5 minutos para mayor claridad visual. Para MEarth-Sur, se muestran tanto las observaciones iniciales del descubrimiento como las observaciones de seguimiento posteriores. Las etiquetas indican el evento de tránsito (con  $E$  como un número entero de períodos planetarios) y, para MEarth-Sur, el número de telescopios utilizados.  $g'$  e  $i'$  se refieren a las bandas de longitud de onda utilizadas por la cámara PISCO. (b) Cambios de velocidad radial a lo largo de la órbita de GJ 1132b. Las mediciones de la velocidad de la estrella a lo largo de la línea de visión, tomadas con el espectrógrafo HARPS, se muestran en fase con el período orbital del planeta determinado a partir de las curvas de luz (puntos naranjas, con duplicados en gris). Las barras de error corresponden a  $1\sigma$ . La transparencia de cada punto es inversamente proporcional a su peso en el ajuste del modelo, el cual es el inverso de su varianza según lo predicho por un modelo de ruido en la velocidad radial. Para una órbita circular, el movimiento de reflexión de la estrella debido al planeta tiene una semiamplitud de  $K_\star = 2.76 \pm 0.92 \text{ m s}^{-1}$ . Figuras extraídas de [Berta-Thompson et al. \(2015\)](#).

bioindicador<sup>8</sup> ([Schwieterman et al., 2018](#)). La posible detección de este tipo de moléculas refuerza la importancia de continuar estudiando planetas como GJ 1132b, tanto por su valor astrobiológico como por las implicaciones que tiene en el entendimiento de las atmósferas planetarias.

<sup>8</sup>Un bioindicador es una molécula, elemento o compuesto químico que puede sugerir actividad biológica, ya que posee fuentes bióticas, pero también podría tener un origen abiótico.

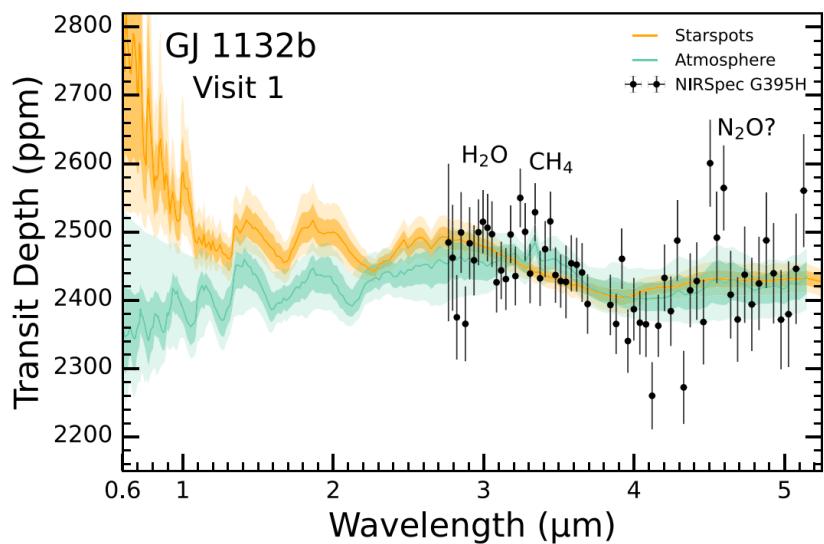


Figura 4.15: Espectro de transmisión de GJ 1132b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H del JWST durante la primera visita. Comparación entre los espectros de transmisión sintéticos adoptando dos modelos distintos: (i) una atmósfera planetaria sin manchas estelares no ocultadas (color verdes) y (ii) ausencia de atmósfera con manchas estelares no ocultadas (color naranjas). Se superponen el espectro medio sintético (líneas sólidas) y los intervalos de confianza del modelo al  $1\sigma$  y  $2\sigma$  (contornos oscuros y claros) para cada escenario. Figura extraída de [May et al. \(2023\)](#).

# Capítulo 5

## WASP-39 b

Como se menciona en el Capítulo 4, debido a su atmósfera relativamente extendida, WASP-39b ha sido objeto de diversos estudios y observaciones para caracterizar su atmósfera. Por esta razón, se considera un buen punto de partida para iniciar el análisis con POSEIDON y comparar los resultados obtenidos con los nuevos datos de JWST. El análisis del conjunto de datos NIRSpec/G395H y sus características, que se discuten en este capítulo, permitió realizar una amplia gama de pruebas y facilitar el proceso de familiarización con el código POSEIDON. Dichas pruebas se presentan en el Apéndice A.

Cabe recordar que la estrella WASP-39 es de tipo espectral G8, con una  $T_{\text{eff}}$  de 5400 K, y es orbitada por un planeta de tipo Saturno caliente con una masa de  $0.28 M_J$  y un radio de  $1.27 R_J$  aproximadamente. Este planeta posee un semieje mayor de alrededor de 0.05 UA ( $P \sim 4$  días), recibiendo una cantidad significativa de radiación que eleva su temperatura de equilibrio a 1120 K (Faedi et al., 2011).

### 5.1. Análisis del espectro obtenido con NIRSpec/G395H

Se consideró que, para iniciar el estudio de la atmósfera de WASP-39b, el conjunto de datos más adecuado era el obtenido con el instrumento NIRSpec con el grisma G395H, presentado por Alderson et al. (2023). Dichos datos se visualizan con puntos grises en la Figura 5.1. Esta observación se llevó a cabo entre el 30 y 31 de julio de 2022 utilizando el modo de *Bright Object Time-Series Spectroscopy* (BOTS) con un total de aproximadamente 8 horas de observación centradas en el tránsito del planeta de 2.8 horas. La misma está compuesta por 465 integraciones con un tiempo de 63.14 segundos cada una. Los espectros del sistema (correspondientes a cada integración) fueron bineados con un ancho de  $\Delta\lambda = 0.007 \mu\text{m}$ , dando así un espectro de transmisión de WASP-39b con una resolución promedio de  $R \approx 600$ . El espectro resultante cubre el rango de longitud de onda entre  $\lambda = 2.7 - 5.2 \mu\text{m}$ , pero con un intervalo sin datos entre los 3.717 y 3.823  $\mu\text{m}$  debido al gap físico entre los detectores del JWST. Este espectro destaca por la presencia de dos estructuras claras: una pendiente alrededor de los  $3 \mu\text{m}$  y un pico en torno a los  $4.3 \mu\text{m}$ . Estas características ofrecen un excelente punto de partida, ya que el modelo debería ser capaz de reproducirlas con relativa facilidad.

Para determinar qué especies químicas serían incluidas en el análisis de este y los demás espectros, se consideraron tres aspectos fundamentales. Primero, las estructuras presentes en el espectro de transmisión y las longitudes de onda en las que se manifiestan, que proporcionan indicios sobre los elementos dominantes en la atmósfera del planeta. En segundo lugar, se tomaron en cuenta las predicciones teóricas sobre qué elementos podrían estar presentes en los distintos tipos de planetas, según las condiciones de presión y temperatura características de estos. Por último, se consideraron las detecciones de diferentes elementos reportadas en trabajos previos

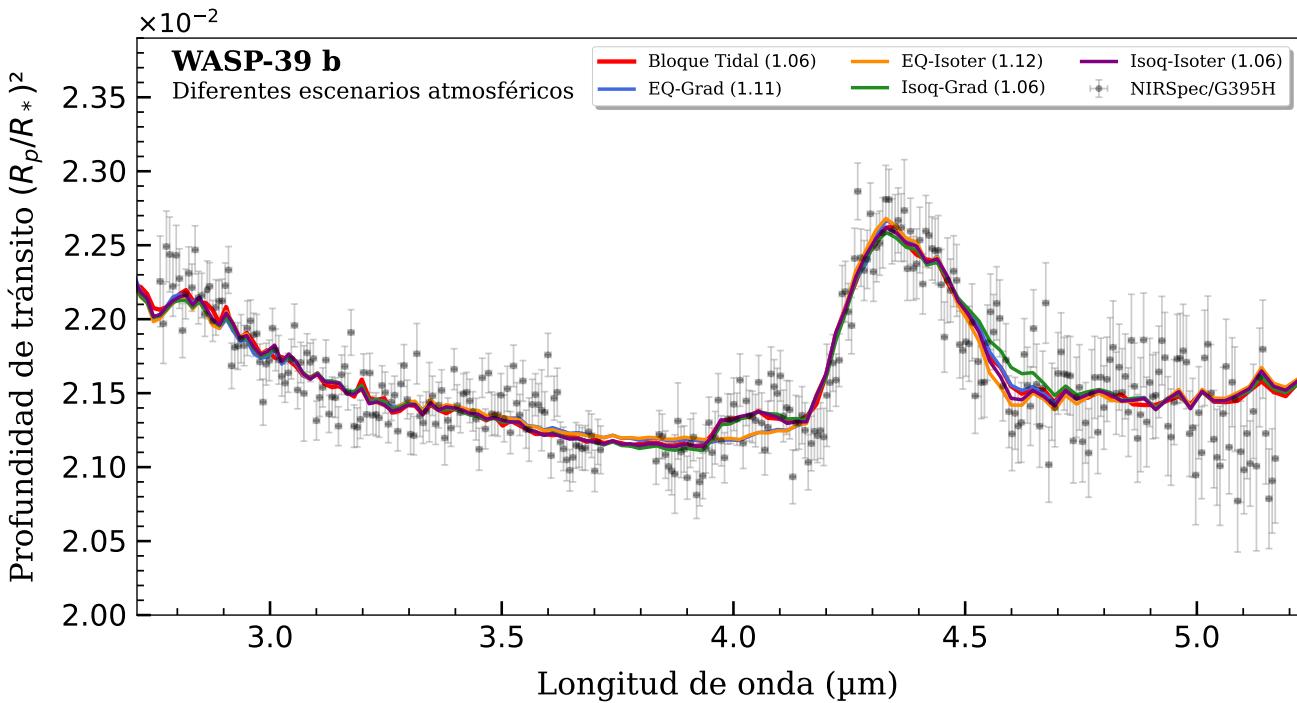


Figura 5.1: Comparación entre los diferentes modelos analizados para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento NIRSpec/G395H. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos.

disponibles en la literatura.

El análisis del espectro, se centró en la presencia de moléculas como vapor de agua ( $\text{H}_2\text{O}$ ), dióxido de carbono ( $\text{CO}_2$ ), dióxido de azufre ( $\text{SO}_2$ ) y nubes. Los estudios anteriores sugieren que el  $\text{H}_2\text{O}$  y  $\text{CO}_2$  serían responsables de las principales estructuras observadas en el espectro, lo que justifica su inclusión en el modelo. Además, se incluyó  $\text{SO}_2$ , ya que este absorbe alrededor de los  $4.05 \mu\text{m}$  y podría ser el responsable de la pequeña estructura en el espectro en dicha longitud de onda. Sin embargo, dado su bajo impacto en el espectro, debería ser más difícil de reproducir por los modelos. También se evaluó la posible presencia de otras moléculas, como metano ( $\text{CH}_4$ ), sulfuro de hidrógeno ( $\text{H}_2\text{S}$ ) y monóxido de carbono ( $\text{CO}$ ), siguiendo trabajos previos de [Alderson et al. \(2023\)](#) y [Rustamkulov et al. \(2023\)](#). Estas moléculas absorben en el rangopectral de  $2.8$  a  $5.2 \mu\text{m}$ , lo que las hacía candidatas para su análisis. El análisis mencionado anteriormente se realizó utilizando el escenario de una atmósfera isoquímica con perfil isotérmico, dado que, al ser más sencillo, demanda un menor tiempo de cómputo, lo cual permite realizar estas pruebas de manera más rápida.

Tras realizar varias pruebas, se obtuvo un mejor ajuste (con menor  $\chi^2_{\text{red}}$ ) al considerar únicamente  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{SO}_2$  y nubes. La ausencia de datos entre  $3.717$  y  $3.823 \mu\text{m}$  pudo haber afectado la capacidad de identificar la absorción de  $\text{CH}_4$  y  $\text{H}_2\text{S}$  en esa región. En cuanto al  $\text{CO}$ , este muestra absorción en los extremos del espectro (cerca de  $2.5$  y  $5 \mu\text{m}$ ). Sin embargo, en dichas regiones del espectro se observa una mayor dispersión y errores más significativos (ver la parte final del espectro en la Figura 5.1), lo que podría dificultar su detección. Aunque la incorporación de  $\text{CH}_4$ ,  $\text{H}_2\text{S}$  y  $\text{CO}$  no mejoró el ajuste del modelo, esto no debe tomarse como evidencia para descartar por completo su presencia. Por lo tanto, dichas moléculas fueron incluidas en los análisis posteriores realizados con otros conjuntos de datos, como los obtenidos por el instrumento NIRSpec/PRISM, que no presentan las limitaciones mencionadas anteriormente.

Luego de concluir que la composición química más conservadora para analizar el espectro observado incluía únicamente  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{SO}_2$  y nubes, se procedió a evaluar el resto de los

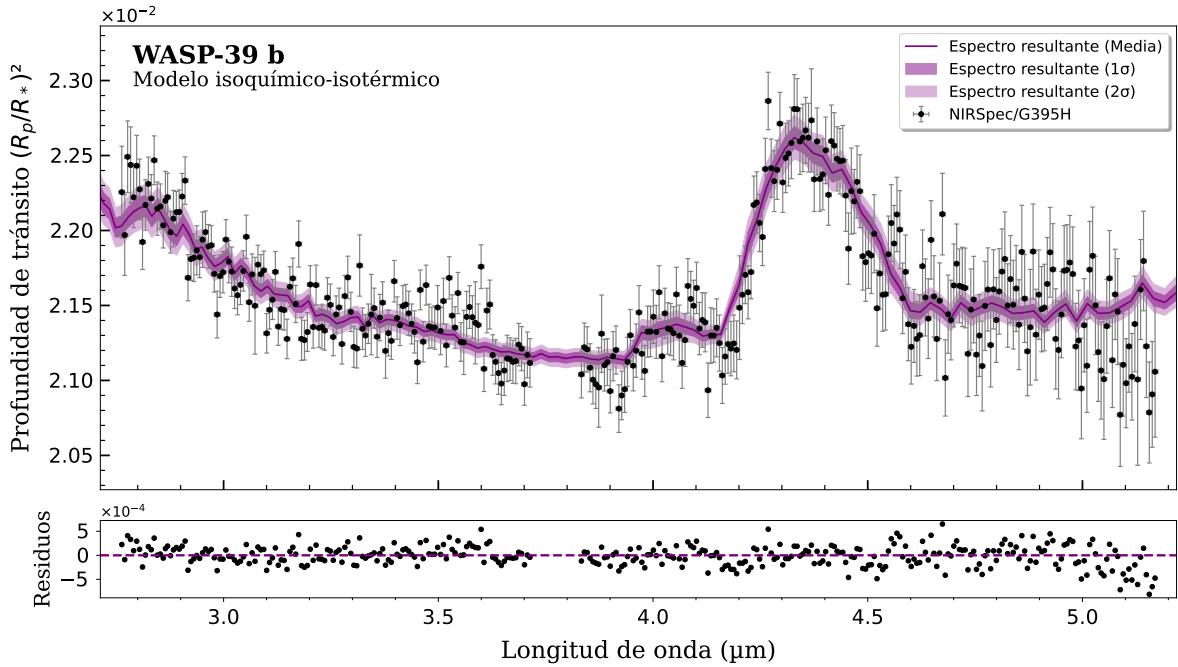


Figura 5.2: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H (puntos negros). El color violeta corresponde al espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico con su respectivos errores de  $1\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

posibles escenarios con la inclusión de estos cuatro componentes. Por lo tanto, los escenarios analizados fueron: perfiles de abundancia del tipo isoquímico para ambos perfiles de temperatura-presión (isotérmico y gradiente), escenario de equilibrio termoquímico para ambos perfiles T-P y bloqueo tidal. En la Figura 5.1 se presentan los espectros de transmisión sintéticos para dichos cinco escenarios. Allí, se pueden observar los valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenidos, que se muestran entre paréntesis en la leyenda del gráfico. Estos no son considerablemente diferentes entre sí con valores entre 1.06 y 1.12. Sin embargo, lo que se nota en dicha figura es que los escenarios de equilibrio termoquímico no reproducen correctamente la estructura de  $\lambda = 4.05 \mu\text{m}$ , asociada al SO<sub>2</sub>. Esto podría deberse a que esta molécula es un indicador de la presencia de procesos fotoquímicos activos en la atmósfera del planeta, como se explicó en el Capítulo 4. Dichos procesos no serían compatibles con una atmósfera en estado de equilibrio termoquímico. El análisis de la importancia de SO<sub>2</sub> en la atmósfera de este planeta se profundiza en el trabajo de Tsai et al. (2023). Este hecho hace que los otros escenarios cobren un mayor peso al analizar los espectros de transmisión de WASP-39b frente a los modelos de equilibrio termoquímico.

Por otro lado, el escenario de bloqueo tidal con variación Día-Noche, a pesar de obtener un valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  igual al de los escenarios isoquímicos, presenta fuertes degeneraciones y correlaciones en su espacio de parámetros como se ilustra en la Figura D.4 del Apéndice D. Además tiene una dimensionalidad considerablemente mayor, lo que desfavorece este escenario frente a los de abundancia isoquímica. Esto podría deberse a que el planeta no se encuentra en la configuración de bloqueo tidal, aunque trabajos como Espinoza et al. (2024) sugieren lo contrario. Alternativamente, si el planeta se encuentra en bloqueo tidal, es posible que esta configuración no se vea reflejada claramente en el espectro. Sin embargo, confirmar que un planeta está bloqueado tidalmente es un gran desafío que se intenta abordar desde diferentes enfoques, siendo el modelado del espectro de transmisión uno de ellos.

Luego, no existe una diferencia apreciable entre los escenarios isoquímicos para diferentes perfiles de temperatura-presión. Esto se observa tanto en cómo reproducen el espectro observado

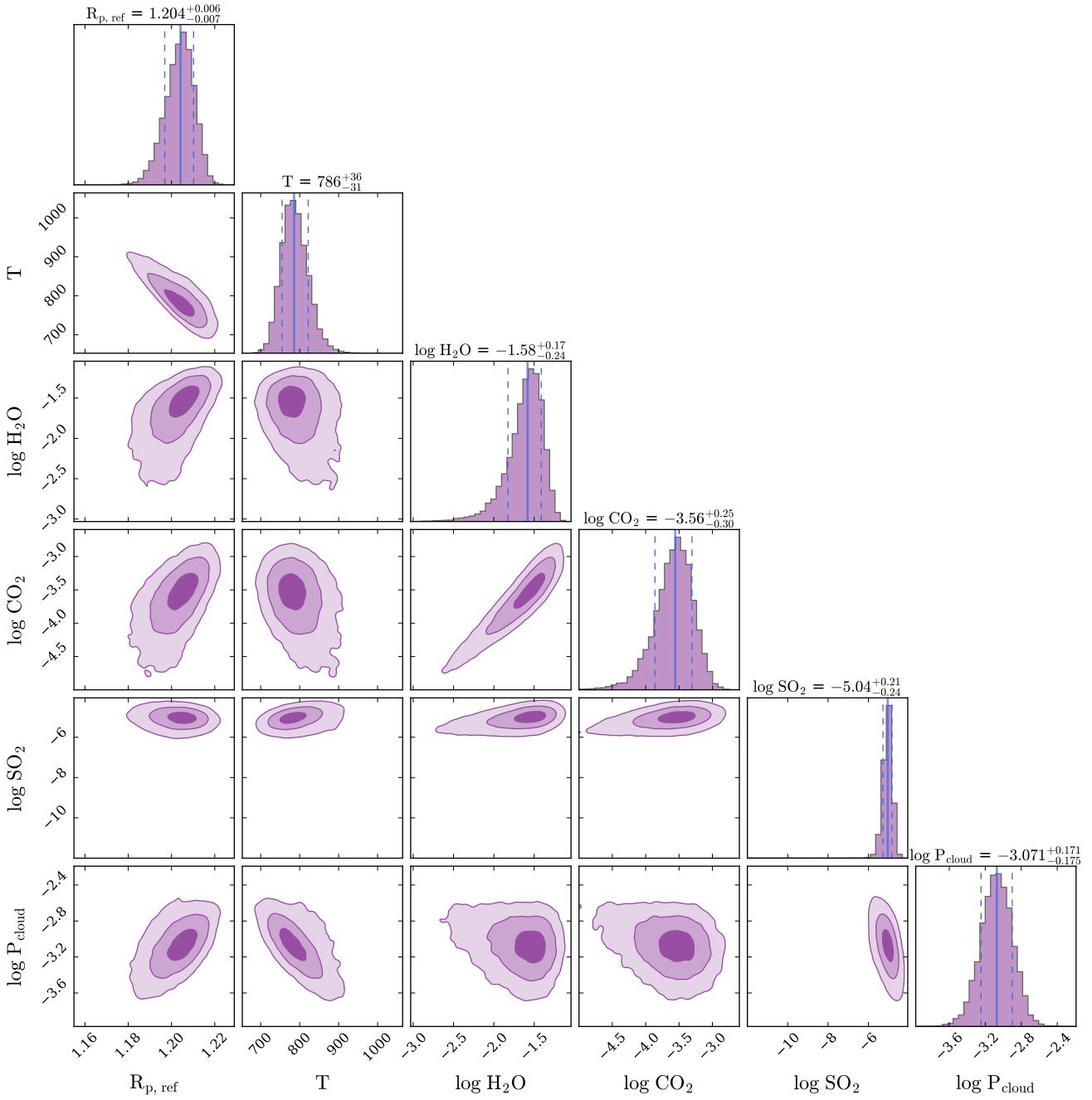


Figura 5.3: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H que muestra las respectivas correlaciones entre los parámetros libres del modelo y distribuciones marginalizadas de cada uno de estos.

como en el estadístico  $\chi^2_{\text{red}}$ . Ninguno de estos escenarios presenta degeneraciones en su espacio de parámetros (ver Figuras 5.3 y D.1). Por esta razón, se decidió optar por el escenario con perfil isotérmico. Este es más simple, ya que posee una dimensión menos en el espacio de parámetros que el escenario con gradiente de temperatura. Además, como se mencionó en el Capítulo 3, las simplificaciones del escenario isoquímico suelen afectar la detección de gradientes de manera precisa.

El espectro sintético resultante del escenario isoquímico-isotérmico se muestra en color violeta en la Figura 5.2. Se puede observar que el modelo es capaz de reproducir correctamente todas las estructuras presentes en los datos. Esto se refleja en el panel inferior de dicha figura, que muestra

los residuos de dicho ajuste, los cuales siguen una distribución aleatoria alrededor de cero. En la Figura 5.3 y en la Tabla 5.1, se pueden ver los valores de los parámetros libres encontrados para este análisis. Por su valor de tasa de mezclado volumétrica o VMR, se observa que la molécula más abundante, después de las que componen el grueso de la atmósfera ( $H_2$  y  $He$ ), es el  $H_2O$ , seguida por el  $CO_2$  y, por último, el  $SO_2$ . También se obtienen los valores de otros parámetros libres, como la temperatura promedio de la atmósfera ( $T$ ), el radio de referencia ( $R_{p,\text{ref}}$ ) y la presión superior de la nube ( $P_{\text{cloud}}$ ). Sin embargo, el análisis de los valores obtenidos para estos parámetros cobra mayor relevancia en un espectro más completo de la atmósfera del planeta, como el que se analiza en la sección 5.5.

Tabla 5.1: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura 5.3.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log SO_2$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.20^{+0.01}_{-0.01}$	$785.7^{+36.3}_{-30.7}$	$-1.58^{+0.17}_{-0.24}$	$-3.56^{+0.25}_{-0.30}$	$-5.04^{+0.21}_{-0.24}$	$-3.07^{+0.17}_{-0.18}$

### 5.1.1. Contribución de las diferentes especies químicas al espectro final

El análisis de espectros de transmisión de alta resolución en un rango acotado de longitud de onda, son muy útiles para poder determinar que elementos están o no presentes en la atmósfera del planeta y caracterizar dicha detección. En la Figura 5.4 se visualiza en color violeta el espectro de transmisión sintético completo, es decir, con la inclusión de  $H_2O$ ,  $CO_2$ ,  $SO_2$  y nubes. En color verde el espectro sintético sin la presencia del  $CO_2$ . Se puede ver como la estructura de  $\lambda = 4.3 \mu m$  no es reproducida por el modelo de sin  $CO_2$ , indicando así la necesidad de incluirlo en el modelado.

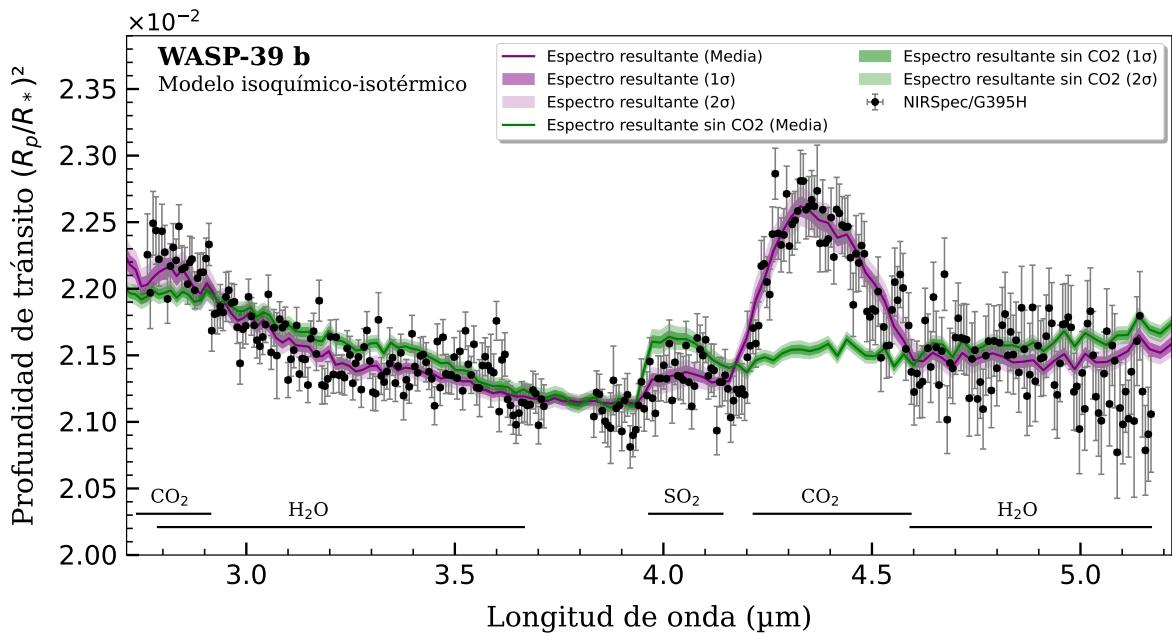


Figura 5.4: Espectro de WASP-39b que muestra la diferencia entre incluir o no el  $CO_2$  en el modelado. Datos obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H en puntos negros. El color violeta corresponde al espectro sintético con todas las especies químicas mencionadas en el texto. En color verde el espectro sintético excluyendo la presencia del  $CO_2$ .

Para evaluar cuán significativa era la contribución (también llamada detección) de cada uno de los componentes que se consideraron en el modelado del espectro, se realizó un procedimiento

de exclusión. Esto consistió en modelar el espectro de la atmósfera excluyendo cada uno de las componentes por separado. De esta manera, se pudo obtener la evidencia bayesiana para cada uno de estos modelos y compararla con la evidencia del modelo completo.

La regla modificada de Jeffreys facilita la conversión de la evidencia bayesiana entre dos modelos en unidades de sigma, lo que permite cuantificar de manera clara y directa el nivel de contribución de cada uno de los elementos, de la siguiente manera:

Primero, se calcula el factor de Bayes ( $B$ ) como:

$$B = \exp(\ln Z_1 - \ln Z_2), \quad (5.1)$$

donde  $\ln Z_1$  y  $\ln Z_2$  son las evidencias bayesianas de los dos modelos comparados. A partir de  $B$ , se obtiene el *p-value* utilizando la función de Lambert  $W$ :

$$p = \Re \left( \exp \left( W \left( -\frac{1}{B \cdot e} \right) \right) \right). \quad (5.2)$$

Finalmente, para obtener el valor de  $\sigma$  equivalente, se aplica:

$$\sigma = \sqrt{2} \cdot \text{erfcinv}(p), \quad (5.3)$$

donde  $\text{erfcinv}(p)$  es la función inversa del complemento de la función de error.

Los valores de  $\sigma$  se listan en la Tabla 5.2, donde se obtuvo una fuerte detección de  $\text{H}_2\text{O}$  ( $18.1\sigma$ ) y  $\text{CO}_2$  ( $28.8\sigma$ ), lo cual era de esperarse, dado que estas moléculas dominan las estructuras del espectro. También se encontró una detección de  $\text{SO}_2$  de casi  $4\sigma$  y poco más de  $8\sigma$  de la contribución de la nube. El gráfico que muestra cómo cambia el espectro sintético sin el aporte de cada una de las componentes se presenta en la Figura C.1 del Apéndice C.

Tabla 5.2: Valores de detección de cada elemento incluido en el modelado del espectro de WASP-39b obtenido por NIRSpec/G395H.

Elemento	$\text{H}_2\text{O}$	$\text{CO}_2$	$\text{SO}_2$	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	18.07	28.80	3.82	8.26

## 5.2. Análisis del espectro obtenido con NIRSpec/PRISM

Para continuar con el estudio de la atmósfera de WASP-39b, se procedió a analizar los datos del instrumento NIRSpec en el modo prisma. Este modo tiene una dispersión menor que en el caso del grisma G395H, pero cubre un rango más amplio de longitudes de onda:  $\lambda = 0.5 - 5.2 \mu\text{m}$ . Por lo tanto, permitió extender el estudio a una nueva región entre  $0.5$  y  $2.8 \mu\text{m}$ .

La observación se realizó el día 10 de julio de 2022, con una duración total de 8.23 horas centradas en el tránsito del planeta, utilizando el modo *BOTS* nuevamente. Esta estuvo conformada por 21500 integraciones de aproximadamente 1.4 segundos cada una. Cada integración fue bineada en 207 canales espectrales de ancho variable, que varían entre 3.3 y 60 nm. Este bineado fue debido a problemas durante el momento de observación, en los que una región del espectro se saturó. Esto resultó en un espectro con resoluciones de  $R \sim 20 - 100$  entre  $0.8$  y  $2 \mu\text{m}$  aproximadamente, y de  $R \sim 300$  en las restantes. El espectro fue presentado por [Rustamkulov et al. \(2023\)](#), donde se detallan en profundidad los procedimientos de obtención y reducción de los datos. El espectro de transmisión observado se muestra con círculos de color gris en la Figura 5.5.

Se incluyeron en el modelo los siguientes componentes:  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{SO}_2$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{Na}$ ,  $\text{K}$ ,  $\text{CH}_4$ ,  $\text{H}_2\text{S}$  y nubes. Estos elementos se esperan en las atmósferas de exoplanetas gigantes, según [Burrows](#)

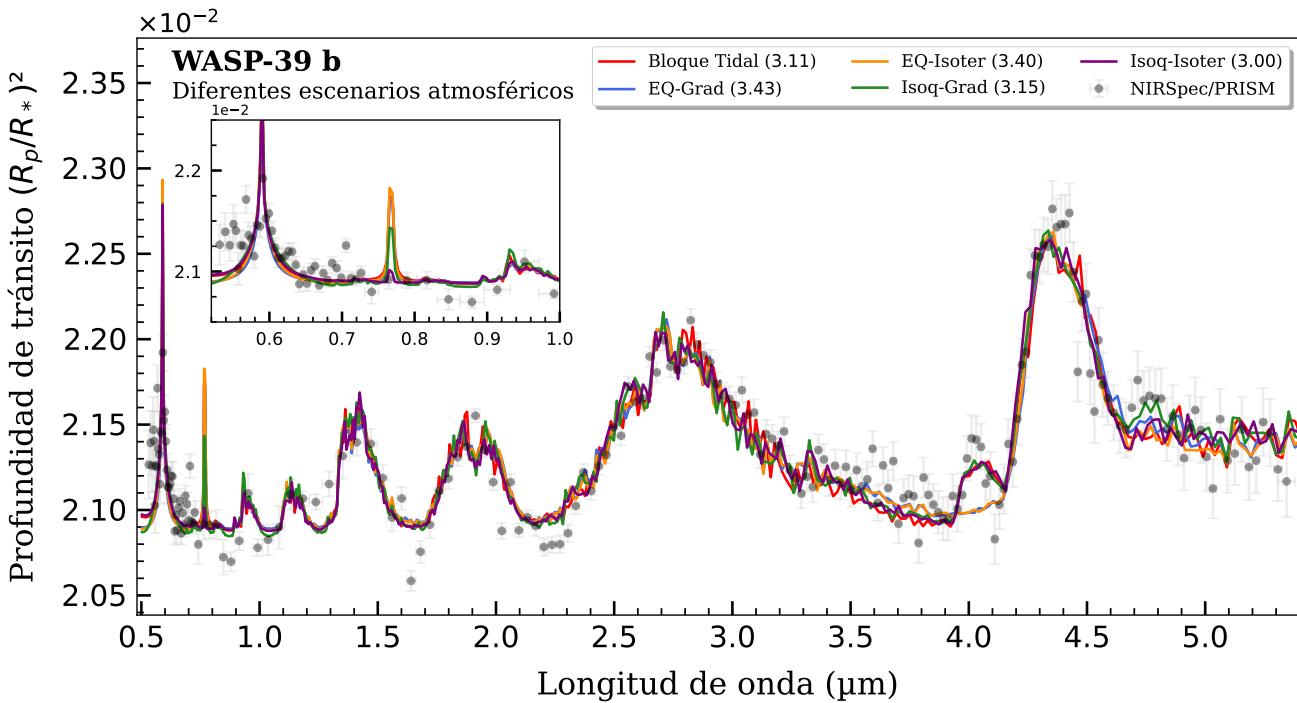


Figura 5.5: Comparación entre los diferentes modelos analizados para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento NIRSpec/PRISM. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos. En el recuadro interno se muestra el rango de longitud de onda entre los  $0.5 - 1 \mu\text{m}$  ampliado para mejor visualización.

(2014). Además, han sido analizados previamente y/o generan estructuras claras en el espectro. En particular, se consideró el sodio (Na) y el potasio (K), ya que el espectro muestra una estructura alrededor de los  $0.6 \mu\text{m}$  que, por sus características, podría estar asociada al Na. Cabe destacar que el sodio y el potasio suelen analizarse de manera conjunta, ya que, según la teoría (Burrows & Volobuyev, 2003), dependiendo de las condiciones de la atmósfera, estos elementos tienden a estar relacionados. Además, estos también habían sido estudiados en trabajos previos (Wakeford et al., 2018; Rustamkulov et al., 2023).

Nuevamente se procedió a analizar el escenario isoquímico y el de equilibrio termoquímico, ambos con perfiles de temperatura-presión isotérmico y de gradiente, así como también el escenario de bloqueo tidal, utilizando la composición química de la atmósfera mencionada anteriormente. Dichos modelos se presentan en la Figura 5.5. Al igual que en el análisis del espectro de NIRSpec/G395H, los modelos de equilibrio termoquímico no logran reproducir la estructura de  $\lambda = 4.05 \mu\text{m}$  asociada al SO<sub>2</sub>, tal como era de esperarse. Además, estos modelos sobreestiman la profundidad de tránsito que debería producir el K en la longitud de onda de  $0.77 \mu\text{m}$ . Como se mencionó en el Capítulo 3, los perfiles de abundancia de los elementos están determinados por los valores de C/O y metalicidad obtenidos en el modelado del espectro de transmisión. Si bien los modelos de equilibrio termoquímico no reproducen perfectamente al espectro observado, son capaces de ajustarlo correctamente. Por lo tanto, los valores de C/O y metalicidad encontrados podrían considerarse representativos de los valores reales de la atmósfera de WASP-39b. Así, la estructura asociada al K que aparece en los modelos de equilibrio termoquímico podría ser una buena aproximación de cómo se vería el efecto de este elemento en el espectro de transmisión. Este hecho resalta el carácter predictivo de los modelos. Aunque los modelos de equilibrio termoquímico no parezcan ser los más adecuados para el análisis de este planeta debido a la presencia de SO<sub>2</sub>, podrían proporcionar valiosa información sobre qué esperar en regiones no exploradas del espectro de transmisión.

Por otro lado, el escenario isoquímico con perfil de temperatura-presión isotérmico es capaz de reproducir correctamente el espectro observado, incluyendo la estructura de  $\lambda = 4.05 \mu\text{m}$ , además, presenta el valor más bajo de  $\chi^2_{\text{red}}$ . A su vez, la distribución de probabilidad posterior asociada a dicho escenario es bien comportada como se puede visualizar en la Figura D.5 del Apéndice D. Por lo tanto, se optó por este modelo para realizar el análisis de las detecciones de las componentes incluidas en el modelado. El espectro sintético de dicho escenario se presenta en la Figura 5.6.

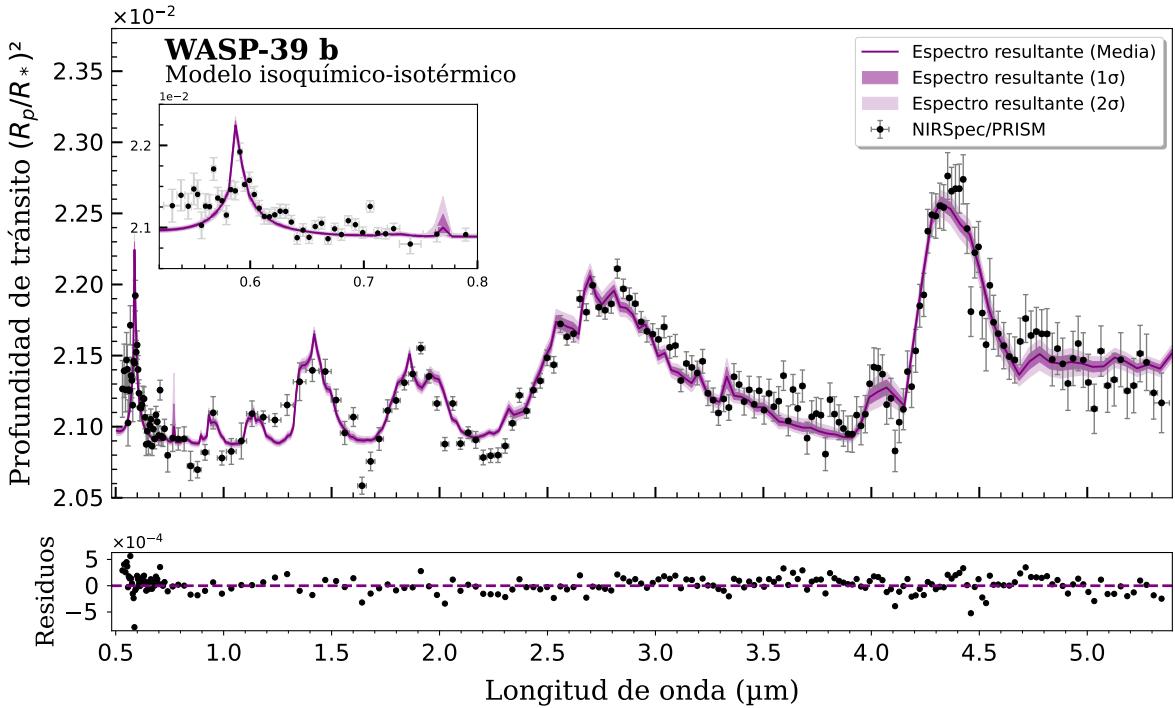


Figura 5.6: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/PRISM (puntos negros). En color violeta corresponde al espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico con su respectivos errores de  $1$  y  $2\sigma$  en violeta más claro. En el recuadro interno se muestra un el rango de longitud de onda entre los  $0.5 - 0.8 \mu\text{m}$  aumentado para mejor visualización. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

Los valores de detección de cada una de las componentes se listan en la Tabla 5.3. En la Figura C.2 se puede ver cómo cambia el modelo cuando se excluye cada componente por separado. Los valores de sigma encontrados muestran que se logró detectar de manera confiable la presencia de H<sub>2</sub>O, CO<sub>2</sub>, CO, SO<sub>2</sub>, Na y nubes, ya que estos elementos presentan una detección mayor a  $6\sigma$ . Además, las estructuras asociadas a estos son visibles en el espectro. Para el CH<sub>4</sub>, H<sub>2</sub>S y K, no se obtuvo una detección confiable. En el caso del CH<sub>4</sub> y H<sub>2</sub>S, se presenta una situación similar: aunque ambos elementos muestran una detección de alrededor de  $4\sigma$ , su absorción ocurre en longitudes de onda muy cercanas a las del vapor de agua, el cual es dominante en el espectro de la atmósfera de WASP-39b. Esto dificulta garantizar su presencia de manera inequívoca.

La detección de K resulta más particular. Si este elemento estuviera presente en la atmósfera de WASP-39b, de acuerdo al perfil de absorción de su sección eficaz (ver la Figura B.11 del Apéndice B), debería producir una estructura en forma de pico angosto en torno a los  $0.77 \mu\text{m}$ . Sin embargo, esta estructura no se observa en los datos. A pesar de esto, se detectó el potasio con una significancia de  $\sim 3\sigma$ . Esto se debe a que al añadir una dimensión, el modelo mejora el ajuste del espectro, incrementando su evidencia bayesiana y produciendo así una detección. Esta señal es atribuible al funcionamiento computacional del código, más que a una indicación real de la presencia de potasio. Dicho efecto también hizo que las detecciones de CH<sub>4</sub> y H<sub>2</sub>S fueran tratadas con mayor cuidado. Además, al igual que el sodio, el potasio es un elemento químico que

Tabla 5.3: Valores de detección de cada elemento incluido en el modelado del espectro de WASP-39b obtenido por NIRSpec/PRISM.

Elemento	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	K	Na	SO <sub>2</sub>	CH <sub>4</sub>	H <sub>2</sub> S	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	30.11	27.51	7.59	3.57	17.32	6.65	5.03	4.34	10.21

produce una línea de absorción distintiva (manifestada en espectroscopía de transmisión como un aumento en la profundidad del tránsito), a diferencia de los compuestos moleculares que producen bandas de absorción. Dado que esta línea es estrecha, resulta difícil de muestrear con un espectro de baja resolución, justamente la situación en la regiónpectral donde se esperaría observar la presencia de K. Por lo tanto, para corroborar si dicho elemento está presente en la atmósfera de WASP-39b, es necesario un espectro de mayor resoluciónpectral en las longitudes de onda donde este se manifiesta.

### 5.3. Análisis del espectro obtenido con NIRISS/SOSS

Se continuó con el análisis de los espectros de NIRISS/SOSS. Este instrumento proporcionó un espectro de transmisión de mayor resolución ( $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 300$ ) entre aproximadamente  $\lambda = 0.6 - 2.8 \mu\text{m}$  en comparación con los de NIRSpec/PRISM. De esta manera, fue posible mejorar el análisis sobre la presencia de potasio (K) en WASP-39b. Dicho conjunto de datos fue presentado por [Feinstein et al. \(2023\)](#). El espectro obtenido con NIRISS/SOSS se presenta con puntos de color gris en la Figura 5.7. La observación del tránsito fue realizada el día 26 de julio de 2022, con una duración total de 8.2 horas: 3.0 horas de pre-ingreso, 2.8 horas durante el tránsito y 2.4 horas de post-egreso. La misma estuvo conformada por un total de 537 integraciones de 49.4 segundos cada una. Cada integración fue seccionada con bines de un ancho de  $\Delta\lambda \sim 0.007 \mu\text{m}$ , dando como resultado un espectro de transmisión con 331 puntos.

En este análisis se consideró la presencia de H<sub>2</sub>O, K, CO, CO<sub>2</sub> y nubes. En el espectro de transmisión se pueden observar estructuras asociadas a las bandas moleculares de vapor de agua a lo largo de casi todo el rango spectral. Además, se destaca un aumento considerable en la profundidad de tránsito en una pequeña región próxima a los  $0.8 \mu\text{m}$ . Esta estructura podría ser atribuible a la presencia de potasio (ver Figura B.11) en la atmósfera de WASP-39b. Se incluyó el CO y CO<sub>2</sub> por completitud, dado que absorben en estas longitudes de onda y habían sido detectados en los conjuntos de datos anteriores. Sin embargo, como se puede observar en las figuras B.4 y B.3, estos dos últimos elementos absorben menos que el H<sub>2</sub>O en estas longitudes de onda, por lo que no se esperaría una fuerte contribución de los mismos.

En la Figura 5.7 se puede observar que todos los modelos son capaces de reproducir correctamente el conjunto de datos y de manera muy similar. La discrepancia más marcada entre los modelos y el espectro observado se encuentra en la región alrededor de  $\lambda = 2.2 \mu\text{m}$ . Esta diferencia fue analizada en detalle en el trabajo de [Feinstein et al. \(2023\)](#); no obstante, continúa siendo un tema de debate. Los escenarios con menor  $\chi^2_{\text{red}}$  son los de abundancia isoquímica. Ninguna de las distribuciones de probabilidad posterior de estos escenarios presenta degeneraciones (a excepción del CO<sub>2</sub>), ni fuertes correlaciones, como se puede observar en las Figuras D.10 y D.11. Por lo tanto, entre estos escenarios, se decidió optar por el de perfil de temperatura-presión isotérmica para mantener la consistencia con los espectros analizados anteriormente. Dicho escenario se presenta de manera individual en la Figura 5.8. Cabe destacar que, al no tener estructuras asociadas al SO<sub>2</sub>, este espectro de transmisión es reproducido correctamente por los modelos de equilibrio termoquímico. Esto contrasta con los espectros de transmisión analizados previamente.

El valor de detección de los diferentes elementos considerados se listan en la Tabla 5.4. Se

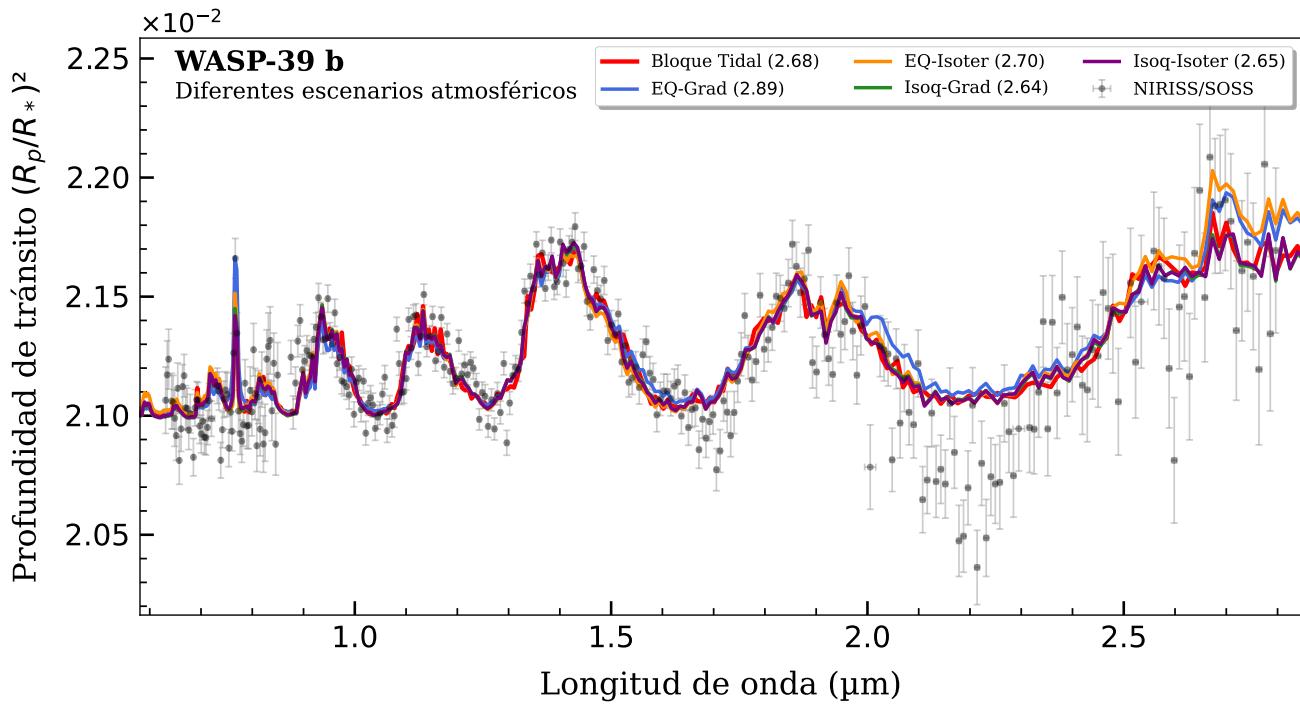


Figura 5.7: Comparación entre los diferentes modelos analizados para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento NIRISS/SOSS. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  resultante para cada uno de ellos.

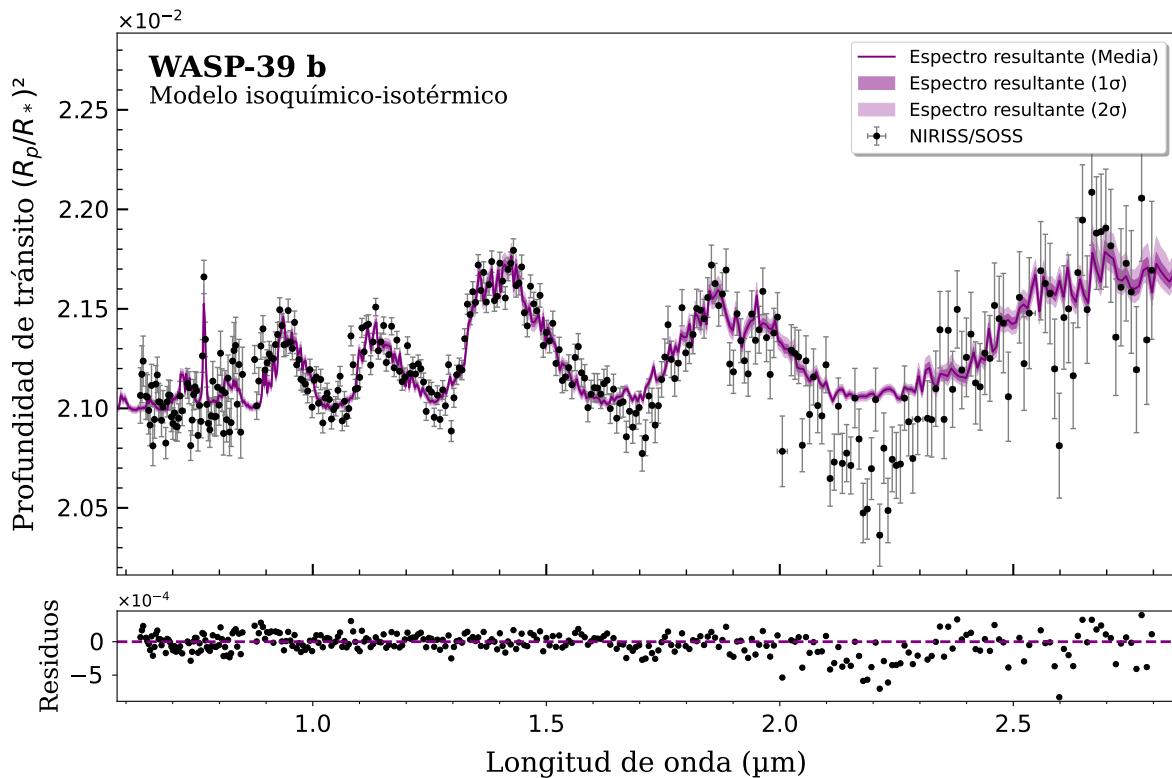


Figura 5.8: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRISS/SOSS (puntos negros). El color violeta corresponde al espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico con su respectivos errores de 1 y 2 $\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

Tabla 5.4: Valores de detección de cada elemento incluido en el modelado del espectro de WASP-39b obtenido por NIRISS/SOSS.

Elemento	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	K	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	> 50	1.43	1.91	8.66	13.00

obtuvo una detección extremadamente alta para el H<sub>2</sub>O, ya que la mayoría de las estructuras observadas en este espectro se deben a la presencia de este elemento (ver Figura C.3). Al no considerarlo, la evidencia bayesiana del modelo sin agua es considerablemente menor que la del modelo completo. En dichos casos, la regla modificada de Jeffreys diverge rápidamente, ya que está diseñada para evaluar pequeñas diferencias en evidencia, no así para las grandes. Es por ello que se establece una detección con un valor de sigma mayor a 50 como un valor de referencia, indicando una detección fuerte. También se obtuvieron valores bajos de detección para el CO y CO<sub>2</sub> de aproximadamente 1 y 2 $\sigma$ , y una detección de la presencia de nubes de 13 $\sigma$ .

Por último, se pudo identificar la presencia de potasio en la atmósfera con una señal de casi 9 $\sigma$ . Esto fue posible gracias a la alta resoluciónpectral alcanzada con NIRISS/SOSS. Dicha resolución permite detectar y caracterizar no solo bandas moleculares, sino también estructuras asociadas a elementos atómicos, como las líneas espectrales del K. Esto destaca la ventaja de utilizar espectros de alta resolución para lograr una descripción más completa de la atmósfera de los planetas extrasolares.

## 5.4. Análisis del espectro obtenido con MIRI/LRS

El último conjunto de datos individuales de la atmósfera de WASP-39b que se analizó fue el obtenido por el instrumento MIRI en su modo de espectroscopía de baja resolución LRS, presentado por Powell et al. (2024). El espectro de transmisión se presenta en la Figura 5.9. Este es el primer conjunto de datos de la atmósfera de WASP-39b que corresponde al rango de longitud de onda del infrarrojo medio, más específicamente  $\lambda = 5 - 12 \mu\text{m}$ .

La observación se realizó el 14 de febrero de 2023, con un tiempo total de observación de 7.94 horas centradas en el tránsito del planeta. La misma estuvo conformada por 1779 integraciones de 16 segundos cada una. Cada integración se bineó con un ancho de  $\Delta\lambda = 0.25 \mu\text{m}$ , dando como resultado un total de 28 puntos en un espectro con resolución de  $R \sim 35$  alrededor de  $\lambda = 8.5 \mu\text{m}$ . Como se aprecia en la Figura 5.9, este espectro tiene una resolución menor en comparación que los espectros analizados anteriormente. Además, los datos presentan un error mayor en la profundidad de tránsito, el cual aumenta hacia las longitudes de onda más largas. Este comportamiento es esperable, dado que las observaciones se realizaron en un modo de baja dispersión y la sensibilidad hacia el extremo infrarrojo disminuye.

Se procedió al análisis de este espectro, centrándose en la presencia de H<sub>2</sub>O, SO<sub>2</sub>, CH<sub>4</sub> y nubes. Este enfoque se fundamenta en estudios previos y en las secciones eficaces de absorción de estos compuestos (ver Apéndice B). Se espera que sean las moléculas con mayor capacidad de absorción en las longitudes de onda consideradas, entre aquellas detectadas anteriormente. Además, la inclusión de CH<sub>4</sub> se justifica ya que el infrarrojo medio favorece la detección de este elemento al tener sus absorciones separadas de aquellas mas intensas producidas por el H<sub>2</sub>O. El metano presenta un pico de absorción alrededor de los 8  $\mu\text{m}$ , mientras que el vapor de agua lo hace alrededor de los 7  $\mu\text{m}$ . También se consideró la presencia de SO<sub>2</sub>, que había mostrado una pequeña estructura en los 4.05  $\mu\text{m}$  en estudios previos, pero que produce estructuras más amplias en este rango spectral. Por lo tanto, su detección debería ser más “sencilla” en estas longitudes de onda. Finalmente, se incluyeron nubes, ya que en los espectros analizados previamente su

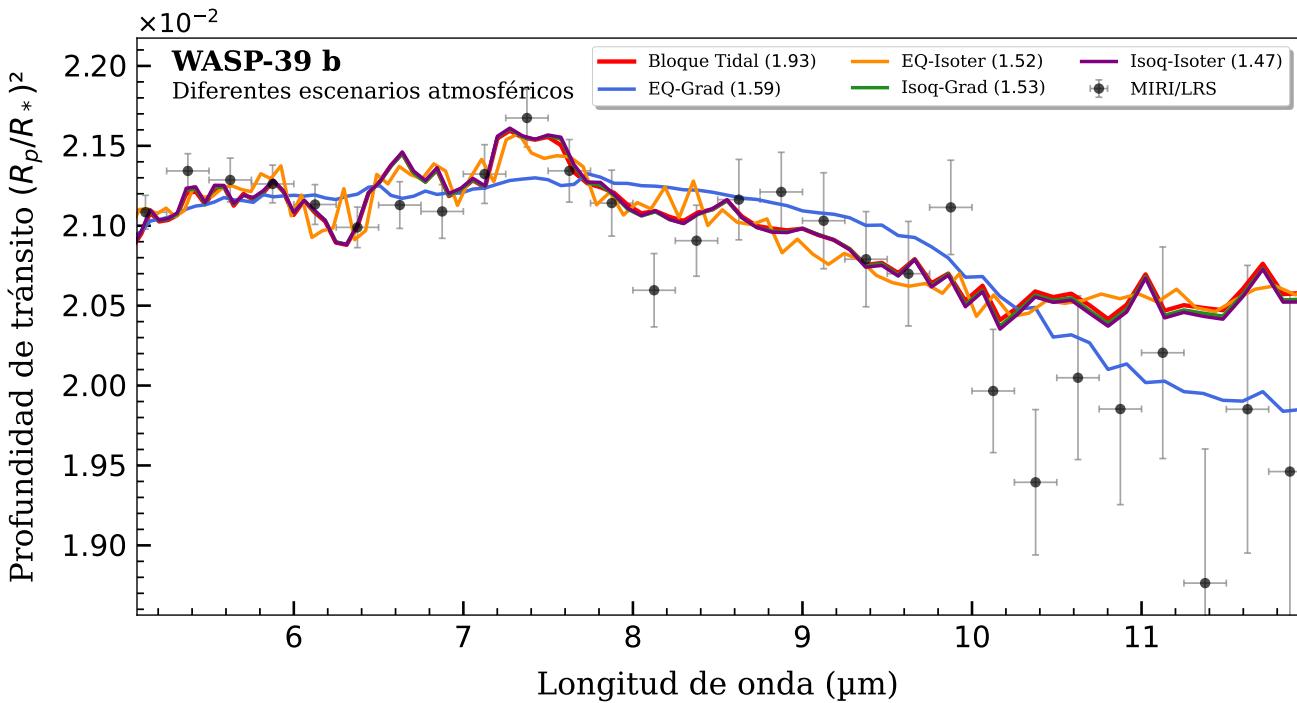


Figura 5.9: Comparación entre los diferentes modelos analizados para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento MIRI/LRS. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos.

contribución fue fundamental para una correcta reproducción del espectro observado. Se decidió no incluir el resto de los elementos detectados en el infrarrojo cercano, como CO y CO<sub>2</sub>, dado que su absorción sería menor en el infrarrojo medio que la de H<sub>2</sub>O, CH<sub>4</sub> y SO<sub>2</sub>.

Los cinco escenarios atmosféricos analizados, con la composición química mencionada anteriormente, se presentan en la Figura 5.9. Se puede ver que casi todos los modelos reproducen el espectro observado de manera similar, a excepción del escenario de equilibrio termoquímico con perfil T-P de gradiente, representado en color azul. Esto se puede explicar inspeccionando la distribución de probabilidad posterior de dicho escenario, presentada en la Figura D.18. Allí se puede apreciar la presencia de más de un máximo que hacen que los valores medios difieran de aquellos donde se encuentran esos máximos. Como resultado, el espectro sintético construido con estos valores medios no reproduce correctamente el espectro observado. En la Figura 5.9 también se observa que el modelo que obtiene el menor valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  es el escenario isoquímico-isotérmico, representado en color violeta. Su distribución de probabilidad posterior es bien comportada en general (ver Figura D.15). Por lo tanto, se optó por este modelo, al igual que en los casos previamente analizados. El espectro sintético asociado a este escenario se presenta en la Figura 5.10. El error resultante en este caso es mayor que en los análisis anteriores debido a la menor precisión de los datos observacionales. Además, se puede ver que el modelo no reproduce correctamente la caída abrupta entre  $\lambda = 10 - 12 \mu\text{m}$ . Este fenómeno se aborda en la sección 5.5.

Los niveles de detección de cada uno de los elementos considerados se presentan en la Tabla 5.5. Se logró detectar la presencia de H<sub>2</sub>O y SO<sub>2</sub> con un nivel de significancia de aproximadamente 5 y 3  $\sigma$ , respectivamente. Se puede afirmar que estos elementos están presentes, a pesar de tener un bajo nivel de detección. Esto se debe a que, al contar con pocos puntos en el espectro, los valores de evidencia que el modelo es capaz de alcanzar son considerablemente menores en comparación con otros espectros. Por lo tanto, al excluir un elemento del modelado y comparar la evidencia de este con la del modelo completo, la diferencia en evidencias bayesianas es baja, lo cual resulta en una señal también baja. Este comportamiento es consistente con el uso de un espectro de baja

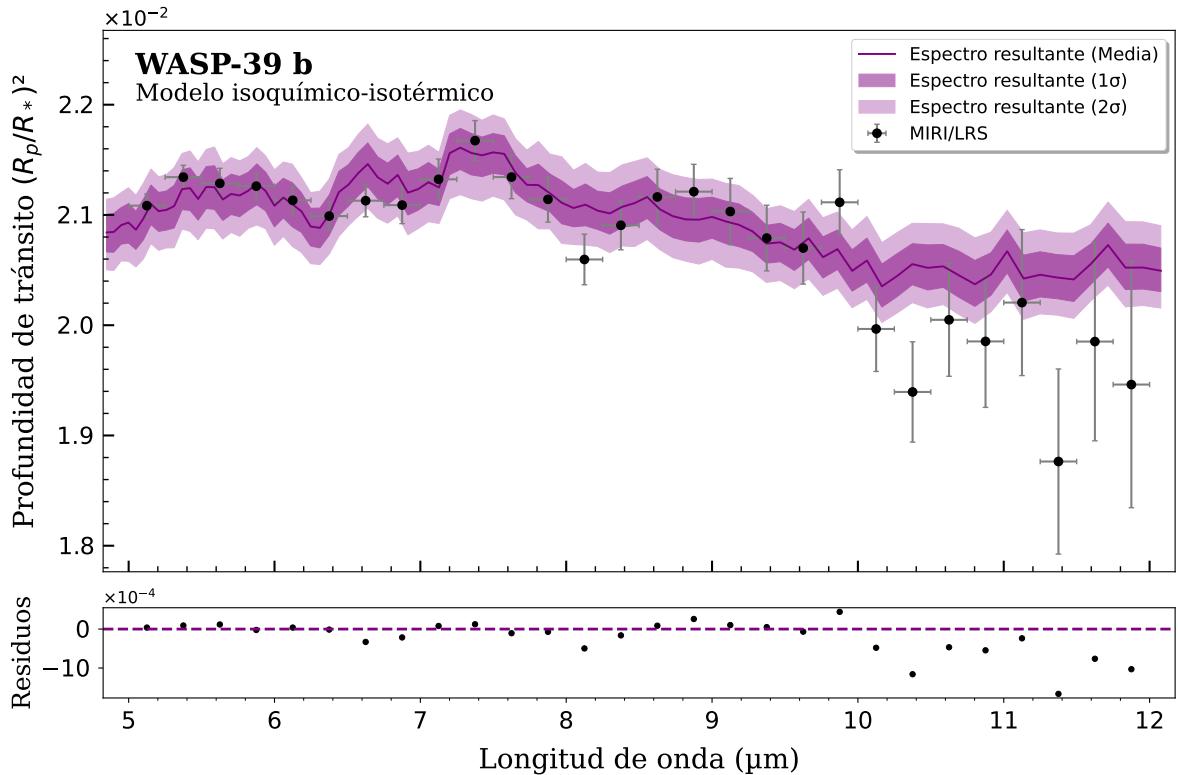


Figura 5.10: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento MIRI/LRS (puntos negros). En color violeta el espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico obtenido de los valores medios de los parámetros libres con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

Tabla 5.5: Valores de detección de cada elemento incluido en el modelado del espectro de WASP-39b obtenido por MIRI/LRS.

Elemento	H <sub>2</sub> O	SO <sub>2</sub>	CH <sub>4</sub>	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	4.70	3.33	1.24	0.95

resolución y con estructuras menos pronunciadas, como ocurre en este caso. No se pudo detectar de manera confiable la presencia de CH<sub>4</sub> ( $1.24\sigma$ ) ni de nubes ( $0.95\sigma$ ). La inclusión de nubes en el modelo provoca una sobreestimación de la profundidad del tránsito en este rango de longitud de onda. Esto sugiere que, en este rango, la atmósfera del planeta podría ser más transparente que en longitudes de onda menores.

En el caso del metano, si bien el espectro de MIRI no permitió confirmar su detección con un alto grado de confiabilidad, su presencia podría estar respaldada por procesos químicos del carbono que pueden darse en este tipo de atmósferas. La distribución en equilibrio del C, está controlada por la reacción en el CO y el CH<sub>4</sub> de acuerdo a:



Esto produce que, a altas temperaturas y bajas presiones (por ejemplo,  $T \gtrsim 1500$  K,  $P \lesssim 10^{-5}$  Pa), como en las capas superiores de la atmósfera del planeta que son fuertemente irradiadas, el CO sea el gas mayoritario que contiene carbono. Por otro lado, a temperaturas más bajas y presiones más altas, como en las capas internas de la atmósfera, el CH<sub>4</sub> tiende a dominar

(Perryman, 2018). Esto podría explicar por qué el CH<sub>4</sub> no es visible en el espectro de transmisión.

## 5.5. Análisis de los espectros combinados

Por último, se realizó un análisis combinando los diferentes espectros obtenidos con JWST. En particular, los observados con los instrumentos NIRISS/SOSS, MIRI/LRS y NIRSpec/PRISM. Obteniendo como resultado un espectro de transmisión entre  $\lambda = 0.5 - 12 \mu\text{m}$ , con una resolución que varía desde  $R \sim 35$  en el infrarrojo medio hasta una resolución máxima de  $R \sim 300$  entre los 2.8 y 5  $\mu\text{m}$ .

Al modelar un rango relativamente amplio en  $\lambda$  es posible analizar las características generales que dominan el espectro de transmisión de WASP-39b. Como su temperatura media mediante un escenario con un perfil de temperatura-presión isotérmico. O bien, una diferencia de temperatura entre la parte superior e inferior de la atmósfera con un perfil de gradiente. Además, permite determinar la presión y el radio a los cuales la atmósfera del planeta se vuelve completamente opaca. Para ese fin, el modelo de nubes desempeña un papel fundamental. El espectro combinado también facilita la determinación de un VMR más representativo de los elementos considerados en el modelado. Dado que, el código puede ajustar más de una estructura asociada a la absorción de un mismo elemento.

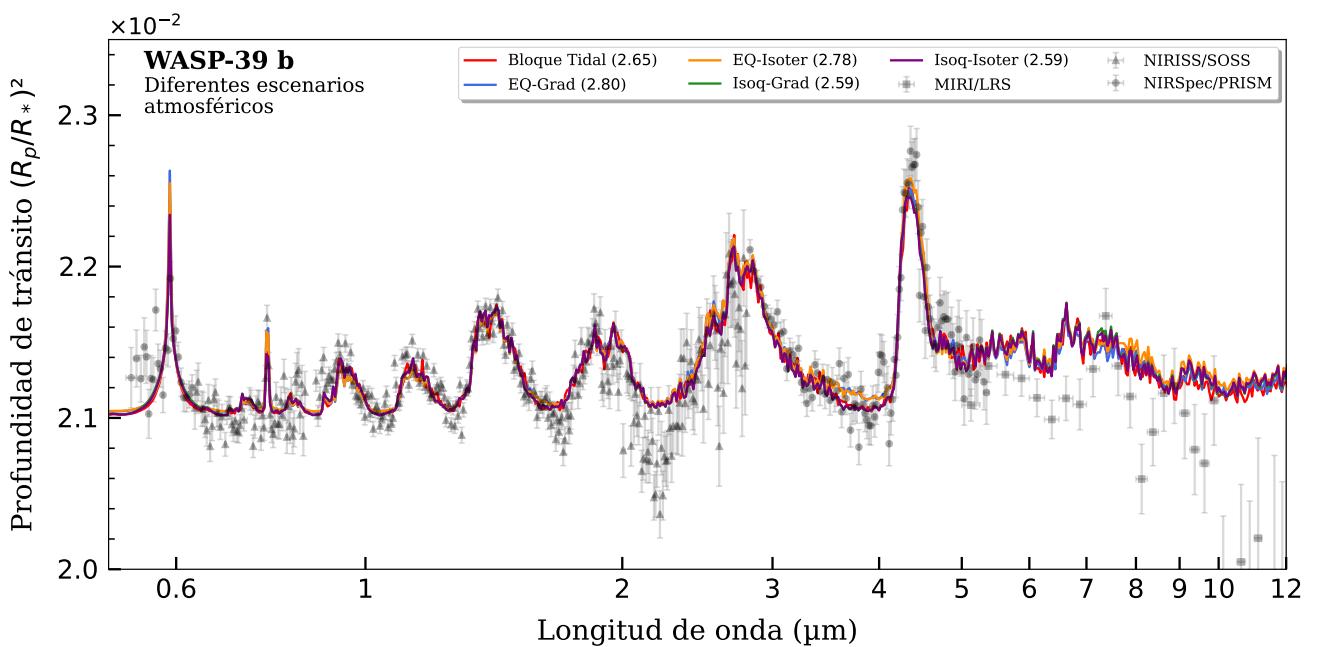


Figura 5.11: Comparación entre los diferentes modelos analizados para los datos combinados de WASP-39b. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos. En este caso, se gráfica la profundidad del transito entre 2 y 2.35 %, para una mejor visualización de los modelos, quedan fuera del gráfico algunas datos de la parte final del infrarrojo medio.

Para llevar a cabo un análisis completo y detallado, el modelado incluyó nubes, H<sub>2</sub>O, CO<sub>2</sub>, CO, SO<sub>2</sub>, Na, K, CH<sub>4</sub> y H<sub>2</sub>S. Aunque la detección de CH<sub>4</sub> y H<sub>2</sub>S en los espectros individuales no fue clara, se incluyeron por completitud. En cambio, los demás componentes fueron detectados exitosamente en análisis previos. Esto permite ahora estudiar cómo varía su detección en espectros de transmisión que abarcan un rangopectral más amplio.

La Figura 5.11 presenta el resultado del modelado considerando los cinco escenarios atmosféricos con la composición química antes mencionada. En términos generales, se puede decir que los

cinco escenarios reproducen relativamente bien el espectro combinado. Sin embargo, ninguno de ellos es capaz de reproducir la caída en la profundidad de tránsito que se observa en  $\lambda = 2.2 \mu\text{m}$ . La discrepancia entre los modelos y la pequeña estructura asociada al SO<sub>2</sub> en los  $4.05 \mu\text{m}$  puede atribuirse a que las estructuras más grandes (como las absorciones del agua) predominan en el ajuste por sobre estructuras más sutiles. Otra característica notable es que los modelos sobreestiman considerablemente la profundidad del tránsito para  $\lambda > 5 \mu\text{m}$ . El motivo de esto no está claro. Podría deberse a una limitación en la sensibilidad instrumental, ya que algo similar se observa en el mismo rangopectral en otros planetas, como WASP-107b. Por otro lado, no puede descartarse algún proceso físico que, de momento, POSEIDON no incluye. Esta discrepancia se abordará más adelante en esta sección.

El modelo con menor  $\chi^2_{\text{red}}$  resultó ser el isoquímico-isotérmico. La distribución de probabilidad posterior de este modelo, que se presenta en la Figura 5.13, no presenta fuertes degeneraciones o correlaciones. En la Figura 5.12 se visualiza el ajuste obtenido para este escenario. Los escenarios de equilibrio termoquímico son en parte descartados debido a la presencia de SO<sub>2</sub> y su vínculo con los procesos fotoquímicos.

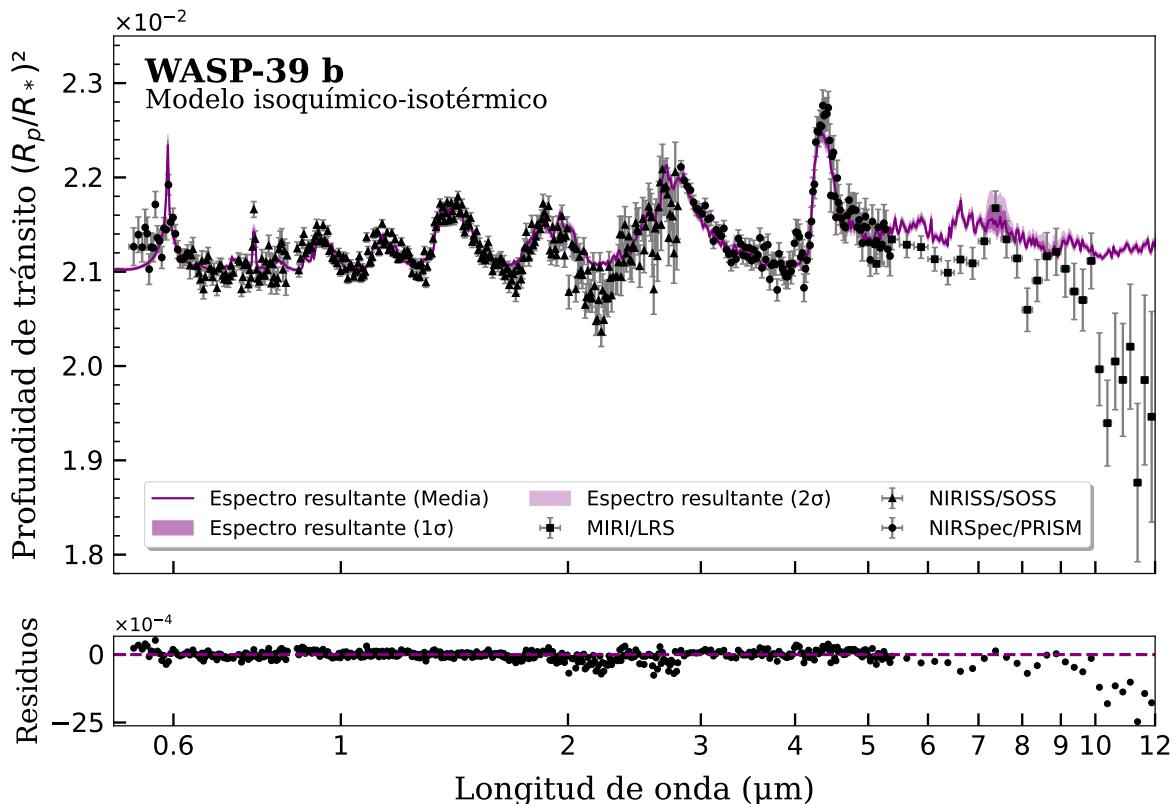


Figura 5.12: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-39b obtenido combinando los datos observados por los instrumentos NIRspec/PRISM (círculos), NIRISS/SOSS (triángulos) y MIRI/LRS (cuadrados). En color violeta se muestra el espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico obtenido de los valores medios de los parámetros libres con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos de dicho ajuste.

La significancia de los diferentes elementos correspondientes a este modelo se presenta en la Tabla 5.6. Sus respectivos aportes al modelo se pueden visualizar en la Figura C.5. Al igual que antes, la detección de CH<sub>4</sub> y H<sub>2</sub>S no es clara. Sin embargo, se confirma que las estructuras más pronunciadas, como las correspondientes a H<sub>2</sub>O y CO<sub>2</sub>, son reproducibles de manera confiable. Lo mismo ocurre con las estructuras que presentan un aumento considerable en la profundidad del tránsito, como las asociadas a Na y K. En cambio, las estructuras menos intensas, como las de

Tabla 5.6: Valores de detección de cada elemento incluido en el modelado del espectro de transmisión combinado de WASP-39b.

Elemento	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	K	Na	SO <sub>2</sub>	CH <sub>4</sub>	H <sub>2</sub> S	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	> 50	27.03	3.65	8.46	13.53	1.72	0.93	0.97	18.74

SO<sub>2</sub>, son más difíciles de reproducir. Esto también se observa en aquellas que están combinadas con otros elementos, como el CO.

En la Tabla 5.7 se listan los valores medios y su respectivo error ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres para el escenario isoquímico-isotérmico. Usando el logaritmo de VMR de un elemento  $q$  ( $\log X_q$ ), se estimó el porcentaje de abundancia de dicho elemento en la atmósfera del planeta. Cabe recordar que se asumió que la mayor parte de la atmósfera del planeta esta constituida por H<sub>2</sub> y He. Sus porcentajes de abundancia se obtienen de manera tal que completen el 100 % de la composición química de la atmósfera manteniendo una relación entre ambos de He/H<sub>2</sub> = 0.17 (proporción solar). Siguiendo esta idea, se obtuvo que el 80 % de la atmósfera estaría compuesta por H<sub>2</sub>, mientras que el He representaría el 16.4 %. El 3er elemento más abundante sería el H<sub>2</sub>O con un 2.5 % seguido por el CO con un 0.9 %, y luego el CO<sub>2</sub> con el 0.1 %. El resto de los elementos (Na, K, y SO<sub>2</sub>) tendrían porcentajes muy bajos de abundancia, sumando un total de 0.005 %.

La temperatura media de la atmósfera resultó de  $T = (702 \pm 16)$  K. Este valor difiere de la temperatura de equilibrio calculada por [Faedi et al. \(2011\)](#) que es de  $T_{eq} = (1116 \pm 33)$  K. Esta diferencia podría deberse a que en el cálculo de  $T_{eq}$  (ver Ecuación 1.2) se asume que la redistribución de calor en la atmósfera es perfecta ( $f = 1$ ), y que el planeta no refleja nada de la radiación incidente ( $A = 0$ ). La Figura 5.14 muestra que existe una correlación entre  $f$  y  $A$  al estimar la temperatura de equilibrio. Esto puede apreciarse también en la ecuación antes mencionada. Para romper esta degeneración es necesario determinar alguno de los dos parámetros mediante otro método.

Otro análisis que se realizó fue estimar a que radio la atmósfera se volvería totalmente opaca a la radiación estelar. Lo que equivale a decir a que radio la opacidad de las nubes se volvería infinita. Para determinar dicho radio, se utiliza el valor de la presión de la nube ( $\log P_{cloud}$ ). Luego, esta presión se establece como presión de referencia a la cual se va a determinar el parámetro  $R_{p,ref}$ . Es decir, para determinar este parámetro es necesario realizar dos veces el modelado de la atmósfera: la primera para determinar el parámetro  $\log P_{cloud}$  y la segunda para determinar el valor de  $R_{p,ref}$ .

En este caso, el valor del radio obtenido es de  $R_{p,ref} = 1.271_{-0.001}^{+0.002} R_J$ , tal como se indica en la Tabla 5.7. En la Figura 5.13 se observa que la distribución resultante para  $R_{p,ref}$  parece presentar 3 picos pero que se encuentran dentro del error del valor medio y no afecta a los resultados posteriores. Es importante destacar que el radio resultante al cual la atmósfera de Wasp-39b se vuelve totalmente opaca, es similar al estimado por [Faedi et al. \(2011\)](#), de  $R_p = 1.27 \pm 0.04 R_J$ , mediante curvas de luz en el óptico. En dichas longitudes de onda, las curvas de luz no son tan afectadas por las absorciones moleculares. Por lo tanto, la caída de flujo medida está dominada por el radio sólido del planeta en el caso de los planetas rocosos, o por el radio al cual la atmósfera del planeta no deja pasar la radiación en el caso de los planetas gaseosos.

Para finalizar, se abordó el problema de la discrepancia entre los modelos y los datos en el infrarrojo medio. Un proceso que podría estar afectando el espectro de transmisión, en particular en este rango de longitud de onda, y que hasta ahora no se ha considerado, es la emisión térmica del lado nocturno del planeta. Este efecto es analizado por [Kappelmeier et al. \(2024\)](#), de donde se extrae la Figura 5.15. En dicha figura, se observa que, si se considera la emisión térmica del lado nocturno, la profundidad del tránsito disminuye en comparación con el caso en que dicha emisión no se incluye. Esta diferencia es especialmente marcada en las longitudes de onda más

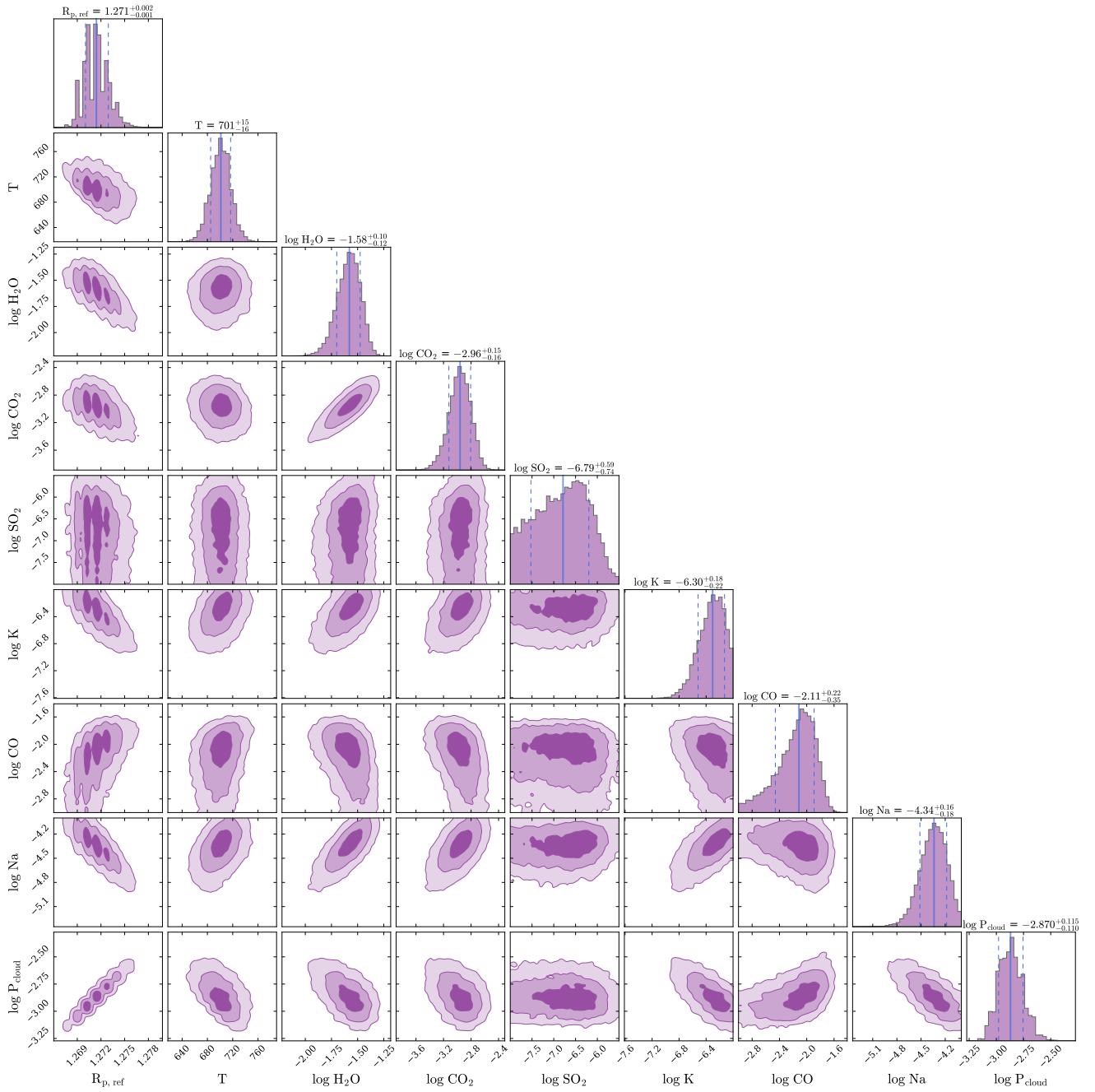


Figura 5.13: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión combinado de WASP-39b que muestra las respectivas correlaciones entre los parámetros libres del modelo y distribuciones marginalizadas de cada uno de estos.

Tabla 5.7: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura 5.13.

$R_{p,\text{ref}}$ [R_J]	$T$ [K]	$\log \text{H}_2\text{O}$	$\log \text{CO}_2$	$\log \text{SO}_2$
$1.271^{+0.002}_{-0.001}$	$701.3^{+15.4}_{-16.2}$	$-1.58^{+0.10}_{-0.12}$	$-2.96^{+0.15}_{-0.16}$	$-6.79^{+0.59}_{-0.74}$
$\log \text{K}$	$\log \text{CO}$	$\log \text{Na}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	
$-6.30^{+0.18}_{-0.22}$	$-2.11^{+0.22}_{-0.35}$	$-4.34^{+0.16}_{-0.18}$	$-2.87^{+0.12}_{-0.11}$	

largas, ya que, dada la temperatura del planeta, la emisión es mayor en el infrarrojo medio que en el cercano. Cabe mencionar que en estos casos la emisión del planeta se modela como la de un

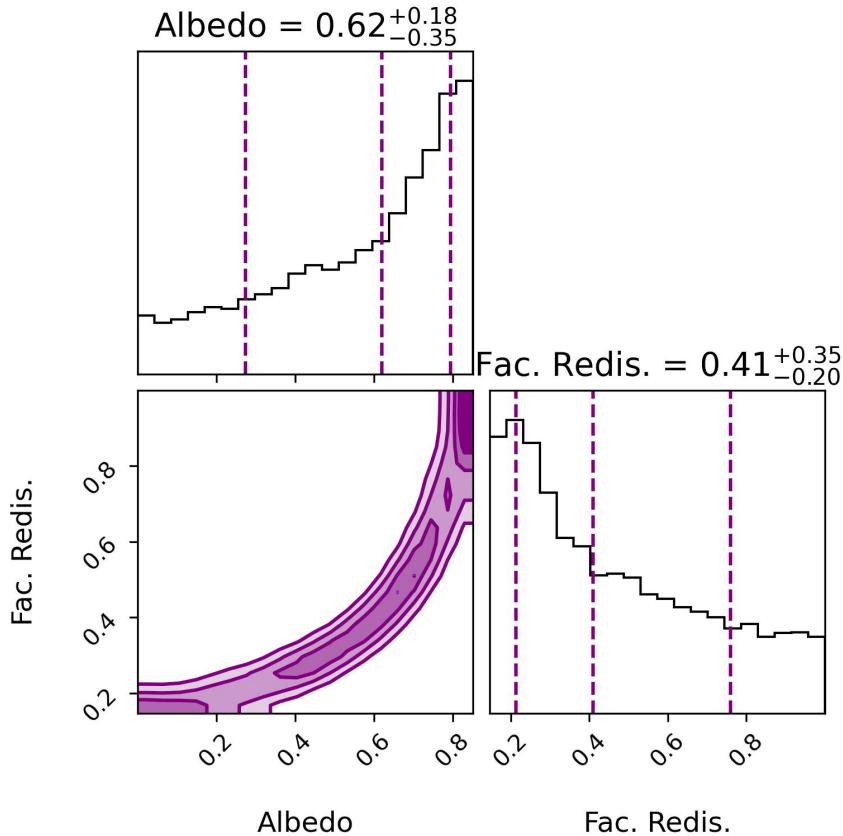


Figura 5.14: Gráfico de esquina que muestra la degeneración entre los parámetros  $f$  y  $A$  en la determinación de la  $T_{\text{eq}}$  de un planeta.

cuerpo negro.

Por esta razón, se decidió añadir el efecto de la emisión térmica en el escenario isoquímico con perfil isotérmico, dado que es el escenario que obtuvo el menor valor de  $\chi^2_{\text{red}}$ . También se incluyó este efecto en el escenario de bloqueo tidal, ya que en esta configuración la temperatura del lado diurno del planeta puede ser distinta a la del lado nocturno, lo cual podría impactar directamente en la contribución de la emisión térmica. Posteriormente, comparando la evidencia bayesiana de cada escenario, tanto con como sin emisión térmica, se logró estimar la contribución de este efecto al modelo final. En el escenario isoquímico se obtuvo una detección de la emisión térmica de  $1\sigma$ , mientras que para el escenario de bloqueo tidal fue de  $2.1\sigma$ . Los valores de  $\sigma$  sugieren que la contribución de la emisión térmica no sería muy significativa. Ciertamente, no se la puede descartar como una posible explicación a la diferencia observada en las Figuras 5.11 y 5.12. Sin embargo, no parece ser la única fuente de estas discrepancias. Es posible que la diferencia observada se deba a la menor resolución de los datos entre  $\lambda = 5 - 12 \mu\text{m}$ . Además, podría estar combinada con algún otro proceso físico que aún no se está considerando, como se mencionó anteriormente. Este tema se espera abordar con mayor profundidad en el futuro, posiblemente con nuevos datos de este sistema.

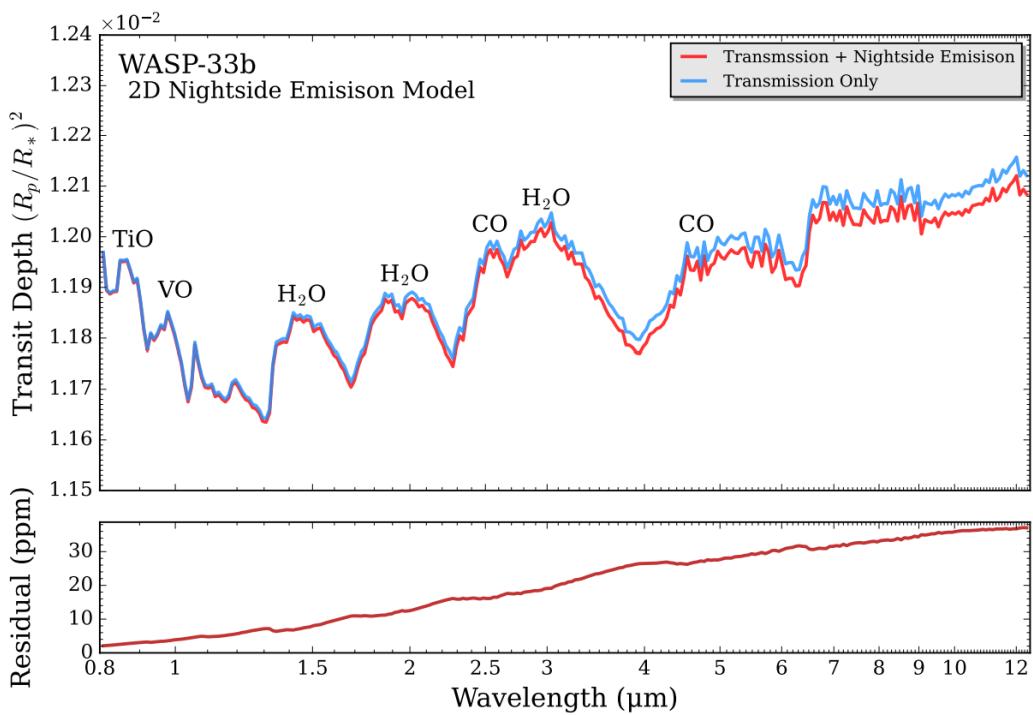


Figura 5.15: Análisis de la contribución de la emisión térmica del lado nocturno del planeta para el caso de WASP-33 b. Panel superior: En color azul se muestra el modelo sintético solamente considerando la transmisión del planeta, en color rojo el espectro sintético resultante de considerar la transmisión y la emisión térmica del lado nocturno del planeta. Panel inferior: diferencia entre ambos modelos en función de la longitud de onda. Figura extraída del trabajo de [Kappelmeier et al. \(2024\)](#).

## 5.6. Resumen de los resultados obtenidos para la atmósfera de WASP-39b

A lo largo de este capítulo se analizaron cuatro espectros de transmisión de la atmósfera de WASP-39b obtenidos por JWST, los cuales cubrían diferentes rangos de longitud de onda con distintos niveles de resolución espectral. Además se construyó y analizó el espectro combinado entre  $\lambda = 0.5 - 12 \mu\text{m}$ , construido mediante la combinación de tres espectros de transmisión que cubrían un menor rango de longitud de onda.

En la Tabla 5.8 se presentan el rango de longitud de onda y la resolución de cada conjunto de datos analizado, junto con los valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenidos para cada uno de los escenarios atmosféricos estudiados. Además, en la última columna se muestran los valores de este estadístico reportados en los trabajos originales en los cuales se presentaron los espectros de transmisión obtenidos por el JWST de WASP-39b.

Del análisis de los cinco espectros estudiados, se obtuvo que el modelo que mejor reproduce a los espectros observados es el de una atmósfera con perfiles de abundancia del tipo isoquímica y un perfil de temperatura-presión isotérmico. El escenario de equilibrio termoquímico se vio desfavorecido debido a la presencia de  $\text{SO}_2$  en la atmósfera de este planeta, el cual fue detectado con casi  $7\sigma$  en el espectro obtenido con el instrumento NIRSpec/PRISM. Este elemento está vinculado a procesos fotoquímicos activos en la atmósfera del planeta, lo cual lo hace incompatible con un escenario de equilibrio termoquímico. Por otro lado, se consideró el escenario en el que el planeta se encuentra en la configuración de bloqueo tidal. Aunque este escenario produjo espectros sintéticos que reproducían los espectros observados de manera similar a los del escenario isoquímico, no hay suficiente evidencia para afirmar que WASP-39b se encuentre en esta configuración.

Tabla 5.8: Valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido en este trabajo para cada uno de los espectros individuales de WASP-39 b en las diferentes configuraciones de la atmósfera junto con los elementos presentes en la misma. Además, se muestra el  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido por los respectivos autores de cada conjunto de datos.

Datos	Rango y Resolución	Elementos	Valores de $\chi^2$ obtenidos para los diferentes escenarios					
			Isoquímico		Eq termoquímico		Bloqueo Tidal	Otros Trabajos
			Isotérmico	Gradiente	Isotérmico	Gradiente		
NIRSpec/G395H	2.7 - 5.2 $\mu\text{m}$ R ~ 600	H <sub>2</sub> O, CO <sub>2</sub> , SO <sub>2</sub> y nubes	1.06	1.06	1.12	1.11	1.06	1.08 <sup>1</sup>
NIRSpec/PRISM	0.5 - 5.4 $\mu\text{m}$ R ~ 20-300	H <sub>2</sub> O, CO <sub>2</sub> , SO <sub>2</sub> , CO, Na K, CH <sub>4</sub> , H <sub>2</sub> S y nubes	3.00	3.15	3.40	3.43	3.11	3.2 <sup>2</sup>
NIRISS/SOSS	0.6 - 2.8 $\mu\text{m}$ R ~ 300	H <sub>2</sub> O, K y nubes	2.65	2.64	2.70	2.89	2.68	2.98 <sup>3</sup>
MIRI/LRS	5 - 12 $\mu\text{m}$ R ~ 35	H <sub>2</sub> O, CH <sub>4</sub> , SO <sub>2</sub> y nubes	1.47	1.53	1.52	1.59	1.93	1.5 <sup>4</sup>
Combinado	0.5 - 12 $\mu\text{m}$ R ~ 100-600	H <sub>2</sub> O, CO <sub>2</sub> , SO <sub>2</sub> , CO, Na K, CH <sub>4</sub> , H <sub>2</sub> S y nubes	2.59	2.59	2.78	2.80	2.65	—

(1) [Alderson et al. \(2023\)](#), (2) [Rustamkulov et al. \(2023\)](#), (3) [Feinstein et al. \(2023\)](#), (4) [Powell et al. \(2024\)](#).

Tabla 5.9: Valores de detección (en unidades de  $\sigma$ ) de los elementos analizados en WASP-39b.

Datos	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	K	Na	SO <sub>2</sub>	CH <sub>4</sub>	H <sub>2</sub> S	Nubes
NIRSpec/G395H	18.07	28.80	—	—	—	3.82	—	—	8.26
NIRSpec/PRISM	30.11	27.51	7.59	3.57	17.32	6.65	5.03	4.34	10.21
NIRISS/SOSS	> 50	1.43	1.91	8.66	—	—	—	—	13.00
MIRI/LRS	4.70	—	—	—	—	3.33	1.24	—	0.95
Combinado	> 50	27.03	3.65	8.46	13.53	1.72	0.93	0.97	18.74

A través de los espectros de transmisión individuales, se logró detectar de manera confiable la presencia de vapor de agua (H<sub>2</sub>O), monóxido de carbono (CO), dióxido de carbono (CO<sub>2</sub>), dióxido de azufre (SO<sub>2</sub>), sodio (Na), potasio (K) y nubes en la atmósfera de WASP-39b. En el caso del CH<sub>4</sub> y el H<sub>2</sub>S la detección resultó mas débil, a pesar que en el caso del metano es esperable su presencia en este tipo de atmósferas. Las detecciones de estos elementos en los diferentes conjuntos de datos se presentan en la Tabla 5.9.

Del análisis del espectro combinado de WASP-39b, se determinaron las abundancias aproximadas de los elementos químicos detectados de manera confiable en la atmósfera del planeta. Además, se obtuvieron parámetros más globales, como la temperatura promedio y el radio/presión a la cual la atmósfera se vuelve opaca a la radiación estelar. Los resultados de estos análisis se resumen en la Tabla 5.10. Para los casos de un bajo porcentaje de abundancia se reporta en partes por millón (ppm) para facilitar la visualización de los resultados. También se evaluó si la emisión proveniente del lado nocturno de la atmósfera podría explicar la discrepancia observada en la región del IR medio. El análisis sugiere que este efecto no sería suficiente para explicar totalmente esta diferencia. Otros efectos, que podrían incluir limitaciones instrumentales, podrían estar en juego. No obstante, los resultados de este trabajo son consistentes, tanto entre sí como con los disponibles en la literatura, lo que brinda confianza en la robustez del análisis.

Tabla 5.10: Abundancias químicas y parámetros generales de WASP-39b.

$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_J$ ]	$T$ [K]	$H_2$	He	$H_2O$
$-2.87^{+0.12}_{-0.11}$	$1.271^{+0.002}_{-0.001}$	$701.3^{+15.4}_{-16.2}$	$\sim 80 \%$	$\sim 16.4 \%$	$\sim 2.5 \%$
CO	$CO_2$	$SO_2$	K	Na	
$\sim 0.9 \%$	$\sim 0.1 \%$	$\sim 16 \text{ ppm}$	$\sim 50 \text{ ppm}$	$\sim 4600 \text{ ppm}$	

# Capítulo 6

## HD 189733b, WASP-107b, K2-18b y GJ 1132b

Habiendo utilizado el caso de WASP-39b para explicar la metodología empleada en el modelado de las atmósferas, en este capítulo se extiende el análisis al resto de exoplanetas seleccionados.

### 6.1. WASP-107b

WASP-107b tiene un tamaño similar al de Júpiter ( $R_p = 0.94 R_J$ ), pero con una masa mucho menor ( $M_p = 0.096 M_J$ ) por lo que su densidad resulta menor que la de Júpiter. Este se encuentra orbitando una estrella de tipo K.6 con un período de 5.7 días. Más detalles sobre este planeta se encuentran en la Tabla 4.1. Para WASP-107b hay disponibles espectros de NIRCam ( $\lambda = 2.4 - 5.0 \mu\text{m}$ ), de NIRSpec con el grisma G395H ( $\lambda = 2.7 - 5.2 \mu\text{m}$ ) y de MIRI/LRS ( $\lambda = 4.6 - 11.9 \mu\text{m}$ ). Dichos espectros son los que se analizan a continuación.

#### 6.1.1. Análisis del espectro obtenido con NIRCam

Con este instrumento se realizaron dos observaciones del transito de WASP-107b, una el 14 de enero de 2023 y otra el 4 de julio del mismo año. La primera se hizo utilizando el filtro F322W2 que cubre el rango  $\lambda = 2.4 - 4.0 \mu\text{m}$ . La segunda observación se realizó con el filtro F444W cubriendo el rango entre  $\lambda = 3.9 \mu\text{m}$  y  $\lambda = 5.0 \mu\text{m}$ . Con el filtro F322W2 se obtuvieron 1293 integraciones del tránsito, mientras que con F444W se obtuvieron 625. Estas integraciones fueron bineadas con un  $\Delta\lambda = 0.015 \mu\text{m}$ , resultando en un espectro de transmisión con una resolución de  $R \sim 300$ . El espectro obtenido se gráfica con puntos grises en la Figura 6.1 y fue presentado por [Welbanks et al. \(2024\)](#).

Se estudió la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$ , CO,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{CH}_4$ ,  $\text{H}_2\text{S}$ ,  $\text{SO}_2$ , amoniaco ( $\text{NH}_3$ ), nubes y la emisión térmica, bajo la suposición de una atmósfera rica en  $\text{H}_2$  y He. Esto a partir de las estructuras observadas en el espectro de transmisión, los elementos detectados o con indicios de detección en trabajos previos ([Dyrek et al., 2024](#); [Welbanks et al., 2024](#); [Sing et al., 2024](#)), y de acuerdo con la composición química de los planetas gigantes gaseosos predicha por la teoría. En la Figura 6.1 se observan estructuras similares a las presentes en los espectros de WASP-39b, como la pendiente alrededor de  $\lambda \sim 3 \mu\text{m}$  y el pico centrado en  $\lambda \sim 4.3 \mu\text{m}$ . Aquí se ha incluido el amoníaco ( $\text{NH}_3$ ), que anteriormente no había sido considerado. De acuerdo con la sección eficaz (ver Figura B.8), el amoníaco podría ser el responsable de una pequeña absorción que parece insinuarse alrededor de  $\lambda \sim 3 \mu\text{m}$ . Sin embargo, este elemento absorbe más fuertemente en el rangopectral del infrarrojo medio, un rango en el cual se tenían indicios de la presencia de este elemento en la atmósfera de WASP-107b ([Dyrek et al., 2024](#)). Esto se indica en color rosa en la Figura 4.8.

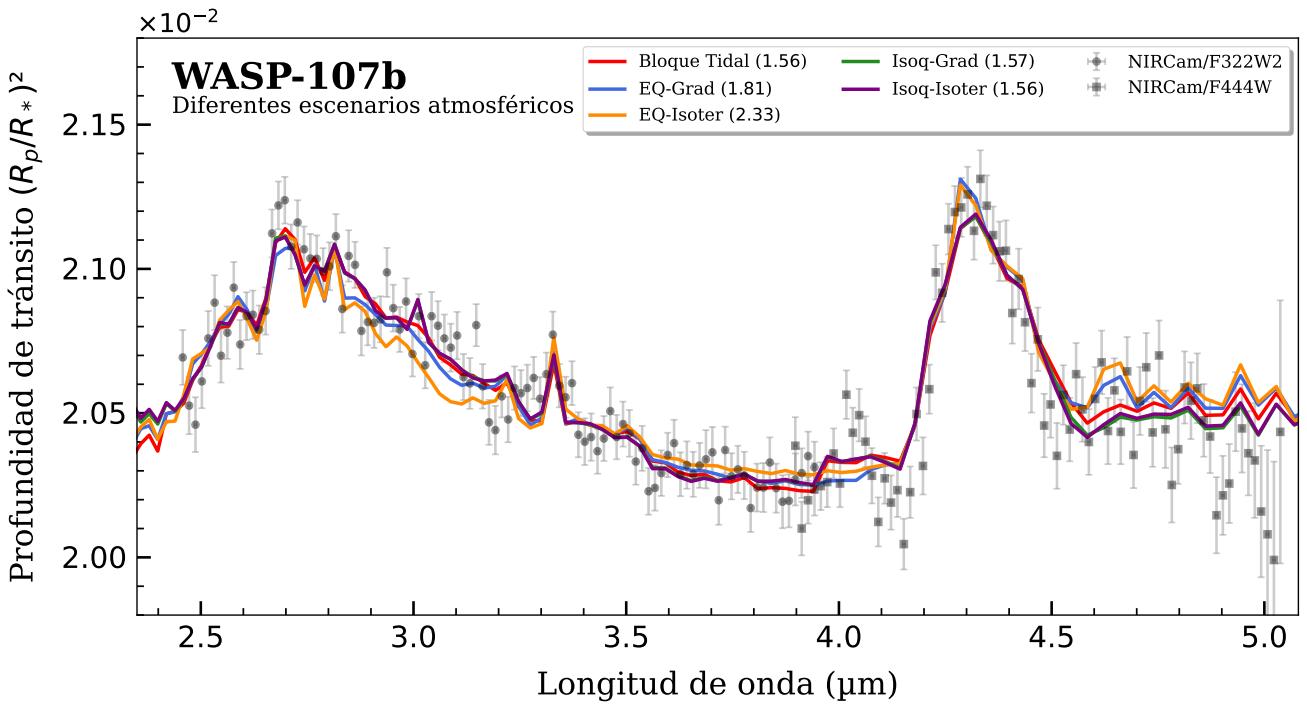


Figura 6.1: Comparación entre los diferentes modelos analizados para WASP-107b del espectro obtenido por el instrumento NIRCam. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos.

En la Figura 6.1, se observa que los modelos del escenario de equilibrio termoquímico reproducen el espectro observado de manera menos precisa que los demás modelos, lo que da como resultado un valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  mayor en comparación con el resto. Esto podría deberse, en parte, a la posible presencia de SO<sub>2</sub>, un elemento que no es compatible con una atmósfera en equilibrio termoquímico, tal como ocurrió en el caso de WASP-39b. No obstante, también se observan diferencias entre estos modelos (color naranja y azul en la Figura 6.1), con los restantes escenarios a lo largo de todo el espectro. Como consecuencia, los modelos isoquímicos y de bloqueo tidal son una mejor opción para el modelado del espectro.

Por otro lado, el escenario de bloqueo tidal reproduce el espectro de transmisión observado de manera similar a los escenarios de abundancia isoquímica. Sin embargo, este modelo tiene una dimensión del espacio de parámetros de 15, mientras que los otros cuentan con 10 y 11 parámetros, respectivamente. Debido a esto, la diferencia entre ellos no es lo suficientemente significativa como para preferir el modelo de bloqueo tidal sobre los isoquímicos. No obstante, el escenario de bloqueo tidal resulta de interés cuando se recuerda que WASP-107b es un planeta tipo “super-puff”. Uno de los mecanismos que podría producir una atmósfera expandida, como la de este planeta, es efectivamente el bloqueo tidal. Este efecto puede generar un aumento en la temperatura interna del planeta, provocando que las capas exteriores de la atmósfera se alejen de la región central. Todo esto es analizado en detalle en el trabajo de [Welbanks et al. \(2024\)](#).

Finalmente, se analizaron los modelos de abundancia isoquímica (isotérmico y gradiente), los cuales reproducen el espectro de transmisión observado de manera casi idéntica, como se observa en la Figura 6.1. Sin embargo, la distribución de probabilidad posterior del escenario isoquímico-gradiente muestra correlaciones entre los parámetros  $R_{p,\text{ref}}$ ,  $T_{\text{high}}$  y  $T_{\text{deep}}$ , como se puede ver en la Figura D.30. Por lo tanto, se optó por el escenario isoquímico-isotérmico que presenta el menor valor de  $\chi^2_{\text{red}}$ . Este modelo no exhibe correlaciones en su espacio de parámetros (ver Figura D.29). Además, es el escenario más simplificado, lo que facilita la evaluación de la detección de los elementos considerados en el estudio de la atmósfera con un menor costo computacional. El

Tabla 6.1: Valores de detección de cada elemento considerado en el modelado del espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRCam.

Elemento	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	NH <sub>3</sub>	H <sub>2</sub> S	SO <sub>2</sub>	CH <sub>4</sub>	Noche	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	25.25	25.05	6.25	6.46	6.13	6.53	7.98	6.30	12.76

espectro de transmisión sintético, junto con el observado, se presenta en la Figura 6.2.

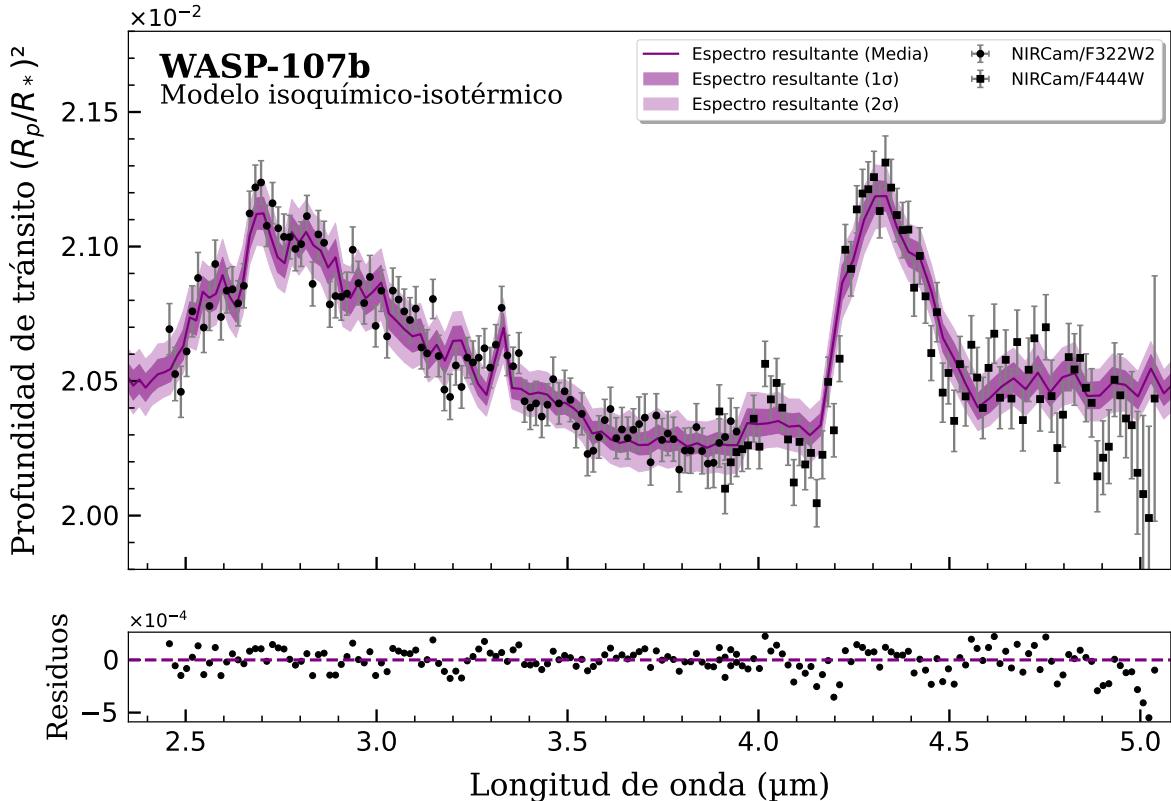


Figura 6.2: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRCam con los filtros F322W2 y F444W (puntos negros). En color violeta el espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

La Tabla 6.1 presenta los valores de  $\sigma$  obtenidos para las diferentes elementos incluidas en el modelado del espectro de transmisión. En este caso, los valores de detección fueron mayores a  $6\sigma$  para todos los elementos considerados, incluidas las nubes y la emisión térmica, denominada como “Noche” en dicha tabla. Los elementos con mayor detección fueron el H<sub>2</sub>O y el CO<sub>2</sub>, con aproximadamente  $25\sigma$ . El CH<sub>4</sub> tuvo una detección cercana a los  $8\sigma$ , superior a la detectada en WASP-39b. Esto podría explicarse por la mayor prominencia de la estructura con forma de pequeño pico en  $\lambda = 3.3 \mu\text{m}$  (ver Figura 6.2 y B.5). Los demás elementos, incluida la emisión térmica, presentaron valores de detección cercanos a 6 o  $7\sigma$ . Este comportamiento fue llamativo al analizar los resultados, por lo que se optó por, de manera conservadora, establecer dichas detecciones como indicios. La Figura C.6 muestra cómo cambia el espectro de transmisión sintético al excluir cada una de las componentes del modelo por separado.

### 6.1.2. Análisis del espectro obtenido con NIRSpec/G395H

Se observó un único tránsito de WASP-107b utilizando el instrumento NIRSpec y el grisma G395H, el cual se llevó a cabo el día 23 de junio de 2023. A lo largo de 6.5 horas de observación, se obtuvieron un total de 1230 integraciones. Estas fueron bineadas en 576 segmentos, produciendo así un espectro de transmisión con una resolución de  $R \sim 950$ . Dicho espectro cubre el rango de  $\lambda = 2.7 - 5.2 \mu\text{m}$ , pero presenta un gap de datos asociado al uso del grisma G395H. El espectro resultante fue presentado por [Sing et al. \(2024\)](#) y se visualiza con puntos grises en la Figura 6.3.

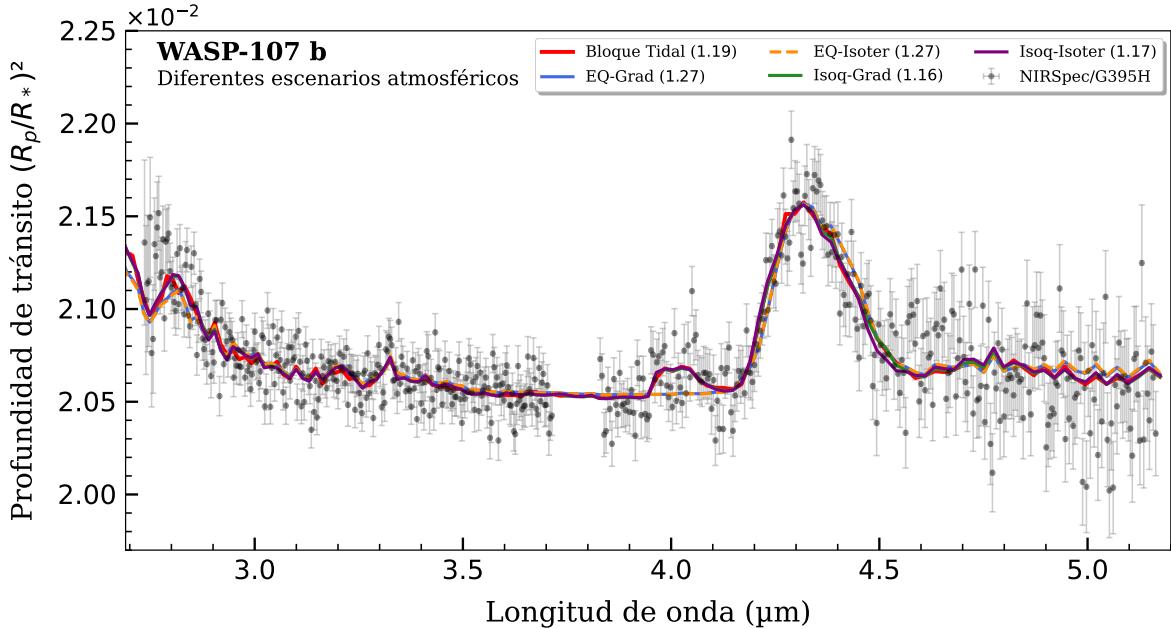


Figura 6.3: Comparación entre los diferentes modelos analizados para WASP-107b del espectro obtenido por el instrumento NIRSpec/G395H. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos.

Para el análisis de este conjunto de datos, se incluyeron los mismos elementos que para el caso del espectro obtenido con NIRCam, es decir, H<sub>2</sub>O, CO, CO<sub>2</sub>, CH<sub>4</sub>, H<sub>2</sub>S, SO<sub>2</sub>, NH<sub>3</sub>, nubes y la emisión térmica. Esto se debe a que ambos espectros cubren un rangopectral bastante similar, pero a diferencia del NIRCam, el espectro de NIRSpec es de mayor resolución.

En la Figura 6.3 se presentan los diferentes modelos considerados. Aquí, la diferencia entre los modelos de equilibrio termoquímico y los otros tres alrededor de  $\lambda = 4.05 \mu\text{m}$  es más clara que para el espectro obtenido con NIRCam. Nuevamente, se opta por el modelo isoquímico-isotérmico, el cual se visualiza en la Figura 6.4. En dicha figura, se puede observar que el residuo del ajuste es considerablemente bueno, ya que están alrededor de cero sin una desviación sistemática clara. Esto indica que no quedaron estructuras notables por reproducir con este modelo.

Los valores de  $\sigma$  para las detecciones de cada una de las componentes se listan en la Tabla 6.2. En esta, ya no se observa el comportamiento peculiar previo de las detecciones del espectro obtenido por NIRCam, donde muchas rondaban los  $6\sigma$ . Ahora, se encuentra una fuerte señal de CO<sub>2</sub> ( $33.8\sigma$ ), H<sub>2</sub>O ( $14.1\sigma$ ) y nubes ( $9.6\sigma$ ), una menor detección para SO<sub>2</sub> ( $5.1\sigma$ ) y CH<sub>4</sub> ( $4.1\sigma$ ). Sin embargo, debido a las estructuras del espectro asociadas a estas dos últimas moléculas, en  $\lambda = 4.05 \mu\text{m}$  y  $\lambda = 3.3 \mu\text{m}$  respectivamente, se puede determinar que sí estarían presentes en la atmósfera del planeta. Se obtuvo una débil señal de CO ( $3.4\sigma$ ), lo que impide asegurar la presencia de este compuesto. Finalmente, habría indicios de H<sub>2</sub>S ( $1.8\sigma$ ) y NH<sub>3</sub> ( $1.4\sigma$ ) en la atmósfera de WASP-107b. Además, la contribución de la emisión térmica del planeta sería baja ( $1.0\sigma$ ). La Figura C.7 muestra cómo cambia el modelo al excluir cada una de las componentes por separado.

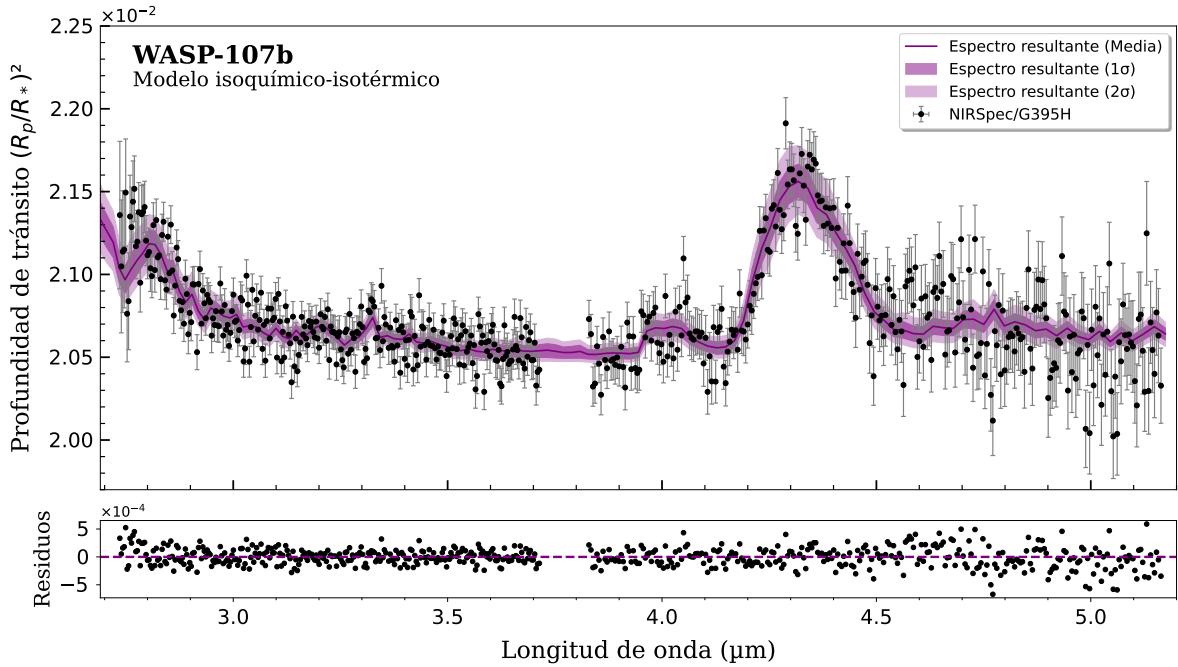


Figura 6.4: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H (puntos negros). En color violeta el espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

Tabla 6.2: Valores de detección de cada elemento considerado en el modelado del espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRSpec.

Elemento	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	NH <sub>3</sub>	H <sub>2</sub> S	SO <sub>2</sub>	CH <sub>4</sub>	Noche	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	14.09	33.80	3.45	1.37	1.82	5.11	4.10	1.04	9.65

### 6.1.3. Análisis del espectro combinado

Por último, se decidió analizar un espectro de transmisión de WASP-107b combinando los datos obtenidos por el instrumento NIRCam con el obtenido por el MIRI/LRS. Se optó por esta combinación, sin incluir los datos de NIRSpec, para evitar una diferencia significativa de resolución entre las diferentes regiones del espectro. Además, no se analizó el conjunto de MIRI de manera individual. Esto debido a que en el caso de WASP-39b, se observó que los espectros de transmisión en el infrarrojo medio brindan más información sobre la atmósfera del planeta cuando se consideran dentro de un análisis de amplio rango espectral.

La observación de WASP-107b con el instrumento MIRI/LRS se llevó a cabo entre los días 19 y 20 de enero de 2023, con una duración total de aproximadamente 8 horas. Esta incluyó 4 horas dedicadas al momento de pre-ingreso, 2 horas al pos-egreso y 2 horas al momento de tránsito. La observación consistió en 4546 integraciones, que fueron bineadas en 51 segmentos con un ancho de  $\Delta\lambda = 0.15 \mu\text{m}$  por bin. El resultado fue un espectro de transmisión que cubre el rango  $\lambda = 4.61 - 11.88 \mu\text{m}$ , con una resolución espectral de  $R \sim 50$  alrededor de  $\lambda = 7.5 \mu\text{m}$ . Estas observaciones fueron presentadas por Dyrek et al. (2024) y se grafican con cuadrados de color negro en la Figura 6.6. Se observa un comportamiento similar al de WASP-39b, donde los datos en la última región del espectro muestran una caída abrupta. Este fenómeno podría indicar que ambos planetas experimentan un proceso físico similar que genera esta caída, o que hubo algún problema instrumental en esta región del espectro durante las observaciones.

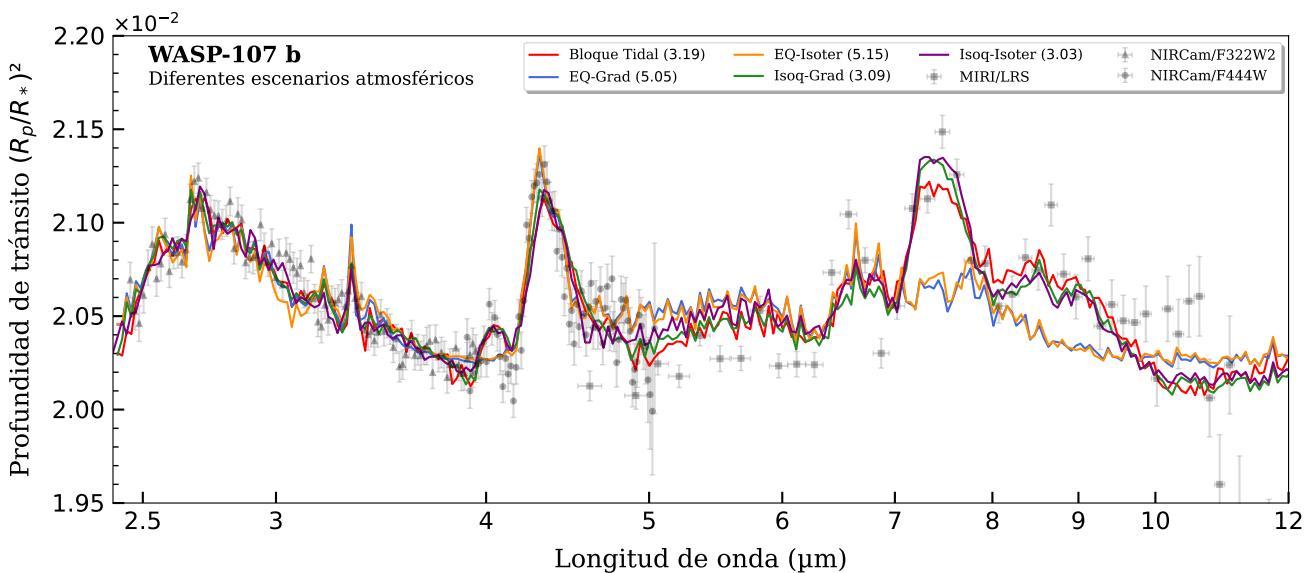


Figura 6.5: Comparación entre los diferentes modelos analizados para los datos combinados de WASP-107b. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos. En este caso, se gráfica la profundidad del tránsito entre 1.95 y 2.22 %, para una mejor visualización de los modelos, quedan fuera del gráfico algunas datos de la parte final del infrarrojo medio.

Para el análisis de este espectro se incluyeron H<sub>2</sub>O, CO, CO<sub>2</sub>, CH<sub>4</sub>, H<sub>2</sub>S, SO<sub>2</sub>, NH<sub>3</sub>, nubes y la emisión térmica, los mismos elementos que en los dos casos anteriores. En la Figura 6.5 se presentan los cinco modelos analizados para este espectro combinado. En dicha figura se pueden observar tres regiones donde los escenarios de equilibrio termoquímico difieren considerablemente de los otros modelos. Estas discrepancias se producen alrededor de los 4.05, 7 y 8  $\mu\text{m}$ , longitudes de onda en las que absorbe el SO<sub>2</sub>, donde estos modelos no logran reproducirlas. La diferencia resultó ser mucho más notoria en este caso que en el análisis de WASP-39b. Esto concuerda con que WASP-107b es un planeta que está siendo más irradiado por su estrella anfitriona. Esta mayor exposición podría generar una tasa más alta de procesos fotoquímicos en comparación con WASP-39b, resultando en una mayor presencia de SO<sub>2</sub> en la atmósfera de este planeta. Este fenómeno se reflejó en valores más altos tanto de detección como de abundancia de esta molécula, los cuales se presentarán en esta sección.

Se optó nuevamente por el modelo isoquímico-isotérmico, ya que obtuvo el menor valor de  $\chi^2_{\text{red}}$ . Su distribución de probabilidad posterior no presenta fuertes degeneraciones o correlaciones, salvo para las moléculas de CO y NH<sub>3</sub> (ver Figura 6.7). Esto puede explicarse por el hecho de que son moléculas con baja detección y/o impacto, como se observó en los análisis anteriores de WASP-107b. El espectro sintético correspondiente a este escenario se presenta en la Figura 6.6. El modelo es capaz de reproducir correctamente el rango del infrarrojo cercano, entre  $\lambda = 2.4 - 5 \mu\text{m}$ , pero no logra ajustarse a la región del infrarrojo medio, entre  $\lambda = 5 - 12 \mu\text{m}$ . A pesar de esto, se destaca que esta última región del espectro está fuertemente dominada por el SO<sub>2</sub>. Este comportamiento del modelo es similar al observado para WASP-39b. En este punto, es difícil determinar con exactitud si la discrepancia se debe a la calidad de los datos o a algún proceso que no se está considerando.

Los resultados de las detecciones de las diferentes componentes del modelo isoquímico-isotérmico se presentan en la Tabla 6.3. Lo más destacable de esta tabla es el alto valor de señal encontrado para el SO<sub>2</sub>, que ronda los  $16\sigma$ . Este valor es considerablemente mayor que el obtenido en los análisis de los datos de NIRCam y NIRSpec presentados previamente, o en los estudios del Capítulo 5 de WASP-39b. Posteriormente, se obtuvieron detecciones significativas de H<sub>2</sub>O ( $25.3\sigma$ ), CO<sub>2</sub>

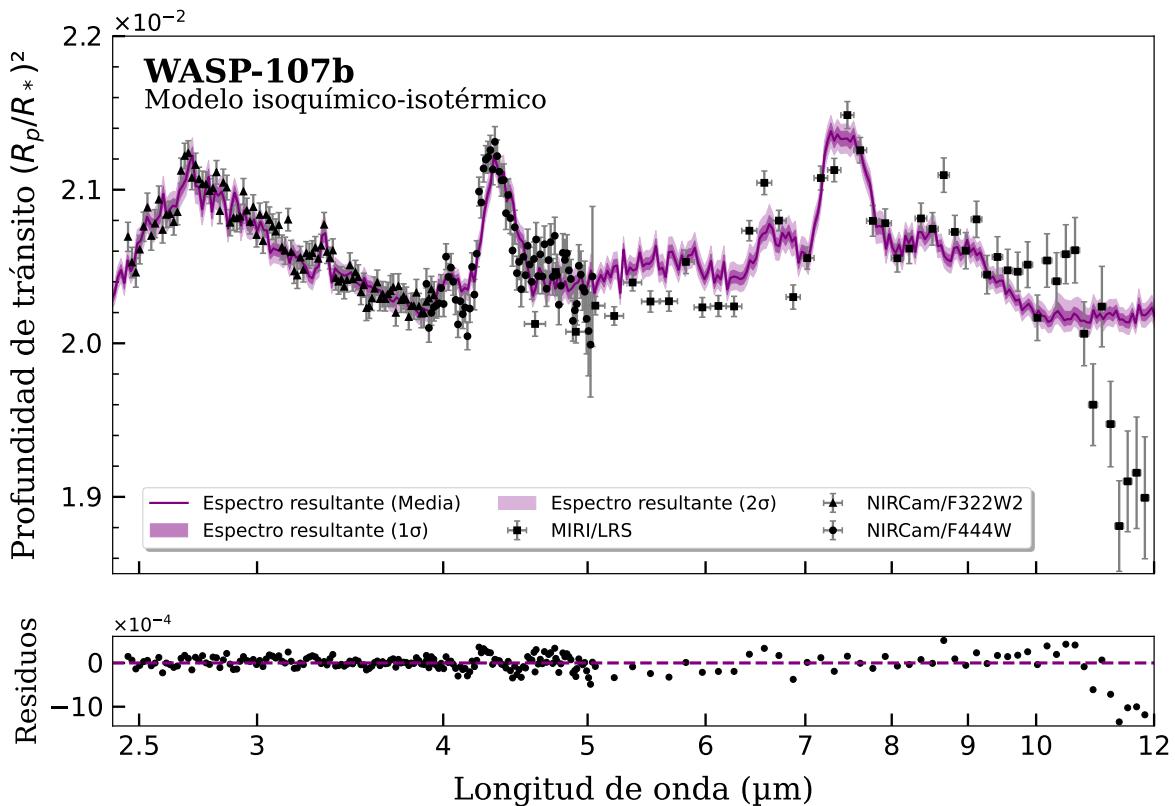


Figura 6.6: Panel superior: Espectro de transmisión de WASP-107b obtenido combinando los datos observados por los instrumentos NIRCam/F444W (círculos), NIRCam/F322W2 (triángulos) y MIRI/LRS (cuadrados). En color violeta se muestra el espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico obtenido de los valores medios de los parámetros libres con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos de dicho ajuste.

( $20.3\sigma$ ), CH<sub>4</sub> ( $8.1\sigma$ ) y H<sub>2</sub>S ( $5.9\sigma$ ), pero con una baja señal para el CO y NH<sub>3</sub>, cuyas detecciones se encuentran cercanas a  $1\sigma$ . Finalmente, se observó un pequeño incremento, a  $2.8\sigma$ , en el aporte de la emisión térmica nocturna. Dado que este fenómeno afecta más al infrarrojo medio que al cercano, es de esperarse que en el análisis de un espectro combinado se registre una mayor contribución de este efecto que en los espectros individuales.

A partir de la distribución de probabilidad posterior, mostrada en la Figura 6.7, se obtuvo una temperatura media atmosférica de  $T = 795.9_{-26.5}^{+19.2}$ , un valor comparable con la temperatura de equilibrio estimada por Anderson et al. (2017), la cual es de  $T_{\text{eq}} = 770 \pm 60$ . Este resultado sugiere que la redistribución de calor en WASP-107b podría ser muy eficiente ( $f \sim 1$ ), lo que favorecería una temperatura homogénea en toda su superficie. Además, la baja densidad de su atmósfera permitiría que la radiación estelar alcance capas más profundas. Como consecuencia, la temperatura en las regiones superiores, más relacionadas con  $T_{\text{eq}}$ , se asemejaría a la de las zonas internas. Esto resultaría en una temperatura media similar a la de equilibrio. Posteriormente, a partir de la presión de la nube se obtuvo el radio de opacidad infinita, que resultó ser de  $R_{\text{p,ref}} = 0.925 \pm 0.002 R_J$ . Este valor es coherente con lo determinado por Anderson et al. (2017), de  $R_{\text{p}} = 0.94 \pm 0.02 R_J$ , obtenido a partir de observaciones de SuperWASP, que trabaja en el rango de longitud de onda del óptico (400–700 nm)<sup>1</sup>.

Por último, a partir de los VMR de cada uno de los elementos considerados en el modelado, se pudo determinar su abundancia porcentual en la atmósfera de WASP-107b. Estas abundancias fueron: H<sub>2</sub>O (16.22 %), H<sub>2</sub>S (0.56 %), CO<sub>2</sub> (0.03 %), SO<sub>2</sub> (76 ppm), CH<sub>4</sub> (22 ppm), CO (13 ppm)

<sup>1</sup><http://svo2.cab.inta-csic.es/svo/theory/fps3/index.php?mode=browse&gname=WASP&asttype=>

Tabla 6.3: Valores de detección de cada elemento considerado en el modelado del espectro de transmisión combinado de WASP-107b.

Elemento	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	NH <sub>3</sub>	H <sub>2</sub> S	SO <sub>2</sub>	CH <sub>4</sub>	Noche	Nubes
Detección [σ]	25.33	20.37	1.13	0.90	5.88	16.48	8.08	2.79	7.04

y NH<sub>3</sub> (0.065 ppm). Además, los porcentajes de abundancia de H<sub>2</sub> y He resultaron ser 71.08 % y 12.10 %, respectivamente.

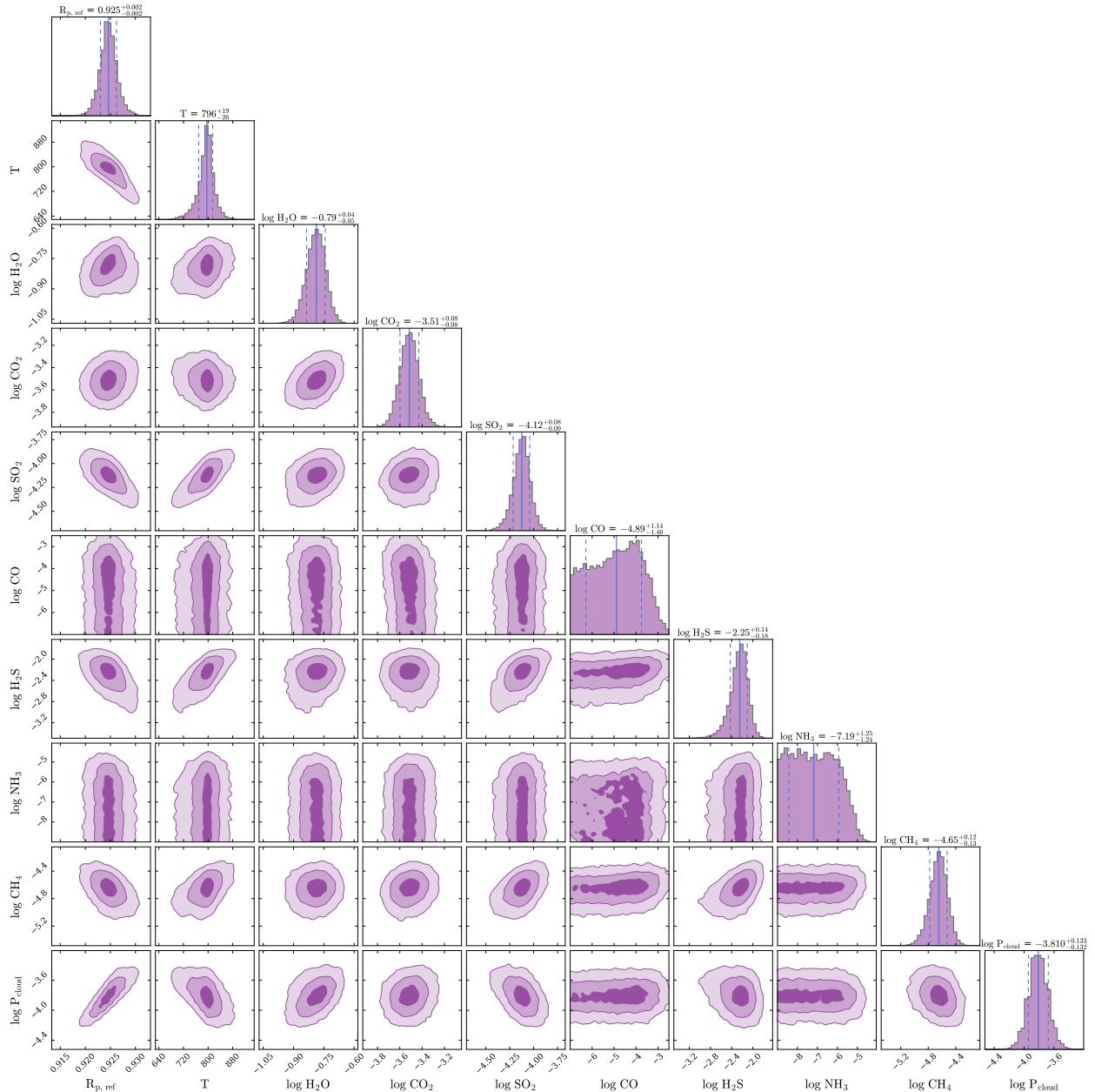


Figura 6.7: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión combinado de WASP-107b que muestra las respectivas correlaciones entre los parámetros libres del modelo y distribuciones marginalizadas de cada uno de estos.

Para finalizar, la Tabla 6.5 resume los valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  de los diferentes modelos estudiados para los tres espectros de transmisión analizados de WASP-107b. Para el caso de los datos combinados y los obtenidos por NIRCam no se encontraron trabajos en la literatura para realizar una com-

Tabla 6.4: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura 6.7.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	$\log \text{H}_2\text{O}$	$\log \text{CO}_2$	$\log \text{SO}_2$
$0.925^{+0.002}_{-0.002}$	$795.9^{+19.2}_{-26.5}$	$-0.79^{+0.04}_{-0.05}$	$-3.51^{+0.08}_{-0.08}$	$-4.12^{+0.08}_{-0.09}$
$\log \text{CO}$	$\log \text{H}_2\text{S}$	$\log \text{NH}_3$	$\log \text{CH}_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$-4.89^{+1.14}_{-1.40}$	$-2.25^{+0.14}_{-0.18}$	$-7.19^{+1.25}_{-1.24}$	$-4.65^{+0.12}_{-0.13}$	$-3.81^{+0.13}_{-0.13}$

Tabla 6.5: Valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido en este trabajo para cada uno de los espectros individuales de WASP-107b en las diferentes configuraciones de la atmósfera. Además, se muestra el  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido por los respectivos autores de cada conjunto de datos.

Datos	Rango y Resolución	Valores de $\chi^2$ obtenidos para los diferentes escenarios					
		Isoquímico		Eq termoquímico		Bloqueo Tidal	Otros Trabajos
		Isotérmico	Gradiente	Isotérmico	Gradiente		
NIRCam	2.4 - 5.0 $\mu\text{m}$ R $\sim 300$	1.56	1.57	2.33	1.81	1.56	–
NIRSpec/G395H	2.7 - 5.2 $\mu\text{m}$ R $\sim 900$	1.17	1.16	1.27	1.27	1.19	1.1 <sup>1</sup>
Combinado	0.5 - 12 $\mu\text{m}$ R $\sim 50\text{-}300$	3.03	3.09	5.15	5.05	3.19	–

(1) [Sing et al. \(2024\)](#).

paración. Ya que en estos se analizan dichos conjuntos pero combinados con datos del HST. En cuanto al conjunto obtenido con NIRSpec/G395H, los valores de dicho estadístico encontrados en este estudio resultan comparables a los obtenidos por [Sing et al. \(2024\)](#).

## 6.2. HD 189733b

El sistema planetario HD 189733 ha sido detectado con un único planeta hasta la fecha, denominado HD 189733b, el cual tiene una masa de  $1.13 \pm 0.08 \text{ M}_J$  y un radio de  $1.13 \pm 0.01 \text{ R}_J$ , valores muy similares a los de Júpiter. Sin embargo, la principal diferencia radica en que este planeta orbita a solo 0.031 UA de su estrella anfitriona, lo que corresponde a un período orbital de aproximadamente 2.2 días alrededor de su estrella de tipo espectral K1.5V. Debido a su cercanía con la estrella, se ha calculado una temperatura de equilibrio para este planeta de  $T_{\text{eq}} = 1209 \pm 11 \text{ K}$  ([Addison et al., 2019](#)).

### 6.2.1. Datos y observaciones

El espectro de transmisión de la atmósfera de HD 189733b obtenido por el NIRCam se presentó en el trabajo de [Fu et al. \(2024\)](#). En este caso se utilizaron los filtros F322W2 ( $\lambda = 2.4\text{--}3.4 \mu\text{m}$ ) y F444W ( $\lambda = 3.95\text{--}5.0 \mu\text{m}$ ) en dos visitas realizadas los días 25 y 29 de agosto de 2022. Con estos datos, construyeron un espectro en el rango de 2.4 a 5.0  $\mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 200$ .

La primera visita se realizó con el filtro F444W, obteniendo un total de 7877 integraciones. Cada integración tuvo un tiempo efectivo de 2.4 s, lo que, considerando el tiempo muerto entre integraciones, resultó en un tiempo total de observación del tránsito de aproximadamente 6 horas. La segunda visita se efectuó con el filtro F322W2, con 10437 integraciones, cada una con un tiempo de 1.7 s. El tiempo total de observación fue también de aproximadamente 6 horas. La duración del tránsito de HD 189733b es de aproximadamente 1.8 horas, durante las cuales cada visita incluyó

un tiempo de observación similar para los momentos de pre-ingreso y post-egreso, lo que permitió modelar correctamente las curvas de luz.

Fu et al. (2024), corrigieron el espectro de transmisión de la presencia de manchas estelares, dado que estamos hablando de una estrella de tipo espectral K1.5V. Además, también incluyeron una corrección por la emisión térmica del planeta. Esto se ilustra en la Figura 6.8. El espectro sin corregir (puntos de color azul) resulta menos profundo que el corregido por emisión térmica (puntos de color naranja). La diferencia entre ambos aumenta hacia longitudes de onda más largas, lo que es consistente con los resultados presentados en Kappelmeier et al. (2024). Dado que estos son los únicos datos del JWST disponibles de momento para la atmósfera de este planeta, el análisis será sobre el espectro con las correcciones mencionadas ya incorporadas.

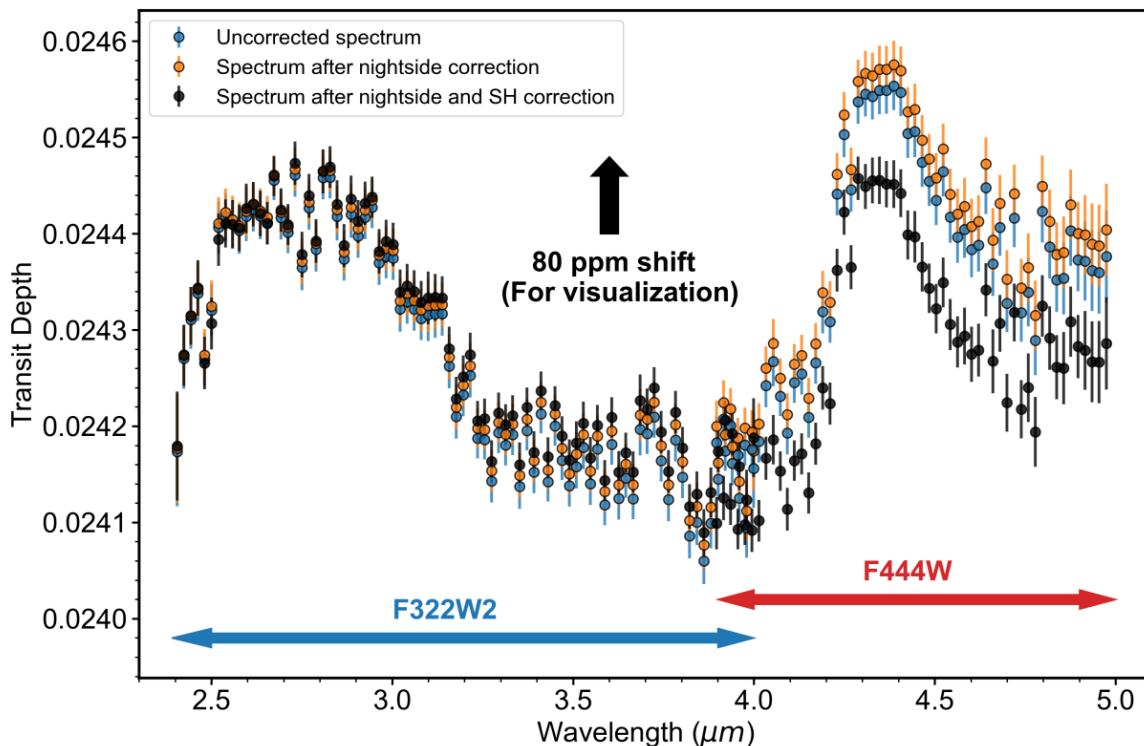


Figura 6.8: Comparación entre los espectros de trasmisión sin corregir (puntos de color azul), corregido por emisión térmica del lado nocturno (puntos de color naranja) y por emisión térmica + mancha estelar (puntos de color negro). Gráfico extraído de Fu et al. (2024).

### 6.2.2. Análisis del espectro

El espectro de transmisión observado se presenta con puntos grises en la Figura 6.9. En este caso, debido a las estructuras presentes en el espectro, se analizó la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$ , CO,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{CH}_4$ ,  $\text{H}_2\text{S}$  y nubes en la atmósfera, asumiendo un planeta rico en  $\text{H}_2$  y He, basándose en estudios previos de gigantes gaseosos y trabajos de la literatura, como Fu et al. (2024). A diferencia de los exoplanetas estudiados anteriormente, en este espectro de transmisión no se evidencian estructuras asociadas al  $\text{SO}_2$ . Esto podría indicar que la atmósfera no tendría procesos fotoquímicos activos. En este caso, los escenarios de equilibrio termoquímico podrían desempeñar un papel fundamental en el análisis de la atmósfera de HD 189733b.

En la Figura 6.9 se observa que los cinco modelos analizados reproducen de manera similar el espectro de transmisión observado. La Tabla 6.6 lista el rango de longitud de onda y resolución del espectro, los elementos considerados en el modelado y los valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  de cada modelo. Los escenarios de abundancia isoquímica son los que obtuvieron el menor valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  en el

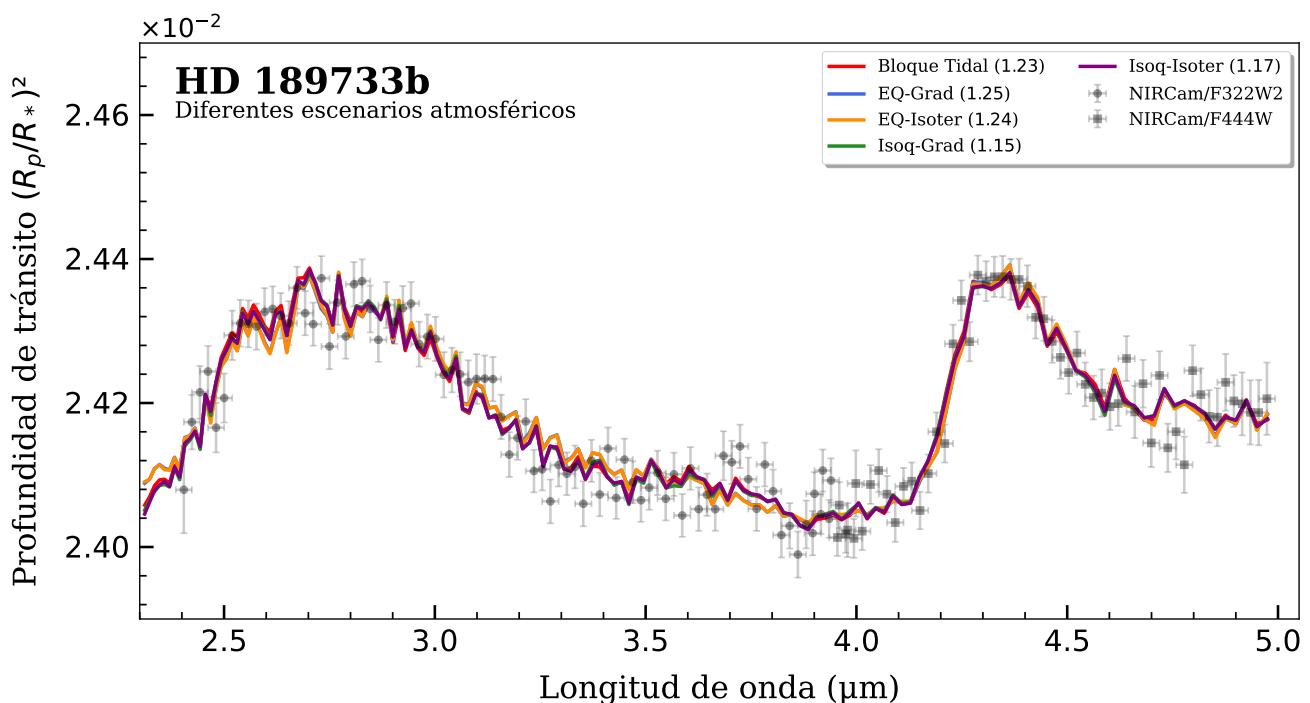


Figura 6.9: Comparación entre los diferentes modelos analizados para HD 189733b. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos.

Tabla 6.6: Valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido en este trabajo para los diferentes escenarios en la atmósfera de HD 189733b.

Datos	Rango y Resolución	Elementos	Valores de $\chi^2$ obtenidos para los diferentes escenarios					
			Isoquímico		Eq termoquímico		Bloqueo Tidal	Otros Trabajos
			Isotérmico	Gradiente	Isotérmico	Gradiente		
Combinado	2.4 - 5.0 $\mu\text{m}$ R $\sim 200$	$\text{H}_2\text{O}, \text{CO}_2, \text{CO}_2,$ $\text{CH}_4, \text{H}_2\text{S}$ y nubes	1.17	1.15	1.24	1.25	1.23	1.06 <sup>1</sup>

(1) [Fu et al. \(2024\)](#).

ajuste. Sin embargo, no se optó por estos escenarios debido al comportamiento inusual en sus distribuciones de probabilidad posterior (ver las Figuras 6.11 y D.38). En dichas figuras, se observa que la distribución marginalizada del  $\text{CH}_4$  no presenta un máximo claro, a diferencia de las distribuciones de otras especies químicas. Este comportamiento podría indicar que el metano no está presente en la atmósfera de este planeta. En caso de que sí lo esté, su concentración podría ser considerablemente baja, lo que limitaría su impacto en el espectro observado.

Por otro lado, las distribuciones de probabilidad posterior del resto de las especies químicas presentan dos máximos. Aunque el máximo principal es considerablemente más grande que el secundario, este comportamiento resulta llamativo ya que no se observó en ninguno de los otros planetas estudiados en este trabajo. El hecho de que este fenómeno se manifieste en todas las especies químicas (con excepción del  $\text{CH}_4$ ) podría indicar dos abundancias distintas provenientes de regiones diferentes de la atmósfera. El máximo principal podría representar la abundancia del lado diurno, que contribuiría en mayor medida al estar más expandido por la incidencia directa de la radiación estelar. Por otro lado, el máximo secundario podría originarse en el lado nocturno de la atmósfera del planeta, que estaría menos extendido y, por lo tanto, contribuiría en menor medida al espectro resultante. Este fenómeno estaría directamente relacionado con una configuración de bloqueo tidal de HD 189733b, sugerida en trabajos como el de [Brogi et al. \(2016\)](#), entre otros.

Para obtener más evidencia que permita corroborar o descartar dicha hipótesis, se analizó con

Tabla 6.7: Valores de detección para los elementos considerados en el modelado de HD 189733b para el escenario de equilibrio termoquímico-isotérmico.

Elemento	H <sub>2</sub> O	CO <sub>2</sub>	CO	CH <sub>4</sub>	H <sub>2</sub> S	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	18.00	24.49	7.99	N.D.	4.70	8.75

mayor detalle el escenario de bloqueo tidal para este planeta. Para este modelo, el comportamiento de dos máximos no está presente en la distribución de probabilidad posterior, como se puede observar en la Figura D.40. Sin embargo, se encontró que la diferencia de abundancia entre las dos caras del planeta, representada por el parámetro  $\Delta \log X_{q,\text{DN}}$ , es considerablemente menor que la diferencia entre los dos máximos observados en los escenarios isoquímicos. Por lo tanto, no queda claro si esta diferencia de abundancia observada en los escenarios isoquímicos es un indicio de la existencia de una doble abundancia en la atmósfera del planeta debido al bloqueo tidal.

Todo este análisis de las inconsistencias de los escenarios isoquímicos permitió descartarlos como posibles modelos para estudiar la atmósfera de HD 189733b. Estas simplificaciones de la configuración atmosférica podrían no ser válidas para el caso de este planeta. Por otro lado, el escenario de equilibrio termoquímico con perfil isotérmico presentó una distribución de probabilidad posterior mucho mejor comportada que el escenario isoquímico. Dicha distribución se muestra en la Figura 6.12, en la cual ninguno de los parámetros libres del modelo en este escenario presentó degeneraciones. Por lo tanto, a pesar de no tener el menor valor de  $\chi^2_{\text{red}}$ , este escenario parecía más adecuado para el análisis de la atmósfera de HD 189733b.

Se decidió optar por los escenarios de equilibrio termoquímico con perfil T-P isotérmico para analizar las detecciones de los diferentes elementos. Debido a que este modelo obtuvo un menor valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  que el escenario con T-P gradiente. El espectro de transmisión sintético de este escenario se visualiza en la Figura 6.10. En la Tabla 6.7 se listan los valores de  $\sigma$  de dichas detecciones. En esta, se observa una fuerte detección para H<sub>2</sub>O (18 $\sigma$ ) y CO<sub>2</sub> (24.5 $\sigma$ ), lo que indica que estas son las moléculas predominantes en el espectro de transmisión. Se obtuvo una detección confiable de aproximadamente 8 $\sigma$  para CO y nubes. Para H<sub>2</sub>S se tiene una detección de casi 5 $\sigma$ , lo cual sugiere que efectivamente este elemento podría estar presente en la atmósfera de HD 189733b. Por otro lado, no se detectó la presencia de CH<sub>4</sub> en la atmósfera de este planeta. Esto se indica con “N.D.” en dicha tabla.

La Tabla 6.8 muestra los valores medios de los parámetros libres del escenario de equilibrio termoquímico-isotérmico, junto con sus respectivos errores ( $\pm 1\sigma$ ). Para la presión superior de la nube en la atmósfera de HD 189733b, se determinó un radio de referencia de  $R_{p,\text{ref}} = 1.1314 \pm 0.0005 R_J$ . Este valor es comparable con el radio del planeta ( $R_p = 1.13 \pm 0.01 R_J$ ) presentado por Stassun et al. (2017) obtenido a partir de datos *Gaia DR2*<sup>2</sup>. Por otro lado, se determinó una temperatura media de la atmósfera de  $1018.7^{+36.3}_{-29.8}$  K. Aunque difiere de la temperatura de equilibrio reportada en la literatura de  $T_{\text{eq}} = 1209 \pm 11$  K (Addison et al., 2019), la diferencia no es tan significativa como en el caso de WASP-39b. Además, los valores encontrados son consistentes con un planeta de tipo caliente.

Se encontró un valor para la relación de carbono y oxígeno de C/O =  $0.37^{+0.10}_{-0.09}$ , lo que indica que la atmósfera del planeta estaría más dominada por los procesos basados en oxígeno. Se determinó una metalicidad atmosférica supra-solar de log Met =  $0.70^{+0.08}_{-0.07}$ . Es importante recordar que estas

<sup>2</sup>Gaia es una misión astrométrica de la Agencia Espacial Europea (ESA), lanzada en 2013 y operando en el punto L<sub>2</sub>. Su telescopio óptico, con una cámara de 0.5 gigapíxeles, observa en el rango 330-1050 nm. Gaia mide posiciones, paralajes y movimientos propios con precisión de microsegundos de arco para más de mil millones de estrellas. Además, cuenta con espectrofotómetros BP/RP (330-1050 nm) para clasificación estelar y extinción interestelar, y el espeíctrómetro RVS (845-872 nm,  $R \sim 11,500$ ) para velocidades radiales con precisión de hasta 1 km/s.

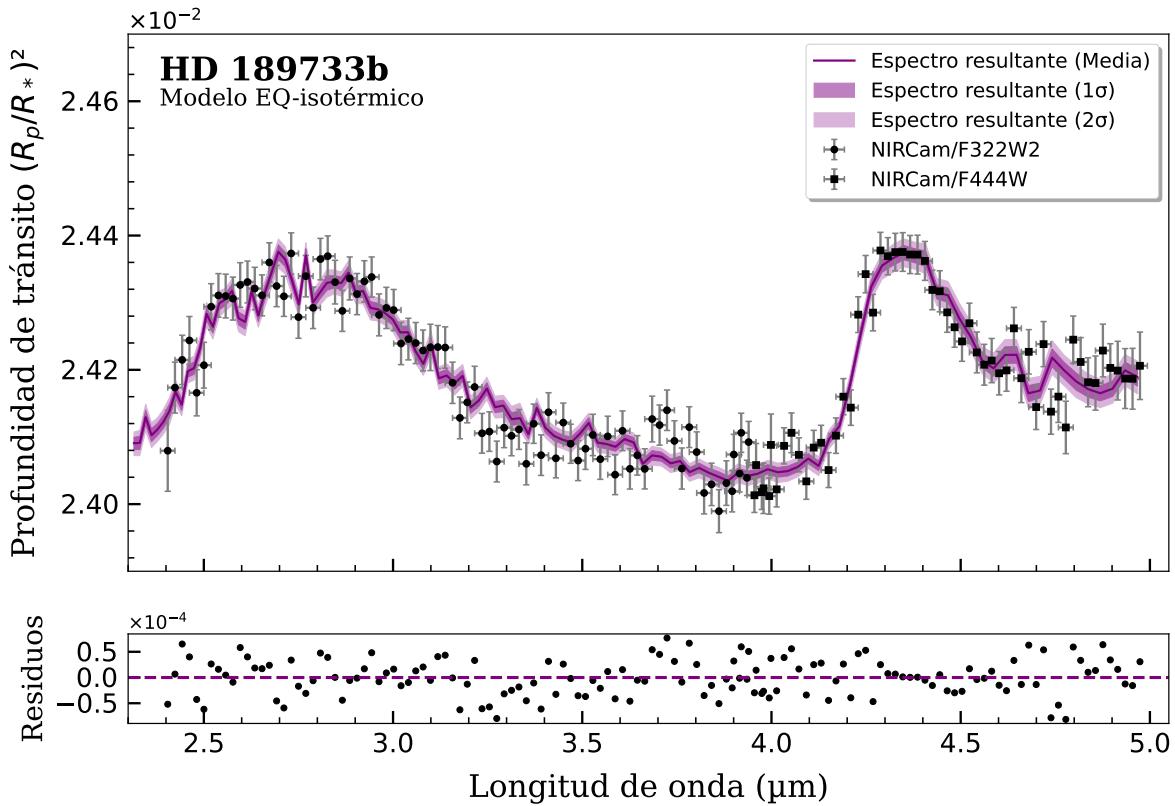


Figura 6.10: Panel superior: Espectro de transmisión de HD 189733b obtenido con el instrumento NIRCam con los filtros F322W2 y F444W (puntos negros). En color violeta el espectro sintético del escenario equilibrio termoquímico-isotérmico con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

Tabla 6.8: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura 6.12.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	log Met	log $P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.1314^{+0.0004}_{-0.0005}$	$1018.7^{+36.3}_{-29.8}$	$0.37^{+0.10}_{-0.09}$	$0.70^{+0.08}_{-0.07}$	$-2.32^{+0.10}_{-0.11}$

variables, junto con la presión y la temperatura, son las que controlan las reacciones químicas en la atmósfera del planeta y, por ende, los perfiles de abundancia de los elementos químicos presentes en ella. En la Figura 6.13 se observa el VMR en función de la presión. Se puede ver que los perfiles de abundancia resultan casi constantes a lo largo de la atmósfera, salvo para el CO<sub>2</sub> (color verde oscuro) y CO (color rosa). Para estos elementos, la abundancia disminuye en el régimen de altas presiones, es decir, hacia lo profundo de la atmósfera. También se observa que, para estos valores de C/O y log Met, la abundancia de CH<sub>4</sub> (color rojo) disminuye abruptamente en las capas superiores de la atmósfera. Esto concuerda con la no detección de esta molécula en el espectro de transmisión. Si estuviera presente, su abundancia sería considerablemente baja en comparación con la de los otros elementos. A pesar de que los perfiles de abundancia no son estrictamente constantes a lo largo de la atmósfera, el comportamiento casi constante observado en la Figura 6.13 permite determinar una abundancia porcentual aproximada de las diferentes moléculas en la parte superior de la atmósfera. Dichos valores se presentan en la Tabla 6.9.

A modo de resumen, se puede concluir que el escenario atmosférico más adecuado para estudiar la atmósfera de HD 189733b es el de equilibrio termoquímico, debido a los siguientes puntos:

- Es capaz de reproducir correctamente el espectro observado con un valor de  $\chi^2_{\text{red}} = 1.24$ .

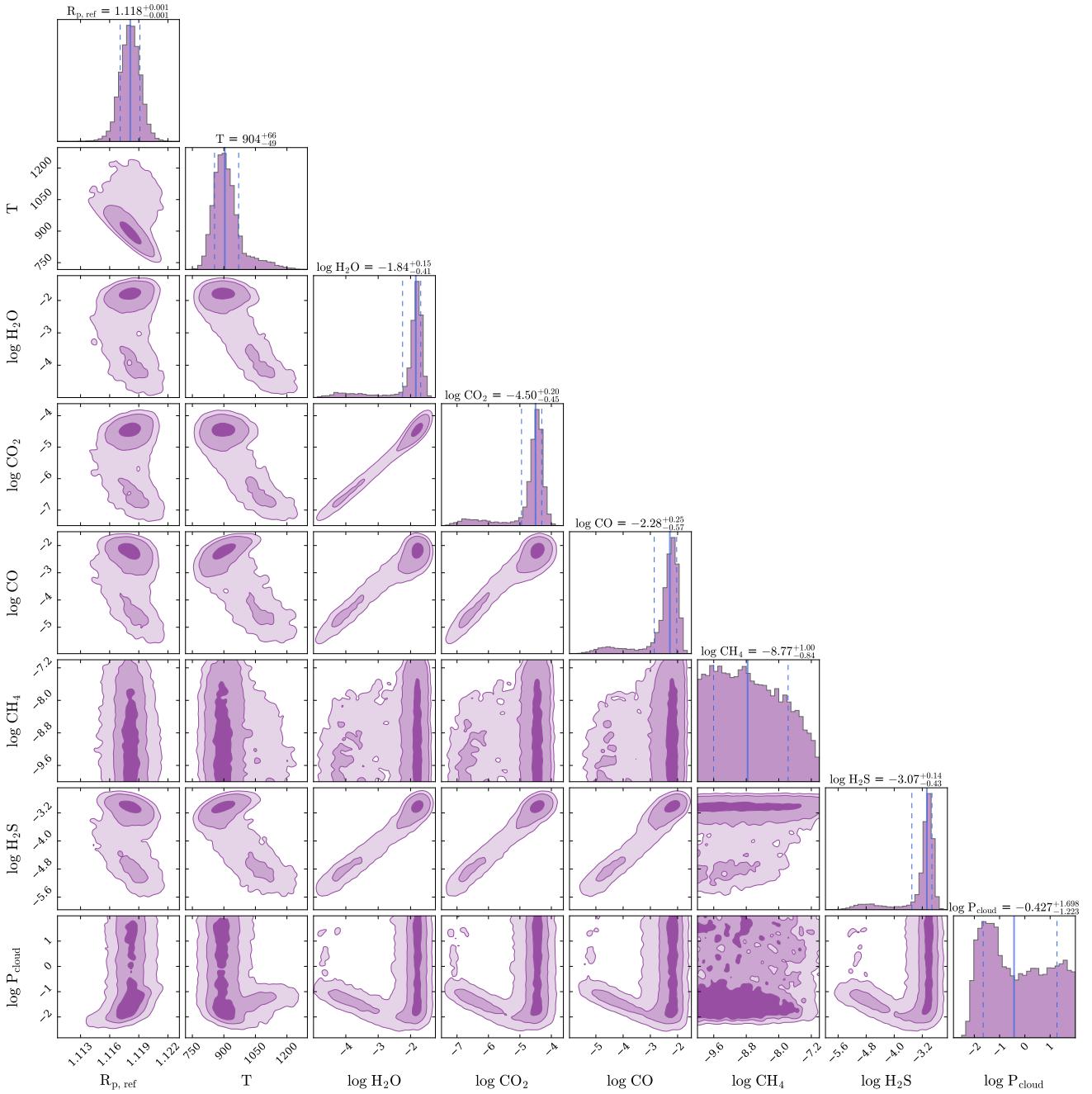


Figura 6.11: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de HD 189733b que muestra las respectivas correlaciones entre los parámetros libres del modelo y distribuciones marginalizadas de cada uno de estos.

Tabla 6.9: Valores de VMR promedio en la parte superior y porcentajes de abundancias aproximadas de las moléculas detectadas en HD 189733b.

Parámetro	$H_2$	$He$	$H_2O$	$CO_2$	$CO$	$H_2S$
$\log X_q$	-0.07	-0.84	-2.6	-5.2	-2.8	-4.1
Porcentaje (%)	85.1	14.4	0.25	0.0006	0.16	0.008

- No se detecta la presencia de  $CH_4$ , lo cual es consistente con los perfiles de abundancia considerablemente bajos para esta molécula en el caso de que esté presente.

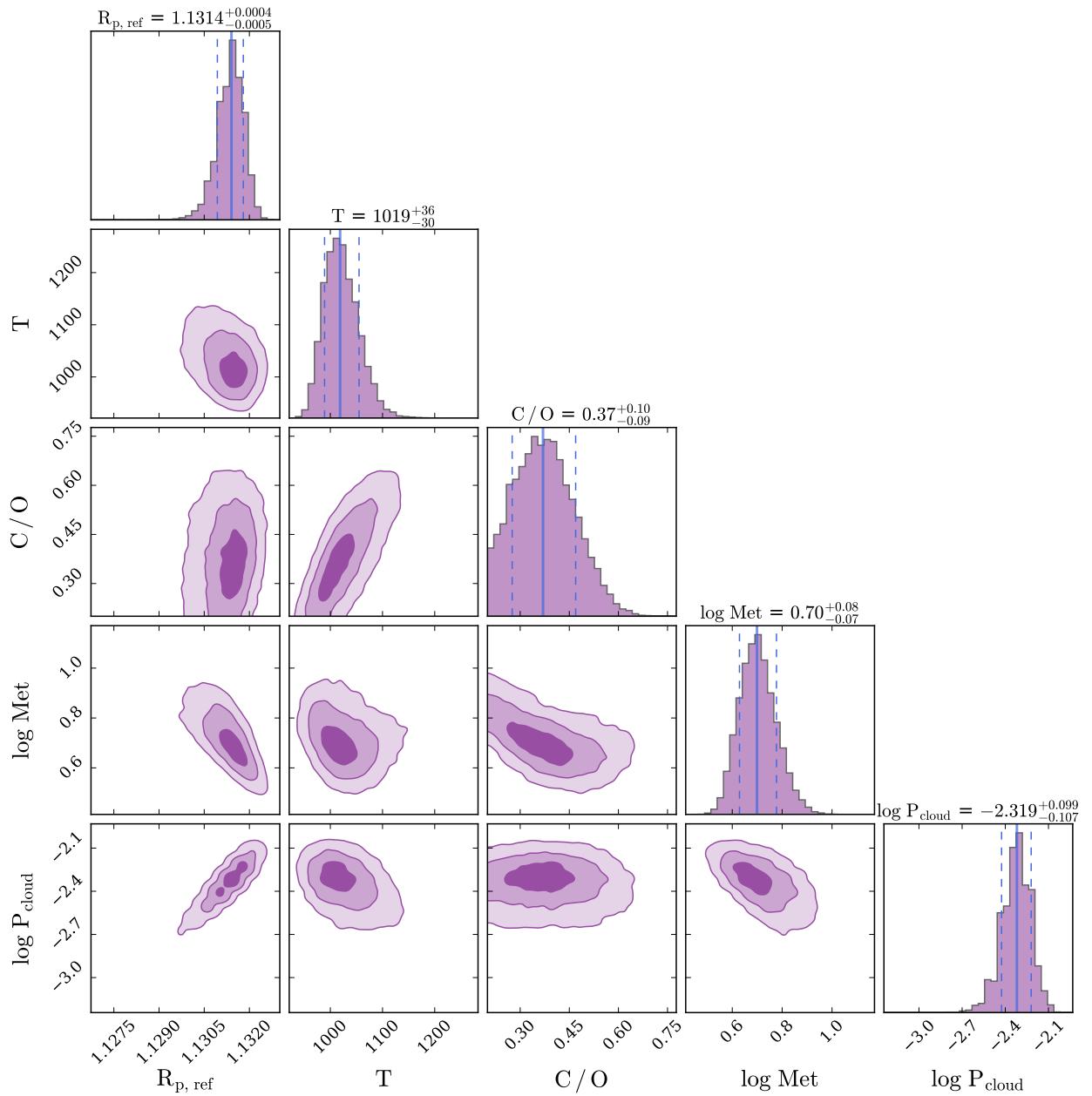


Figura 6.12: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de HD 189733b que muestra las respectivas correlaciones entre los parámetros libres del modelo y distribuciones marginalizadas de cada uno de estos.

- Devuelve un valor de  $\log P_{\text{cloud}}$ , cuyo radio de referencia asociado ( $R_{p,\text{ref}}$ ) es comparable con el reportado en la literatura.
- El espacio de parámetros de este escenario está correctamente muestrreado, ya que todas las distribuciones caen dentro de los valores límite utilizados por POSEIDON y presentan un único máximo.
- Lo más significativo de todo es que, a pesar de la detección de  $\text{H}_2\text{S}$  ( $\sim 5\sigma$ ), el espectro de transmisión del planeta no presenta estructuras asociadas al  $\text{SO}_2$ .

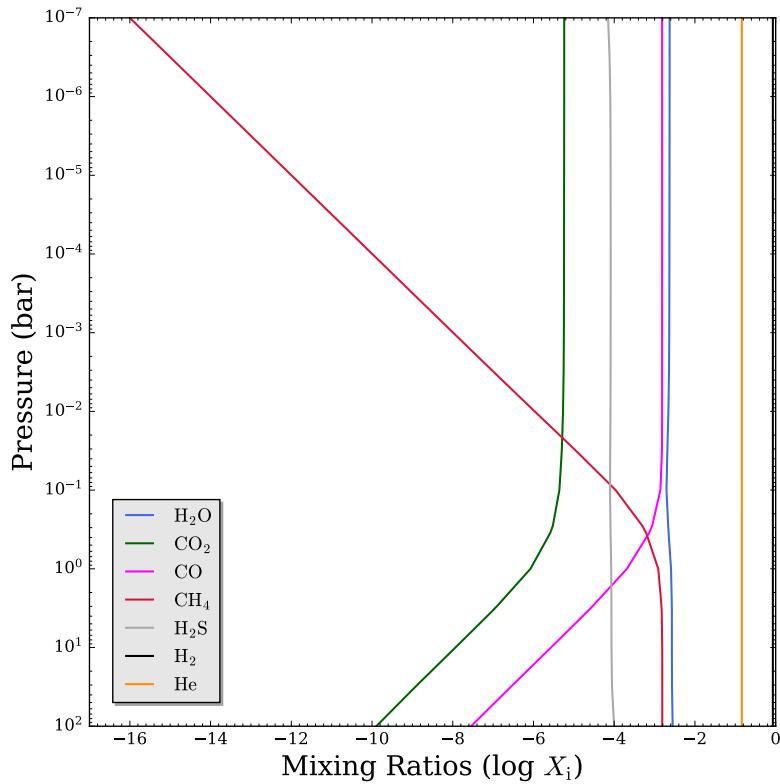


Figura 6.13: Perfiles de abundancia para las diferentes elementos químicos en la atmósfera de HD 189733b en el escenario de equilibrio termoquímico-isotérmico.

## 6.3. K2-18b

El siguiente planeta estudiado fue K2-18b. Este orbita su estrella anfitriona, de tipo M2.5V, con un período de aproximadamente 33 días. Posee una masa de  $M_p = 8.63 \pm 1.35 M_\oplus$ , un radio de  $R_p = 2.23 \pm 0.25 R_\oplus$  y una temperatura de equilibrio de  $T_{eq} = 272 \pm 15$  K ([Montet et al., 2015](#)). A diferencia de los exoplanetas anteriormente estudiados, que eran gigantes gaseosos calientes, K2-18b es tipo súper-Tierra. Además, [Madhusudhan et al. \(2021\)](#) clasificaron a este exoplaneta como un posible candidato a planeta hiceánico. Esto último supondría una superficie cubierta por océanos profundos de agua y una atmósfera rica en  $H_2$ .

### 6.3.1. Datos y observaciones

El espectro de transmisión de K2-18b obtenido por el JWST con los instrumentos NIRISS y NIRSpec en el rango de  $\lambda = 0.9 - 5.2 \mu\text{m}$  fue presentado por [Madhusudhan et al. \(2023\)](#), donde se observó el tránsito del planeta una vez con cada instrumento. La primera observación se realizó el 20 de enero de 2023 con el instrumento NIRSpec en el modo BOTS, utilizando el grisoma G395H, que tiene una resolución nativa de  $R \sim 2700$ , cubriendo el rango de longitud de onda de 2.73 hasta  $5.17 \mu\text{m}$ . Sin embargo, en este modo existe un intervalo en longitud de onda entre 3.72 y  $3.82 \mu\text{m}$  sin datos. La observación estuvo compuesta por 1625 integraciones, con un tiempo total de exposición de 5.3 horas, equivalente al doble del tiempo de tránsito esperado para K2-18b. La segunda observación se llevó a cabo el 1 de junio de 2023 con el instrumento NIRISS en el modo SOSS, obteniendo un espectro con  $R \sim 700$  en el rango de  $\lambda = 0.85 - 2.85 \mu\text{m}$ . Esta observación constó de 648 integraciones, lo que dio un tiempo total de exposición de 4.9 horas.

El espectro de transmisión obtenido con dichas observaciones puede verse en la Figura 6.14. En este espectro de alta resolución, a simple vista resulta difícil identificar estructuras. Además, puede

observarse que la profundidad de tránsito del planeta tiene un valor medio de aproximadamente 0.003, o 0.3 %. Esto representa un orden de magnitud menos en profundidad en comparación con los otros planetas analizados anteriormente, donde la profundidad de tránsito promediaba el 2 %. Para obtener un espectro de transmisión con estructuras, es necesario poder medir variaciones de flujo alrededor de este valor de profundidad. Por lo que, tanto la obtención como el análisis de un espectro con estas características resultan ser un desafío.

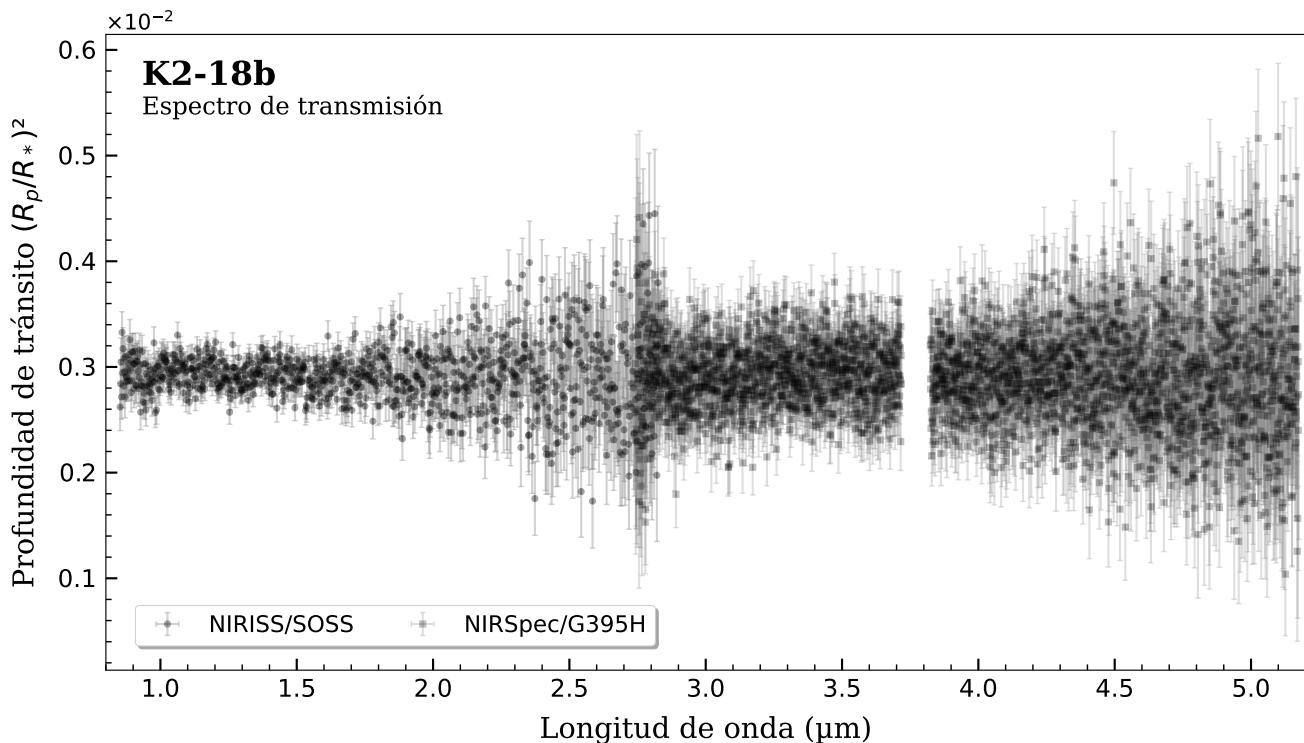


Figura 6.14: Espectro de transmisión de K2-18b de resolución nativa. Los círculos ( $\lambda = 0.85 - 2.85 \mu\text{m}$ ) representan los datos obtenidos con el instrumento NIRISS/SOSS y poseen una resolución espectral nativa de  $R \sim 700$ . Los cuadrados ( $\lambda = 2.73 - 5.17 \mu\text{m}$ ) representan los datos obtenidos con el instrumento NIRSpec/G395H y tienen una resolución nativa de  $R \sim 2700$ .

### 6.3.2. Análisis del espectro

Como se mencionó en la sección 4.4, estudios previos en la literatura sugieren la posible presencia de dimetilsulfuro (DMS) en el espectro de K2-18b obtenido por el JWST. Esta es una de las características más interesantes de este planeta y constituye el enfoque principal de nuestro análisis. Para abordar esta cuestión, se realizó un estudio detallado de los residuos resultantes del ajuste de un modelo al espectro de transmisión observado, con el objetivo de identificar posibles huellas espectrales que pudieran estar asociadas a la presencia de DMS. Cabe destacar que, al momento de realizar este trabajo, la base de datos de opacidades de POSEIDON no incluye las secciones eficaces de absorción para el DMS, lo que llevó a adoptar este enfoque alternativo para explorar su posible detección.

Para el análisis del espectro, se incluyó la presencia de  $\text{CO}_2$ ,  $\text{CH}_4$  y nubes, suponiendo una atmósfera rica en  $\text{H}_2$ . Estudios previos, como los realizados por Tsiaras et al. (2019), basados en datos obtenidos por el HST en el infrarrojo cercano (1.1–1.7  $\mu\text{m}$ ), sugerían la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$  en la atmósfera de K2-18b. Sin embargo, Bézard et al. (2022) y Blain et al. (2021) señalaron una fuerte degeneración entre  $\text{H}_2\text{O}$  y  $\text{CH}_4$  en la banda de observación del HST WFC3, lo que hizo inconcluente la inferencia previa de la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$ . Con las observaciones obtenidas por el

JWST, [Madhusudhan et al. \(2023\)](#) no detectaron la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$  en K2-18b, a pesar de que este elemento puede producir fuertes absorciones entre  $\lambda = 0.9 - 5.2 \mu\text{m}$ . Debido a estos estudios previos y al hecho de que se trata de un espectro de alta resolución, cuyo modelado conlleva un gran costo computacional, se decidió no incluir la presencia de  $\text{H}_2\text{O}$  en nuestro análisis de K2-18b.

En la Figura 6.15, se presentan los cinco escenarios atmosféricos estudiados. Los punto grises corresponden a los datos bineados del instrumento NIRISS/SOSS con una resolución de  $R \sim 20$  y los de NIRSpec con  $R \sim 55$ , extraídos del trabajo de [Madhusudhan et al. \(2023\)](#), para una mejor visualización de los modelos. Cabe destacar que, tanto en este trabajo como en los estudios previos que utilizan los datos del JWST, los modelos se obtuvieron ajustando los datos con la resolución nativa asociada al instrumental utilizado. En la misma figura se observa que los modelos no presentan diferencias claras a simple vista entre sí. No obstante, se optó por el escenario isoquímico-isotérmico, dado que este fue el que produjo el valor más bajo de  $\chi^2_{\text{red}}$  (ver Tabla 6.10). Su distribución de probabilidad posterior mostró un mejor comportamiento en comparación con los demás escenarios. Esto se puede observar al comparar la Figura 6.17 con las figuras del Apéndice D de K2-18b. El espectro de transmisión sintético de este escenario se muestra en la Figura 6.16.

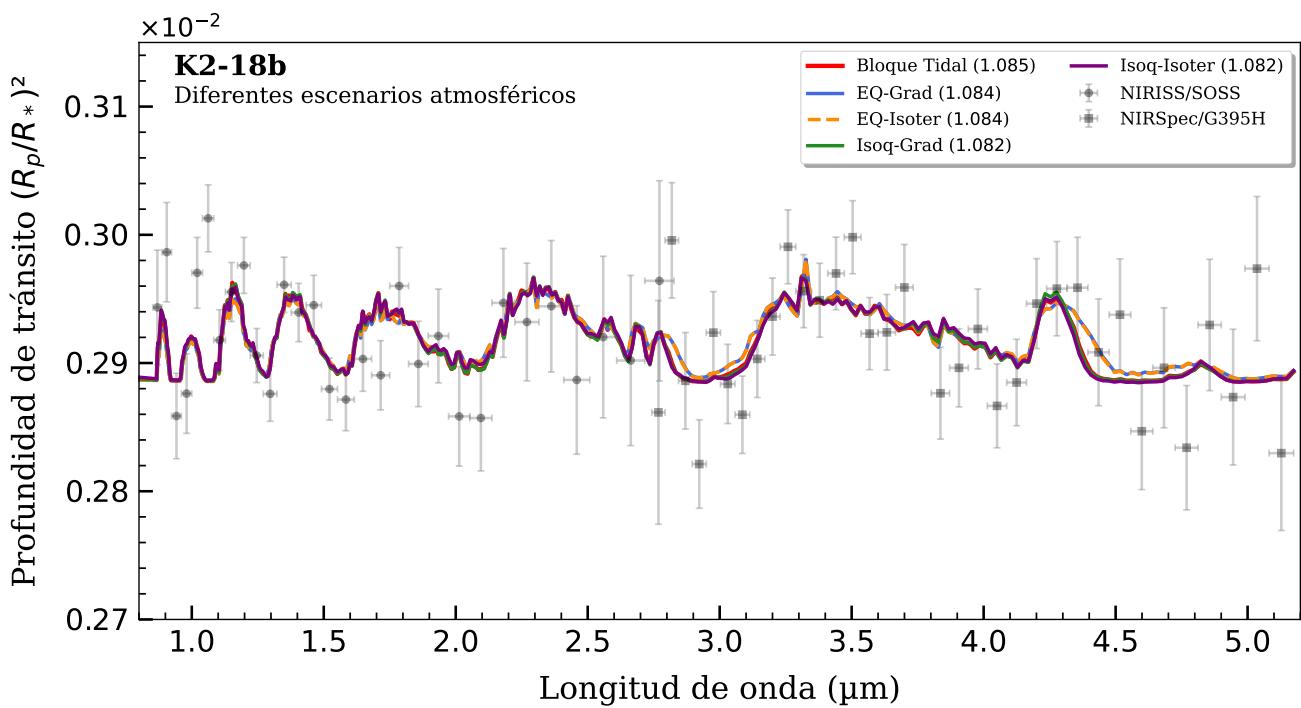


Figura 6.15: Comparación entre los diferentes modelos analizados para K2-18b del espectro obtenido por el instrumento NIRSpec/G395H y NIRISS/SOSS. Datos bineados extraídos del trabajo de [Madhusudhan et al. \(2023\)](#) para una mejor visualización de los modelos. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos.

En la Tabla 6.11 se presentan los valores de las detecciones para las tres componentes consideradas en este análisis. Se observa una fuerte detección de  $\text{CH}_4$  con casi  $6\sigma$ , ya que el metano domina la mayoría de las estructuras presentes en el espectro. Sin su inclusión, el espectro resulta casi plano, como se puede observar en la Figura C.10. Por otro lado, se encuentra una débil detección para el  $\text{CO}_2$  ( $0.9\sigma$ ), dado que este elemento únicamente produce una estructura significativa alrededor de  $\lambda = 4.3 \mu\text{m}$ , una región en la que los datos presentan alta dispersión, lo cual podría dificultar su detección. Finalmente, se obtiene una detección de la contribución de la nube de aproximadamente  $1.8\sigma$ .

En la Figura 6.17 se observa que la distribución marginal de la presión de la nube presenta

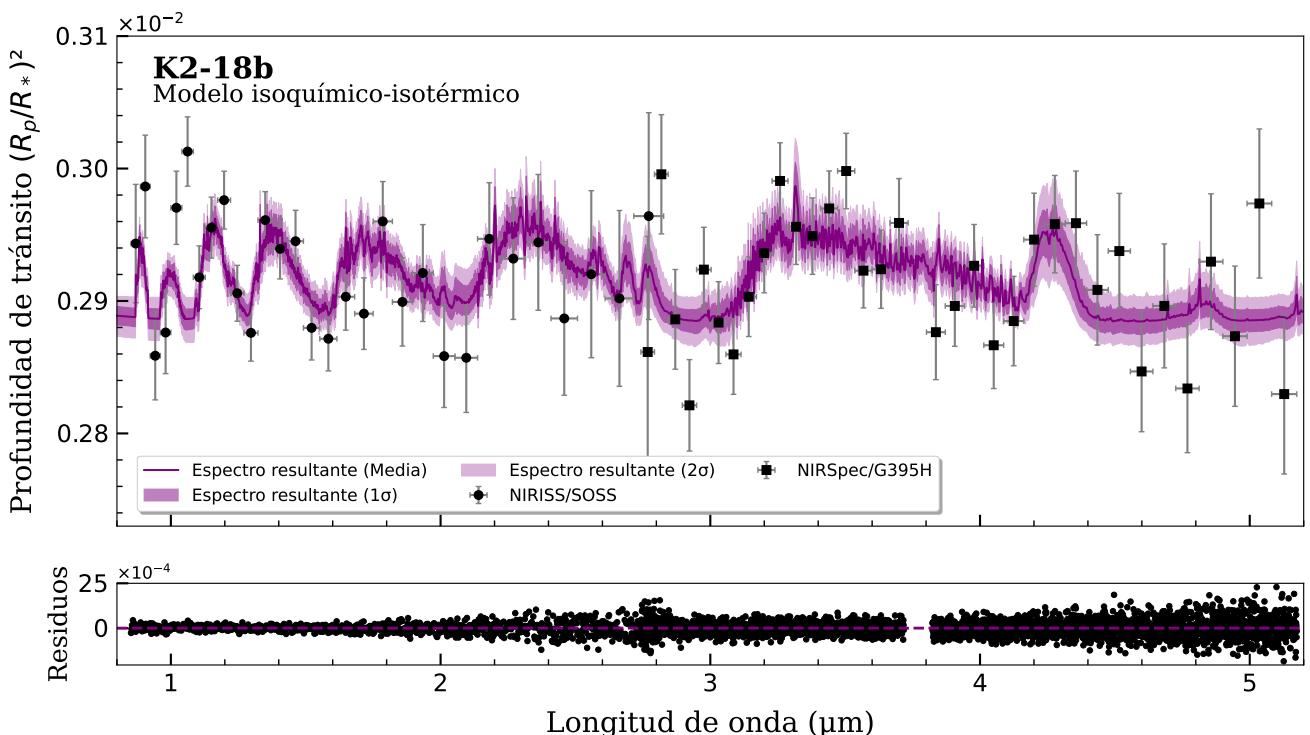


Figura 6.16: Panel superior: Espectro de transmisión bineado de K2-18 combinando los datos de NIRISS/SOSS (círculos negros) y NIRSpec/G395H (cuadrados negros). En color violeta el espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico obtenido de ajustar los datos con resolución nativa a partir de los valores medios de los parámetros libres con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuo del ajuste del espectro sintético a los datos con resolución nativa.

una “cola”. Esto hace que el valor medio de la distribución no coincida con el máximo de la misma. Por ende, para la determinación del radio de opacidad infinita del planeta, se tomó  $\log P_{\text{cloud}} = -1.61$  bares, que corresponde al valor del máximo. Se obtuvo un radio de referencia de  $R_{p,\text{ref}} = 2.41 \pm 0.01 R_{\oplus}$ . Este valor es comparable con el radio del planeta  $R_p = 2.23 \pm 0.25 R_{\oplus}$  reportado por Montet et al. (2015). Sin embargo, existe una diferencia entre los valores medios de estos radios. Esta diferencia podría deberse a que la determinación del radio ( $R_p$ ) se realizó a partir de la curva de luz obtenida con la misión K2. Este telescopio emplea un filtro de banda ancha centrado en los 6641 Å, pero que cubre un rango desde los 4194 hasta los 9070 Å<sup>3</sup>. Por lo tanto, la curva de luz podría estar afectada por absorciones de diferentes moléculas, como el CH<sub>4</sub> en este caso, lo que alteraría la profundidad del tránsito y, en consecuencia, la medición del radio del planeta en el rango óptico. No obstante, se considera que dicha diferencia está influenciada

<sup>3</sup><http://svo2.cab.inta-csic.es/svo/theory/fps3/index.php?id=Kepler/Kepler.K>

Tabla 6.10: Valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido en este trabajo para los diferentes escenarios atmosféricos de K2-18b.

Datos	Rango y Resolución	Elementos	Valores de $\chi^2$ obtenidos para los diferentes escenarios					
			Isoquímico		Eq termoquímico		Bloqueo Tidal	Otros Trabajos
			Isotérmico	Gradiente	Isotérmico	Gradiente		
Combinado	0.6 - 5.2 μm R ~ 2000	CH <sub>4</sub> , CO <sub>2</sub> y nubes	1.082	1.082	1.084	1.084	1.085	1.080 <sup>1</sup>

(1) Madhusudhan et al. (2023).

Tabla 6.11: Valores de detección para los elementos considerados en el modelado de K2-18b para el escenario isoquímico-isotérmicos.

Elemento	$\text{CO}_2$	$\text{CH}_4$	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	0.93	5.85	1.85

en mayor medida por la dificultad de reproducir mediante modelos el espectro de transmisión de resolución nativa de la atmósfera de K2-18b. Esto se debe a que se trata de un planeta de menor masa y radio en comparación con los anteriores, lo que introduce mayor dispersión en los datos y error en la determinación de los diferentes parámetros.

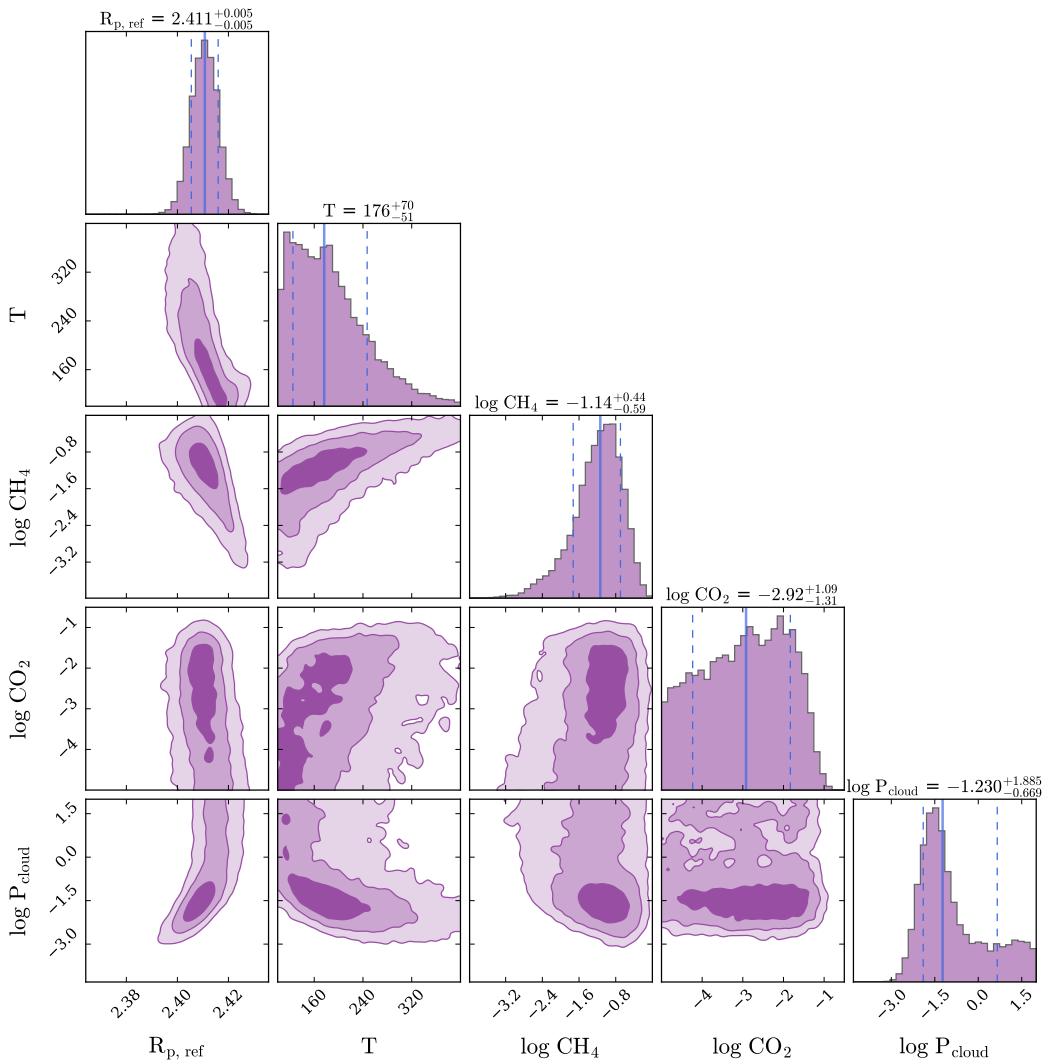


Figura 6.17: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de K2-18b que muestra las respectivas correlaciones entre los parámetros libres del modelo y distribuciones marginalizadas de cada uno de estos.

En la Tabla 6.12 se muestra que la temperatura media determinada para K2-18b es de  $T = 176.3^{+70.5}_{-51.3}$  K. Si bien esta no es comparable con la temperatura de equilibrio calculada para este planeta, que es  $T_{\text{eq}} = 272 \pm 15$  K (Montet et al., 2015), la discrepancia no es tan considerable entre ambos valores. Se observa que la atmósfera de K2-18b tiende a ser más fría que la de los demás planetas analizados en este trabajo. Esto es consistente con el hecho de que este planeta

Tabla 6.12: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura 6.17.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_\oplus$ ]	T [K]	$\log \text{CH}_4$	$\log \text{CO}_2$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$2.41^{+0.01}_{-0.01}$	$176.3^{+70.5}_{-51.3}$	$-1.14^{+0.44}_{-0.59}$	$-2.92^{+1.09}_{-1.31}$	$-1.23^{+1.89}_{-0.67}$

se encuentra más lejos de su estrella huésped en comparación con el resto de la muestra, con un semi-eje mayor de aproximadamente 0.15 UA. Mientras que el resto de los planetas tiene un semi-eje mayor promedio de aproximadamente 0.03 UA, lo que representa casi una diferencia de media magnitud respecto a K2-18b.

Finalmente, a partir del VMR de los elementos considerados en el modelado de este planeta, presentados en la Tabla 6.12, es posible obtener el porcentaje de abundancia de estos elementos, junto con el que compone el grueso de la atmósfera. De este modo, el H<sub>2</sub> constituye aproximadamente el 92.7% de la atmósfera de K2-18b, seguido de un 7.2% de CH<sub>4</sub> y un 0.12% de CO<sub>2</sub>.

### 6.3.3. Análisis de la presencia de DMS

Se procedió al análisis de los residuos resultantes de la extracción del espectro sintético del modelo isoquímico-isotérmico del espectro de resolución nativa. En primer lugar, se limitó el análisis a los datos a partir de los 3  $\mu\text{m}$  en adelante. Esto debido a que las absorciones más fuertes del DMS se producen alrededor de los  $\lambda = 3.2$  y  $\lambda = 4.5 \mu\text{m}$  (ver Figura B.1, Apéndice B). Este enfoque permitió restringir el rango de búsqueda para una posible componente gaussiana (por simplicidad) asociada a la presencia de este elemento en la atmósfera de K2-18b.

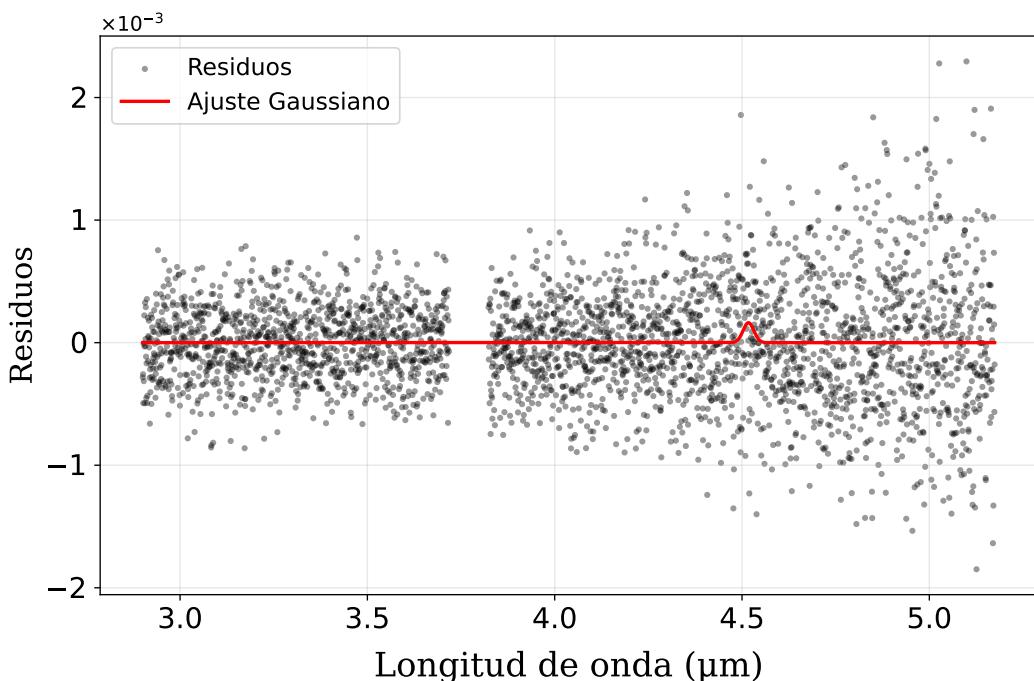


Figura 6.18: Gráfico del análisis de residuos del modelado de K2-18b. En color negro se muestran los residuos de la comparación entre el espectro sintético y los datos con resolución nativa entre  $\lambda = 2.9 - 5.2 \mu\text{m}$ . En color rojo el ajuste gaussiano de la búsqueda de una componente asociada al DMS.

En la Figura 6.18 se muestra el ajuste de los residuos junto con la pequeña componente

gaussiana, la cual está centrada en los  $4.52 \mu\text{m}$ , longitud de onda donde se espera que el DMS absorba. Además, al calcular la media de la profundidad de los residuos antes del ajuste de la componente, se obtiene un valor de  $1.7 \times 10^{-6}$ , mientras que, tras el ajuste, el valor disminuye a  $-4.5 \times 10^{-7}$ . Este cambio se debe a que, antes del ajuste, existe una estructura con cierto valor de profundidad de tránsito, mientras que, después del ajuste, los residuos presentan una media negativa, lo que sugiere la ausencia de estructuras con sentido físico. Este comportamiento podría ser un indicativo de la presencia de DMS. Sin embargo, la amplitud de la componente gaussiana encontrada es de tan solo 0.0002, un valor considerablemente bajo. Estos resultados eran esperables, dado que no se observan estructuras claras en los residuos. Por lo tanto, con estos valores, sería muy difícil afirmar la presencia de DMS.

Por otro lado, en la Tabla 6.10 se observa una diferencia entre los valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenidos en este trabajo y el reportado por [Madhusudhan et al. \(2023\)](#), siendo esto último menor. En su análisis, dichos autores incluye el DMS en el modelado del espectro, a diferencia de nuestro estudio. No obstante, se considera que la diferencia en los valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  podría estar relacionada con el hecho de que [Madhusudhan et al. \(2023\)](#) incorporan el efecto de la bruma o *haze* (efecto que se discutió en el Capítulo 2). La inclusión de este fenómeno incrementa la profundidad de tránsito del modelo obtenido, afectando especialmente el rango de longitudes de onda más cortas, lo que podría mejorar el ajuste y, en consecuencia, disminuir el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$ .

## 6.4. GJ-1132b

El último planeta analizado fue GJ 1132b. Esta a una distancia de 0.016 UA ( $P \sim 1.6$  días) de su estrella anfitriona de tipo espectral M3.5. Posee una masa de  $M_p = 1.84 \pm 0.19 M_\oplus$ , un radio de  $R_p = 1.19 \pm 0.04 R_\oplus$  y una temperatura de equilibrio de  $T_{\text{eq}} = 583.8^{+11.0}_{-8.5} \text{ K}$  ([Xue et al., 2024](#)). Por sus características, este planeta esta clasificado como un tipo Tierra.

### 6.4.1. Datos y observaciones

La búsqueda de atmósferas en exoplanetas rocosos, como GJ 1132b, requiere llevar las observaciones hasta los límites de la capacidad actual, incluso para los candidatos más prometedores, que son aquellos planetas que orbitan estrellas de tipo M. Las características esperadas en los espectros de transmisión tienen una amplitud prevista de menos de 20 ppm. Estos valores están muy cerca del nivel de ruido estipulado para los instrumentos del JWST ( $\sim 20$  ppm para NIRISS,  $\sim 9$  ppm para NIRCam y  $< 10$  ppm para NIRSpec), como se explica en el trabajo de [May et al. \(2023\)](#). Esta similitud entre las características espectrales y el nivel de ruido exige especial precaución antes de afirmar una detección atmosférica. En particular, la repetibilidad de cualquier señal entre visitas con el mismo instrumento es fundamental para confirmar que las características observadas son originadas por la atmósfera del planeta.

GJ 1132b fue observado por el JWST en dos oportunidades o visitas, ambas utilizando el instrumento NIRSpec/G395H. Las visitas se llevaron a cabo los días 25 de febrero y 5 de marzo de 2023. Cada una de estas tuvo una duración de 3.06 horas centradas en el momento del tránsito, resultando en 814 integraciones por visita. Con esto, se obtuvieron dos espectros de transmisión entre  $\lambda = 2.8 - 5.2 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \sim 100$ .

En la Figura 6.19 se presentan los espectros de transmisión resultantes de ambas visitas, donde se observan diferencias entre ellos. [May et al. \(2023\)](#), luego de un detallado análisis, concluyen que la Visita 1 contiene evidencia marginal que sugiere la presencia de estructuras en el espectro. En cambio, la Visita 2 es estadísticamente consistente con un espectro sin estructuras. Dichos autores analizaron distintos escenarios que podrían generar un efecto similar. Entre ellos, consideraron la presencia de una mancha estelar no oculta que contamine el espectro de transmisión

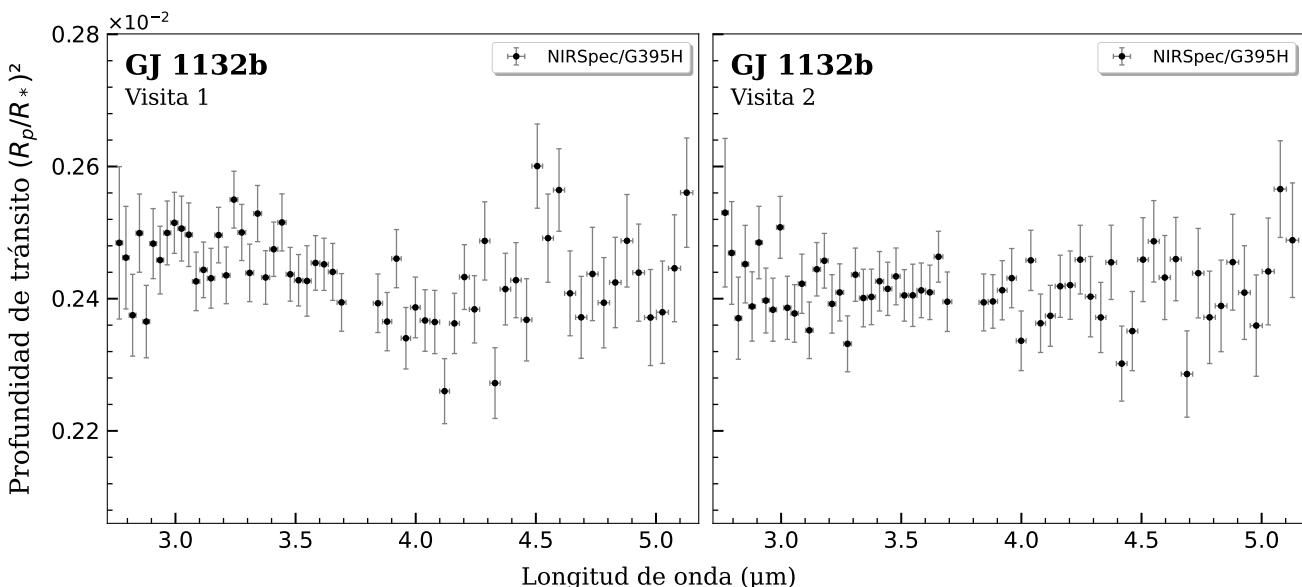


Figura 6.19: Espectros de transmisión de GJ 1132b obtenidos con NIRSpec/G395H para ambas visitas realizadas por el JWST.

y la posibilidad de una atmósfera variable debido a efectos de bloqueo tidal. No obstante, también mencionan que estas diferencias entre las visitas podrían deberse a fluctuaciones de ruido aleatorias, las cuales habrían tomado la desafortunada forma de características espectrales en la Visita 1. Sin embargo, sin una tercera observación de GJ 1132b en estas longitudes de onda, es imposible determinar cuál de las dos visitas refleja la verdadera naturaleza del planeta.

Teniendo en cuenta lo anteriormente mencionado, en este trabajo, al igual que en el de [May et al. \(2023\)](#), se realizó el análisis del espectro de transmisión obtenido en la Visita 1, bajo la suposición de que las estructuras en este son producidas por la atmósfera de GJ 1132b.

#### 6.4.2. Análisis del espectro

Para modelar el espectro de transmisión de GJ 1132b se consideró la presencia de metano ( $\text{CH}_4$ ), óxido nitroso ( $\text{N}_2\text{O}$ ) y nubes, asumiendo una atmósfera dominada por  $\text{H}_2\text{O}$ , de manera similar a lo realizado en [May et al. \(2023\)](#). Se espera que el metano domine en el espectro de transmisión y sea el responsable de la estructura observada en el rango  $\lambda = 3 - 3.5 \mu\text{m}$ . Por otro lado, el  $\text{N}_2\text{O}$  podría ser el causante del aumento de la profundidad de tránsito alrededor de los  $4.55 \mu\text{m}$ . Sin embargo, POSEIDON no dispone, actualmente, de los perfiles de abundancia en función del C/O y metalicidad para el  $\text{N}_2\text{O}$ . Por lo tanto, no se pudo incluir esta molécula en los modelos de equilibrio termoquímico.

En la Figura 6.20, se presentan los cinco modelos analizados. Los escenarios de equilibrio termoquímico, a diferencia de los otros ajustes, subestiman la profundidad de tránsito en  $\lambda = 4.55 \mu\text{m}$ . Esto podría ser un indicio de que dicha estructura está asociada a la presencia de  $\text{N}_2\text{O}$ . Por otro lado, los tres modelos restantes reproducen el espectro de manera similar. La Tabla 6.13, lista los valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenidos para los diferentes modelos. Si bien el escenario isoquímico-gradiante obtiene el menor  $\chi^2_{\text{red}}$ , las distribuciones de  $T_{\text{deep}}$  y  $P_{\text{cloud}}$  no son bien comportadas (ver Figura D.45). Por lo tanto, se optó por el modelo isoquímico-isotérmico para realizar el análisis de las detecciones. El espectro de transmisión sintético de este escenario se presenta en la Figura 6.21.

Los valores de detección de las componentes incluidas en el modelo se presentan en la Tabla 6.14. Los cambios en el modelo al excluir cada una de ellas se grafican en la Figura C.11 en el

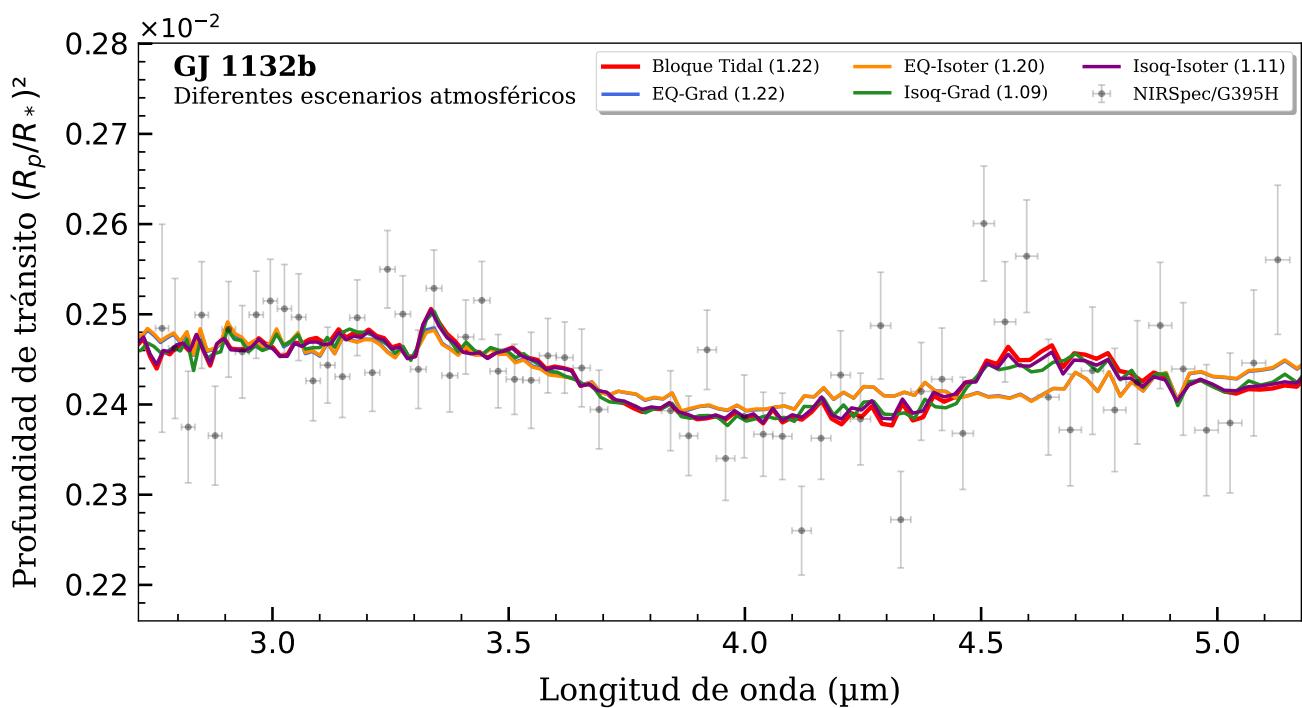


Figura 6.20: Comparación entre los diferentes modelos analizados para GJ 1132b del espectro obtenido por el instrumento NIRSpec/G395H. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido para cada uno de ellos.

Tabla 6.13: Valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido en este trabajo para los diferentes escenarios atmosféricos de GJ 1132b.

Datos	Rango y Resolución	Elementos	Valores de $\chi^2$ obtenidos para los diferentes escenarios					
			Isoquímico		Eq termoquímico		Bloqueo Tidal	Otros Trabajos
			Isotérmico	Gradiente	Isotérmico	Gradiente		
NIRSpec/G395H	2.7 - 5.2 $\mu\text{m}$ R $\sim 100$	CH <sub>4</sub> , N <sub>2</sub> O y nubes CH <sub>4</sub> y nubes	1.11	1.09	1.20	1.22	1.22	1.13 <sup>1</sup>

(1) [May et al. \(2023\)](#).

Apéndice C. Dadas las pocas estructuras presentes en el espectro y su baja resolución, solo se ha podido establecer una débil detección de las componentes incluidas, siendo la más significativa la del CH<sub>4</sub> con un valor de  $4\sigma$ . El indicio de la posible presencia de N<sub>2</sub>O ( $2.4\sigma$ ) es interesante, ya que este elemento, como se mencionó en el Capítulo 4, puede estar vinculado a agentes biológicos. Por último, la inclusión de nubes en el modelado no produjo un aporte significativo a la hora de reproducir el espectro observado, obteniendo un bajo valor de detección de casi  $1\sigma$ .

La Figura 6.22 muestra la distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico. La Tabla 6.15 lista los valores encontrados para los parámetros libres de dicho modelo. Se determinó una temperatura media de la atmósfera de aproximadamente 1100 K. Este valor es significativamente diferente a la temperatura de equilibrio correspondiente a GJ 1132b, calculada en aproximadamente 300 K (Bonfils et al., 2018). Sin embargo, existen trabajos, como Schaefer et al. (2016), que proponen que este planeta podría estar cubierto por océanos de magma. De ser así, la temperatura encontrada en este trabajo sería compatible con dicho escenario. Por otro lado, la distribución de probabilidad posterior de modelo isoquímico-isotérmico no presenta un máximo claro para el parámetro log  $P_{\text{cloud}}$  (ver Figura 6.22). El hecho de no tener este valor imposibilita

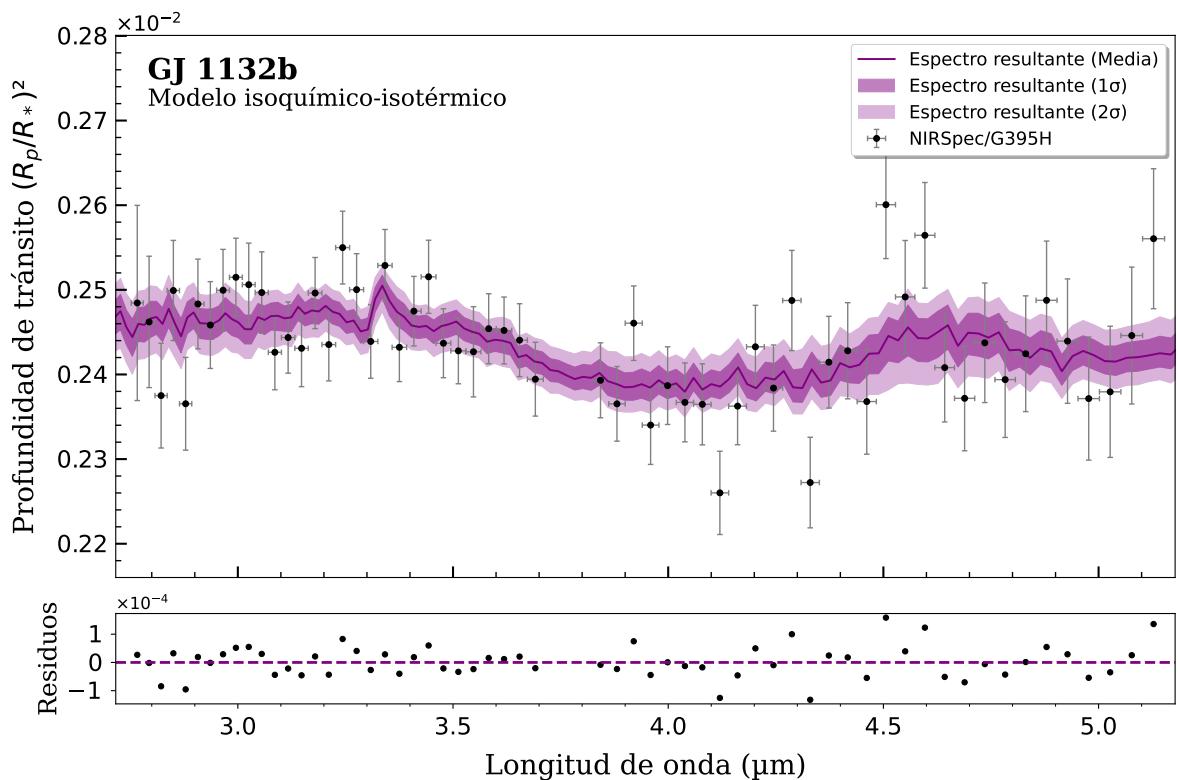


Figura 6.21: Panel superior: Espectro de transmisión de GJ 1132b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H (puntos negros). En color violeta el espectro sintético del escenario isoquímico-isotérmico con su respectivos errores de 1 y  $2\sigma$  en violeta más claro. Panel inferior: residuos del ajuste de dicho modelo a los datos.

Tabla 6.14: Valores de detección para los elementos considerados en el modelado de GJ 1132b para los escenarios isoquímico y de equilibrio termoquímico, ambos con perfiles de temperatura-presión isotérmicos.

Elemento	$\text{N}_2\text{O}$	$\text{CH}_4$	Nubes
Detección [ $\sigma$ ]	2.42	4.07	0.98

realizar el análisis sobre a qué radio el planeta se vuelve totalmente opaco a la radiación estelar.

Las características relativamente débiles observadas en el espectro de GJ 1132b, junto con la proximidad a los límites de sensibilidad de los instrumentos actuales, restringen la capacidad de realizar un análisis detallado como en el caso de planetas más masivos. Cabe destacar que se trata de uno de los planetas menos masivos ( $2 \text{ M}_\oplus$ ) con espectros de transmisión conocidos hasta el momento. En el futuro, la mejora en el procesamiento de datos y en la caracterización de los instrumentos del JWST podría aumentar la precisión alcanzada para estos planetas tipo super-Tierra.

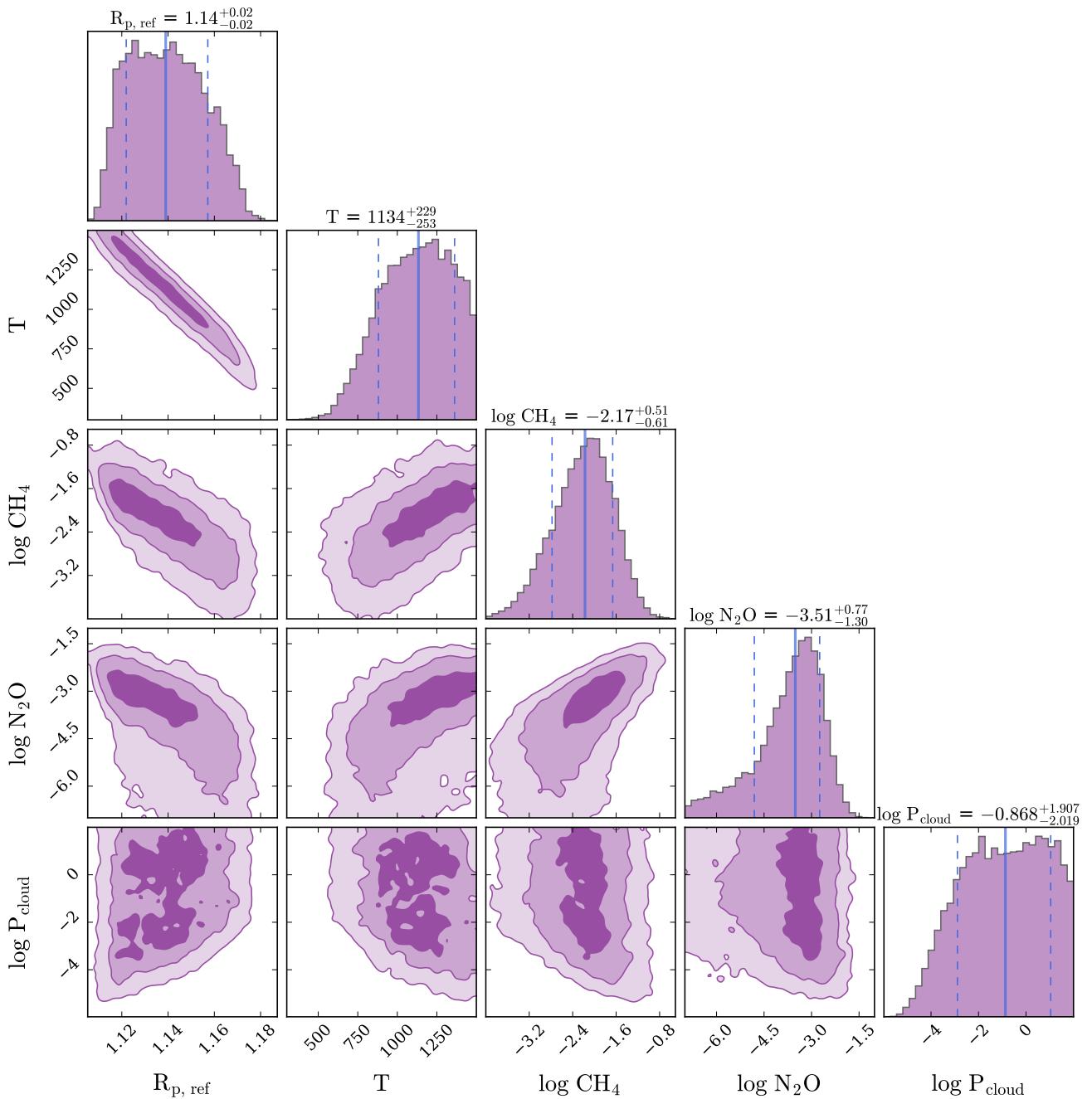


Figura 6.22: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de GJ 1132b obtenido con NIRSpec/G395H que muestra las respectivas correlaciones entre los parámetros libres del modelo y distribuciones marginalizadas de cada uno de estos.

Tabla 6.15: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura 6.22.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_E$ ]	$T$ [K]	$\log \text{CH}_4$	$\log \text{N}_2\text{O}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.14^{+0.02}_{-0.02}$	$1133.8^{+228.6}_{-253.0}$	$-2.17^{+0.51}_{-0.61}$	$-3.51^{+0.77}_{-1.30}$	$-0.87^{+1.91}_{-2.02}$

# Capítulo 7

## Síntesis y Resultados

En este capítulo se resumen los resultados más importantes de las atmósferas de la muestra de planetas analizadas en este trabajo. Para poner en contexto los resultados obtenidos se comparan los mismos con características generales de los planetas extrasolares conocidos y con las de planetas del Sistema Solar. Por último, se realizan breves comentarios sobre los diferentes modelos atmosféricos estudiados en este trabajo y sobre el código empleado, POSEIDON.

En los dos capítulos anteriores se presentaron y analizaron los espectros de transmisión obtenidos por el telescopio espacial James Webb, utilizando los cuatro instrumentos a bordo, de cinco planetas extrasolares. Estos fueron: WASP-39b, WASP-107b, HD 189733b, K2-18b y GJ 1132b. Dichos exoplanetas cubren un amplio rango de masas, desde  $1.13 M_J$  (HD 189733b) hasta casi  $2 M_\oplus$  (GJ 1132b). Esto permitió realizar un estudio y caracterización de atmósferas de una amplia variedad de tipos de exoplanetas, desde un planeta tipo *super-puff* como WASP-107b, de tipo hiceánico como K2-18b, o tipo Tierra como GJ 1132b.

El telescopio espacial James Webb (JWST), con su amplio rangopectral que cubre entre  $\lambda \sim 0.5 - 25 \mu\text{m}$ , combinado con su mejora en sensibilidad, ha sido fundamental para dar el siguiente paso en el estudio de las atmósferas de exoplanetas. En particular para en el rango de masas bajas. Su capacidad para analizar y caracterizar la composición química de estas atmósferas se basa en la absorción de radiación estelar por parte de las moléculas y los elementos atómicos a medida que esta atraviesa la atmósfera planetaria. En el caso de las moléculas, esta absorción ocurre debido a transiciones vibracionales, mientras que, para los elementos atómicos, se deben a transiciones electrónicas. Estas interacciones generan variaciones en el espectro de transmisión observado, permitiendo identificar y comprender los componentes químicos presentes en la atmósfera de los exoplanetas.

El modelado de estos espectros se llevó a cabo utilizando el código POSEIDON, el cual permite estudiar la atmósfera de los planetas bajo diferentes escenarios. Uno de estos escenarios es el isoquímico, en el que se considera que la abundancia de una especie es constante en toda la atmósfera del planeta. Otro escenario es el de equilibrio termoquímico, que supone que las reacciones químicas en la atmósfera han tenido suficiente tiempo para alcanzar el equilibrio. Como resultado, se produce una composición atmosférica estable. Finalmente, el escenario de bloqueo tidal supone que el periodo de rotación del planeta se ha sincronizado con el de traslación. Esto ocurre debido a la corta distancia entre el planeta y su estrella y/o a la gran diferencia entre sus masas. A su vez, POSEIDON permite determinar cuán significativa sería la contribución y los perfiles de abundancia de cada una de las especies químicas incluidas en el modelado. Asimismo, el código estima el perfil de temperatura-presión de la atmósfera, que puede ser isotérmico o tener un gradiente. También determina el radio en el cual la atmósfera se vuelve totalmente opaca a la radiación estelar. Para esto, incluye la posibilidad de modelar la presencia de nubes.

## 7.1. Atmósferas planetarias analizadas: Composición química

Se estudió la atmósfera del exoplaneta WASP-39b, un planeta con una masa de  $0.28 M_J$ , similar a la de Saturno ( $\sim 0.3 M_J$ ), y un radio de aproximadamente  $1.27 R_J$ . Se analizaron cuatro espectros de transmisión individuales obtenidos con los instrumentos NIRSpec/G395H ( $2.7 - 5.2 \mu\text{m}$ ), NIRSpec/PRISM ( $0.5 - 5.2 \mu\text{m}$ ), NIRISS/SOSS ( $0.6 - 2.8 \mu\text{m}$ ) y MIRI/LRS ( $5 - 12 \mu\text{m}$ ), así como un espectro combinado que cubre el rango de  $0.5$  a  $12 \mu\text{m}$ . En estos análisis, se encontró que el escenario isoquímico-isotérmico era el que mejor reproducía los cinco espectros analizados. Se detectaron las presencias de  $\text{H}_2\text{O}$  ( $> 50\sigma$ ),  $\text{CO}_2$  ( $28.8\sigma$ ),  $\text{CO}$  ( $7.6\sigma$ ),  $\text{SO}_2$  ( $6.6\sigma$ ),  $\text{Na}$  ( $17.3\sigma$ ) y  $\text{K}$  ( $8.7\sigma$ ). Además, se obtuvo una detección marginal de  $\text{CH}_4$  ( $5.0\sigma$ ) y  $\text{H}_2\text{S}$  ( $4.4\sigma$ ), lo que indica la posible presencia de estas moléculas en la atmósfera de este planeta.

Posteriormente, se estudió el planeta WASP-107b, clasificado como un planeta *super-puff*, dado que posee un radio cercano al de Júpiter, pero con solo la décima parte de su masa. Esto lo convierte en un planeta significativamente menos denso en comparación. Se analizaron dos espectros individuales obtenidos con el instrumento NIRSpec/G395H ( $2.7 - 5.2 \mu\text{m}$ ) y el NIRCam ( $2.4 - 5.0 \mu\text{m}$ ), además de un espectro de amplio rango, construido al combinar los datos de NIRCam con los de MIRI/LRS, abarcando desde  $\lambda = 2.4 \mu\text{m}$  hasta  $\lambda = 11.8 \mu\text{m}$ . Estos espectros de transmisión fueron mejor reproducidos por el escenario isoquímico-isotérmico. Se obtuvieron fuertes detecciones de  $\text{CO}_2$  ( $33.8\sigma$ ),  $\text{H}_2\text{O}$  ( $25.3\sigma$ ) y  $\text{SO}_2$  ( $16.5\sigma$ ), señales significativas de  $\text{CH}_4$  ( $8.1\sigma$ ) y  $\text{H}_2\text{S}$  ( $5.9\sigma$ ), e indicios de  $\text{CO}$  ( $3.4\sigma$ ) y  $\text{NH}_3$  ( $1.4\sigma$ ).

En el caso del planeta tipo Júpiter caliente, HD 189733b, se analizó el espectro de transmisión de NIRCam entre  $\lambda = 2.4 - 5.0 \mu\text{m}$ . Este planeta fue el único de nuestra muestra donde el modelo de equilibrio termoquímico con perfil isotérmico reprodujo mejor al espectro observado. Se detectó la presencia de  $\text{CO}_2$  ( $24.5\sigma$ ),  $\text{H}_2\text{O}$  ( $18.0\sigma$ ) y  $\text{CO}$  ( $7.9\sigma$ ), se obtuvo una detección baja para  $\text{H}_2\text{S}$  ( $4.7\sigma$ ) y no se detectó la presencia de  $\text{CH}_4$ .

K2-18b es un planeta que, debido a su masa ( $\sim 8.6 M_\oplus$ ), su radio ( $\sim 2.2 R_\oplus$ ) y su temperatura de equilibrio ( $\sim 270 \text{ K}$ ), ha sido clasificado como candidato a planeta hiceánico, es decir, que podría poseer una superficie cubierta por océanos de agua y una atmósfera rica en  $\text{H}_2$ . Se analizó un espectro de transmisión construido a partir de la combinación de datos obtenidos por los instrumentos NIRISS/SOSS ( $0.85 - 2.85 \mu\text{m}$ ) y NIRSpec/G395H ( $2.7 - 5.2 \mu\text{m}$ ). El mismo fue mejor reproducido por el modelo isoquímico-isotérmico, y se detectó la presencia de  $\text{CH}_4$  con una señal de  $5.8\sigma$ , además de indicios de  $\text{CO}_2$  con una señal cercana a  $1\sigma$ . En este trabajo no se detectó la contribución del DMS en el espectro de transmisión, pero tampoco se puede descartar la presencia de esta molécula.

Por último, se estudió el planeta GJ 1132b, que, debido a su masa de aproximadamente  $1.8 M_\oplus$ , es clasificado como un tipo Tierra. Se analizó el espectro de transmisión obtenido por el instrumento NIRSpec/G395H durante la primera visita del JWST, el cual, a diferencia del obtenido en la segunda, presentaba estructuras. Este espectro cubre el rango de longitud de onda de  $2.8 - 5.2 \mu\text{m}$ . El modelo isoquímico-isotérmico fue el que mejor reprodujo las estructuras presentes en dicho espectro y permitió determinar, de manera marginal, la presencia de  $\text{CH}_4$  ( $4.1\sigma$ ) y  $\text{N}_2\text{O}$  ( $2.4\sigma$ ). Sin embargo, se está a la espera de una tercera visita al sistema para poder ser más concluyentes sobre la composición química de la atmósfera de este planeta.

La Tabla 7.1 resume los valores de detección obtenidos para la muestra de exoplanetas analizada, en la cual se estudiaron un total de nueve moléculas y dos elementos atómicos:  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{SO}_2$ ,  $\text{CH}_4$ ,  $\text{H}_2\text{S}$ ,  $\text{NH}_3$ ,  $\text{N}_2\text{O}$ , DMS, Na y K. En esta tabla, si la molécula no fue incluida en el análisis de un planeta, se indica con un “-”, si la molécula fue incluida pero no detectada, se señala con “N.D.”, y la palabra “bulk” significa que ese elemento se consideró como el principal componente de la atmósfera.

A partir de la Tabla 7.1, se observa que las moléculas dominantes en las atmósferas de los gigantes gaseosos de la muestra, después de las que conforman la mayor parte de la misma ( $H_2$  y He), fueron  $H_2O$  y  $CO_2$ , con altos valores de detección en los tres planetas y como fuentes de las estructuras más destacadas en los espectros. El  $CH_4$  resultó ser un elemento más complejo de detectar en los gigantes gaseosos de lo esperado, ya que solo se obtuvo una señal clara en el caso de WASP-107b. Sin embargo, fue detectado en los espectros de los dos planetas menos masivos de la muestra. Por otro lado, el  $SO_2$  es un indicador relevante de la actividad fotoquímica en la atmósfera del planeta, el cual produce estructuras más pronunciadas en el infrarrojo medio, facilitando su detección y caracterización. Esto también está estrechamente relacionado con la actividad de la atmósfera, como se observa en los casos de WASP-39b y WASP-107b, en donde para este último se encontraron valores más altos tanto de detección como de abundancia de dicha molécula. Finalmente, no se obtuvieron detecciones claras o concluyentes de moléculas bioindicadoras como el DMS y  $N_2O$ , pero sí posibles indicios de su presencia en K2-18b y GJ 1132b, respectivamente.

Tabla 7.1: Valores de detección, en unidades de  $\sigma$ , para cada una de las moléculas analizadas en los diferentes planetas de la muestra.

Moléculas y elementos	EXOPLANETAS				
	WASP-39b	WASP-107b	HD 189733b	K2-18b	GJ 1132b
$H_2O$	> 50	25.33	18.0	-	<i>bulk</i>
CO	7.59	3.45	7.99	-	-
$CO_2$	28.8	33.8	24.49	0.93	-
$CH_4$	5.03	8.1	N.D.	5.85	4.07
$SO_2$	6.65	16.5	-	-	-
$H_2S$	4.43	5.9	4.7	-	-
$N_2O$	-	-	-	-	2.42
$NH_3$	-	1.37	-	-	-
DMS	-	-	-	N.D.	-
Na	17.32	-	-	-	-
K	8.66	-	-	-	-

La Tabla 7.2 muestra en cuantos planetas extrasolares se ha logrado identificar los compuestos químicos analizados en este trabajo junto con las abundancias de dichos compuesto en los planetas del Sistema Solar. La información para los sistemas extrasolares fue extraída de la base de datos *Exoplanet.eu*. La columna “Extra Solares” presenta la cantidad total de exoplanetas en los que se ha detectado un dado elemento y cómo se distribuye en los diferentes tipos de planetas extrasolares. Cabe destacar que, a la fecha de realización de este trabajo, 109 exoplanetas (de los cuales nuestra muestra forma parte) han presentado la detección de al menos una molécula en su atmósfera, ya sea de las analizadas en este trabajo o no.

En esta tabla se puede observar que las detecciones realizadas con éxito en este trabajo coinciden con elementos que ya habían sido encontrados en otros exoplanetas. El vapor de agua es, con gran diferencia, el elemento más abundante. Por otro lado, las especies químicas más raras

de encontrar en las atmósferas exoplanetarias son el SO<sub>2</sub> y el H<sub>2</sub>S, los cuales han sido detectados en 4 exoplanetas. WASP-107b es el único planeta en el que se ha confirmado la detección de ambos elementos. Finalmente, las moléculas que fueron buscadas en este trabajo y que actualmente tampoco han sido detectadas de manera exitosa en otros planetas extrasolares son el N<sub>2</sub>O y el DMS.

## 7.2. Sistema Solar vs Sistemas Extrasolares: Composición

En la Tabla 7.2, la columna titulada “Sistema Solar”, indica en qué planetas del sistema se ha detectado la presencia de determinadas especies químicas, junto con su abundancia o concentración. Los datos de esta columna fueron extraídos de la página web *Planetary Fact Sheet*<sup>1</sup>. En el caso de Mercurio, se listan los elementos identificados en su exosfera, la cual está compuesta por átomos expulsados de la superficie debido al impacto del viento solar y de meteoritos. Para los planetas extrasolares, no se presentan valores de abundancia, ya que, en la mayoría de los casos, esta información no está disponible o solo ha sido medida en unos pocos objetos.

Tabla 7.2: Composición química de planetas extrasolares y del sistema solar en relación a las moléculas y elementos químicos analizados en este trabajo.

Moléculas y elementos	EXTRA SOLARES					SISTEMA SOLAR
	Total	Júpiteres	Neptunos	Súper Tierra	Tierras	
H <sub>2</sub> O	69	40	14	7	8	Venus (20 ppm), Tierra (~1 %), Marte (210 ppm) y Júpiter (4 ppm)
CO	36	24	8	1	3	Venus (17 ppm) y Marte (0.06 %)
CO <sub>2</sub>	17	6	7	1	3	Venus (96.5 %), Tierra (420 ppm) y Marte (95.1 %)
SO <sub>2</sub>	4	1	3	-	-	Venus (150 ppm)
CH <sub>4</sub>	24	18	6	2	1	Tierra (1.9 ppm), Júpiter (0.3 %), Saturno (0.4 %), Urano (2.3 %) y Neptuno (1.5 %)
H <sub>2</sub> S	4	2	2	-	-	Júpiter (< 1 ppm) <sup>1</sup>
N <sub>2</sub> O	0	-	-	-	-	Tierra (332 ppb) <sup>2</sup>
NH <sub>3</sub>	13	8	2	3	-	Júpiter (260 ppm) y Saturno (125 ppm)
DMS	0	-	-	-	-	Tierra (~ 30 ppt) <sup>3</sup>
Na	29	21	7	-	1	Mercurio (~100 ppm)
K	21	18	2	1	-	Mercurio (~1 ppm)

(1) Joiner et al. (1992), (2) Chiaravallotti et al. (2023), (3) Park et al. (2021).

La comparación entre las columnas correspondientes a los planetas del Sistema Solar y a los exoplanetas revela diferencias en la distribución de las especies químicas estudiadas. Por ejemplo, el H<sub>2</sub>O es la molécula más común en las atmósferas exoplanetarias, como se mencionó anteriormente, con 69 detecciones reportadas. Dentro del Sistema Solar, solo ha sido identificada en Venus, Marte, Júpiter en bajas concentraciones y la Tierra, donde su abundancia alcanza aproximadamente el 1 %. El CO predomina en los exoplanetas tipo Júpiter, con 24 de los 36 casos detectados en este tipo de cuerpos, mientras que, en nuestro sistema, únicamente se encuentra en Marte y Venus. En cuanto al CO<sub>2</sub>, se ha identificado en 17 exoplanetas, principalmente de tipo Júpiter y Neptuno, mientras que en el Sistema Solar está presente en tres de los cuatro planetas

<sup>1</sup><https://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/>

rocosos. En particular, las atmósferas de Venus y Marte están compuestas casi en su totalidad por este gas.

Una marcada diferencia entre ambos grupos de planetas se observa en la detección de Na y K. En los exoplanetas tipo Júpiter y Neptuno, estos elementos han sido identificados con frecuencia, mientras que en el Sistema Solar solo se han registrado en la exosfera de Mercurio, y en concentraciones muy bajas.

Entre las similitudes, el CH<sub>4</sub> ha sido hallado en los cuatro gigantes gaseosos del Sistema Solar y en la Tierra, lo que coincide con su detección en exoplanetas, donde es más común en objetos de tipo Júpiter. Asimismo, el NH<sub>3</sub> ha sido reportado en 13 exoplanetas, de los cuales 8 son de tipo Júpiter, y en el Sistema Solar se encuentra en pequeñas cantidades en los dos planetas más masivos.

Finalmente, al igual que en los exoplanetas, el SO<sub>2</sub> y el H<sub>2</sub>S son compuestos poco frecuentes en el Sistema Solar. El primero solo ha sido identificado en Venus, mientras que para el segundo solo se ha podido establecer un límite superior de abundancia en Júpiter. Por otro lado, algunas moléculas solo han sido detectadas en la Tierra, como el N<sub>2</sub>O y el DMS, ambos presentes en cantidades extremadamente bajas, de aproximadamente 300 y 0.03 ppb, respectivamente ([Park et al., 2021](#); [Chiaravalloti et al., 2023](#)).

### 7.3. Comentarios generales sobre los modelos atmosféricos

En el análisis realizado, se observó que los diferentes escenarios atmosféricos, es decir, de una abundancia isoquímica, de equilibrio termoquímico y de bloqueo tidal, son capaces de reproducir de manera similar los espectros de transmisión observados. Esto indica que el factor más relevante a la hora de modelar dichos espectros es qué elementos químicos se incluyen en los mismos, debido a que, a lo largo de este trabajo, lo único que no se variaba entre los diferentes modelos era la composición química de la atmósfera.

Otra tendencia identificada en este estudio es que los modelos que producen un mejor ajuste de los espectros observados, reflejado en el estadístico  $\chi^2_{\text{red}}$ , son aquellos de una atmósfera isoquímica, particularmente para un perfil T-P isotérmico. Aunque este escenario sea simplificado, permite estudiar y entender la composición química de la atmósfera. Los escenarios de equilibrio termoquímico, por otro lado, son clave para analizar espectros en los cuales no se observan evidencias de procesos fotoquímicos activos en la atmósfera, como es el caso de HD 189733b. Estos modelos permiten comprender con mayor profundidad las atmósferas de los exoplanetas y cómo es la composición de las mismas en regiones más internas, gracias a los perfiles de abundancia no necesariamente constantes.

Los modelos que consideran el bloqueo tidal del planeta reproducen correctamente los espectros observados y ofrecen una mayor complejidad en la descripción de la atmósfera. Sin embargo, esta complejidad los hace menos prácticos. Además, ninguno de los planetas analizados en este trabajo cuenta con una confirmación definitiva de encontrarse en bloqueo tidal, aunque existen indicios que sugieren esta posibilidad. Esto plantea diversos interrogantes, como por ejemplo si los planetas realmente están en una configuración de bloqueo tidal o si los modelos actuales son capaces de extraer esta información de los espectros de transmisión. También se debe considerar la posibilidad de que el impacto del bloqueo tidal en el espectro es tan sutil que los modelos no logren detectarlo.

Otro aspecto a destacar de los modelos atmosféricos actuales es su gran capacidad predictiva. Esto resulta ser una herramienta útil para realizar estudios de carácter puramente teórico sobre planetas que actualmente no tienen observaciones, ya sea porque aún no se han observado o debido a las limitaciones tecnológicas del momento. Un ejemplo de esto es el trabajo de [Kappelmeier et al. \(2024\)](#), en el cual se analiza como cambia el espectro de transmisión al considerar la emisión

térmica del lado nocturno de WASP-33b, un Júpiter ultra-caliente. En el trabajo de [Constantinou & Madhusudhan \(2022\)](#), se genera un espectro simulado para el planeta TOI-732c, un tipo súper-Tierra. En dicho trabajo, se estudia cómo diferentes fenómenos físicos pueden producir un “muteo” del espectro, es decir, la pérdida de estructuras generadas por diferentes elementos químicos en su atmósfera. Además, estos modelos son fundamentales para planificar futuras observaciones con el JWST o para el desarrollo de la nueva generación de telescopios orientados al estudio de atmósferas exoplanetarias.

Por último, POSEIDON resultó ser un código muy útil para realizar estudios de espectros de transmisión de atmósferas exoplanetarias, ya que los resultados de este trabajo fueron compatibles con los de otros estudios previos, en los cuales se utilizaron diferentes códigos. Los análisis realizados, como el de radio de la nube, fueron consistentes con los parámetros físicos conocidos de los planetas de la muestra. Además, POSEIDON posee una amplia base de datos de absorciones y de efectos como dispersión de Rayleigh, de Mie, nubes y *haze*, así como una extensa grilla de temperatura, presión, VMR, C/O y metalicidad, lo que permite realizar un estudio detallado de los espectros de transmisión. El hecho de que sus códigos fuente estén escritos en Python, un lenguaje interpretativo, que su funcionamiento esté bien documentado y que su arquitectura interna sea simple, convierte a POSEIDON en un código muy accesible para usuarios orientados al estudio de las cuestiones físicas y químicas de la caracterización de las atmósferas exoplanetarias.

# Referencias

- Addison B., et al., 2019, [PASP](#), **131**, 115003
- Alderson L., Wakeford H. R., Alam M. K., Batalha N. E., Lothringer 2023, [Nature](#), **614**, 664
- Anderson D. R., et al., 2017, [A&A](#), **604**, A110
- Benneke B., et al., 2017, [ApJ](#), **834**, 187
- Berta-Thompson Z. K., et al., 2015, [Nature](#), **527**, 204
- Bézard B., Charnay B., Blain D., 2022, [Nature Astronomy](#), **6**, 537
- Blain D., Charnay B., Bézard B., 2021, [A&A](#), **646**, A15
- Bonfils X., et al., 2018, [A&A](#), **618**, A142
- Borucki W. J., et al., 2010, [Science](#), **327**, 977
- Bouchy F., et al., 2005, [A&A](#), **444**, L15
- Brogi M., de Kok R. J., Albrecht S., Snellen I. A. G., Birkby J. L., Schwarz H., 2016, [ApJ](#), **817**, 106
- Buchner J., et al., 2014, [A&A](#), **564**, A125
- Burrows A. S., 2014, [Proceedings of the National Academy of Science](#), **111**, 12601
- Burrows A., Volobuyev M., 2003, [ApJ](#), **583**, 985
- Chiaravalloti I., et al., 2023, [Frontiers in Climate](#), **5**, 1203043
- Cloutier R., et al., 2017, [A&A](#), **608**, A35
- Constantinou S., Madhusudhan N., 2022, [MNRAS](#), **514**, 2073
- Curiel S., Cantó J., Georgiev L., Chávez C. E., Poveda A., 2011, [A&A](#), **525**, A78
- Dyreka A., et al., 2024, [Nature](#), **625**, 51
- Espinoza N., et al., 2024, [Nature](#), **632**, 1017
- Faedi F., et al., 2011, [A&A](#), **531**, A40
- Feinstein A. D., et al., 2023, [Nature](#), **614**, 670
- Fischer P. D., et al., 2016, [ApJ](#), **827**, 19
- Fu G., et al., 2024, [Nature](#), **632**, 752
- Gordon I. E., et al., 2022, [JQSRT](#), **277**, 107949

- Howell S. B., et al., 2014, [PASP](#), **126**, 398
- Joiner J., Steffes P. G., Noll K. S., 1992, [IEEE Transactions on Microwave Theory Techniques](#), **40**, 1101
- Kappelmeier J. A., MacDonald R. J., Lewis N. K., 2024, [arXiv e-prints](#), p. arXiv:2408.07739
- Kopparapu R. K., et al., 2018, [ApJ](#), **856**, 122
- Kreidberg L., Line M. R., Thorngren D., Morley C. V., Stevenson K. B., 2018, [ApJL](#), **858**, L6
- Lecavelier des Etangs A., Lissauer J. J., 2022, [NewAR](#), **94**, 101641
- Lovis C., Fischer D., 2011, Exoplanets, edited by S. Seager. Tucson, AZ: University of Arizona Press, 2011, 526 pp. ISBN 978-0-8165-2945-2., p.27-53
- MacDonald R. J., 2023, [The Journal of Open Source Software](#), **8**, 4873
- MacDonald R. J., Lewis N. K., 2022, [ApJ](#), **929**, 20
- MacDonald R. J., Madhusudhan N., 2017, [MNRAS](#), **469**, 1979
- Macintosh B., Graham J. R., Barman T., De Rosa R. J., Konopacky Q., Marley M. S., Marois 2015, [Nature](#), **350**, 64
- Madhusudhan N., Piette A. A. A., Constantinou S., 2021, [ApJ](#), **918**, 1
- Madhusudhan N., Sarkar S., Constantinou S., Holmberg M., Piette A. A. A., Moses J. I., 2023, [ApJL](#), **956**, L13
- Mandel K., Agol E., 2002, [ApJL](#), **580**, L171
- Matloff G. L., 1971, [Icarus](#), **15**, 341
- May E. M., et al., 2023, [ApJL](#), **959**, L9
- Mayor M., Queloz D., 1995, [Nature](#), **378**, 355
- Mazeh T., Holczer T., Faigler S., 2016, [A&A](#), **589**, A75
- Montet B. T., et al., 2015, [ApJ](#), **809**, 25
- Park K.-T., et al., 2021, [Global Biogeochemical Cycles](#), **35**, e2021GB006969
- Perryman M., 2018, The Exoplanet Handbook, 2 edn. Cambridge University Press
- Piaulet C., et al., 2021, [AJ](#), **161**, 70
- Pluriel W., 2023, [Remote Sensing](#), **15**, 635
- Powell D., et al., 2024, [Nature](#), **626**, 979
- Rustamkulov Z., Sing D. K., Mukherjee S., May E. M., Kirk J., Schlawin E., Line 2023, [Nature](#), **614**, 659
- Ryabchikova T., Piskunov N., Kurucz R. L., Stempels H. C., Heiter U., Pakhomov Y., Barklem P. S., 2015, [PhyS](#), **90**, 054005
- Sarkis P., et al., 2018, [AJ](#), **155**, 257
- Schaefer L., Wordsworth R. D., Berta-Thompson Z., Sasselov D., 2016, [ApJ](#), **829**, 63

- Schwieterman E. W., et al., 2018, [Astrobiology](#), **18**, 663
- Seager S., Bains W., Petkowski J. J., 2016, [Astrobiology](#), **16**, 465
- Sedaghati E., et al., 2017, [Nature](#), **549**, 238
- Sing D. K., et al., 2024, [Nature](#), **630**, 831
- Southworth J., 2008, [MNRAS](#), **386**, 1644
- Stassun K. G., Collins K. A., Gaudi B. S., 2017, [AJ](#), **153**, 136
- Stefels J., Steinke M., Turner S., Malin G., Belviso S., 2007, Environmental constraints on the production and removal of the climatically active gas dimethylsulphide (DMS) and implications for ecosystem modelling. Springer Netherlands, Dordrecht, pp 245–275, doi:10.1007/978-1-4020-6214-8\_18, [https://doi.org/10.1007/978-1-4020-6214-8\\_18](https://doi.org/10.1007/978-1-4020-6214-8_18)
- Stevens D. J., Gaudi B. S., 2013, [PASP](#), **125**, 933
- Swain M. R., Vasisht G., Tinetti G., 2008, [Nature](#), **452**, 329
- Tennyson J., et al., 2020, [JQSRT](#), **255**, 107228
- Tsai S.-M., et al., 2023, [Nature](#), **617**, 483
- Tsiaras A., Waldmann I. P., Tinetti G., Tennyson J., Yurchenko S. N., 2019, [Nature Astronomy](#), **3**, 1086
- Wakeford H. R., et al., 2018, [AJ](#), **155**, 29
- Welbanks L., et al., 2024, [Nature](#), **630**, 836
- Wyttenbach A., Ehrenreich D., Lovis C., Udry S., Pepe F., 2015, [A&A](#), **577**, A62
- Xue Q., et al., 2024, [ApJL](#), **973**, L8

# Agradecimientos

Quiero agradecer a la Facultad de Astronomía, Física, Matemática y Computación y a la universidad pública por ofrecer una educación de calidad y darme la oportunidad de formarme en un nivel de excelencia. Al Observatorio Astronómico de Córdoba por el apoyo proporcionado especialmente en los últimos años de formación y por brindarme los recursos necesarios para llevar a cabo mi investigación.

Al Consejo Interuniversitario Nacional por la Beca EVC-CIN de “Estímulo a las vocaciones científicas” que me fue otorgada en los últimos años de la Licenciatura y resultó un apoyo económico importante para la culminación de este trabajo, asistir a congresos y poder divulgar los resultados aquí presentados.

A mis directores del Trabajo Especial, Mercedes y Luciano, les expreso mis agradecimiento por el apoyo y orientación durante todo el tramo final de mi carrera. A personas como Ryan MacDonal, Natasha Batalha y Nestor Espinoza que sin conocerme me brindaron su ayuda para que pueda comenzar a dar mis primeros pasos en la investigación de atmósferas exoplanetarias. Y a todos los excelentes profesores que he tenido a lo largo de mi carrera, sobre todo a Andrea por su gran calidad humana que se volvió uno de las profesoras que más aprecio.

A todas mis amigos y amigas que conocí durante estos años, quienes con su compañía y apoyo hicieron de mi paso por la universidad una experiencia única, inolvidable y enriquecedora tanto a nivel académico pero más importante a nivel personal. Considero que cada uno de ellos aportó a formar la persona que soy a día de hoy y siempre les voy a estar muy agradecido por eso.

Finalmente, a toda mi familia, que siempre me apoyaron en mi decisión de estudiar esto que tanto me apasiona que es la astronomía. Al gigantesco esfuerzo realizado por mi tan querida vieja para llevar esta hermosa familia adelante, que con su ejemplo me motivó día a día para alcanzar este gran logro y que gracias a su increíble forma de ser hoy la tenemos con nosotros. Y a los más pequeños de la familia, Leo y Luna, que en un día malo con un simple abrazo, una sonrisa o un “TETEE” lo transformaban en uno de los buenos.

# Apéndices A

## Pruebas realizadas en WASP-39b

En este apéndice se presentan las pruebas realizadas con el planeta WASP-39b, utilizando, en particular, el conjunto de datos obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H. Los motivos para la elección de dicho conjunto de datos fueron expuestos al comienzo del Capítulo 5. A través de estas pruebas, se exploró un conjunto de valores para algunos parámetros del código POSEIDON y se analizó cómo dichos cambios afectaban a los modelos resultantes y a sus distribuciones de probabilidad posterior. Sin embargo, algunos parámetros del código se mantuvieron fijos durante todas las pruebas y los análisis realizados posteriormente sobre la muestra de exoplanetas del trabajo. Estos parámetros fueron:

- **Pasos en la grilla de (T,P):** Dado que las absorciones de los diferentes elementos dependen de la temperatura y la presión, se debe definir un paso para crear dicha grilla con la que luego se computarán las correspondientes absorciones mediante la interpolación de las presentes en la base. Para este caso, se estableció un valor de paso de temperatura de  $T_{step} = 10$  K y de  $\log P_{step} = 0.2$  para la presión, ya que estos valores establecen un buen balance entre el muestreo de la grilla y el consumo de memoria RAM. Por otro lado, los valores límites para la temperatura se establecieron en los *priors* del modelo y para la presión se establecieron en  $\log P = [-6, 2]$ , rango máximo que alcanza la base de datos de POSEIDÓN.
- **Presión y capas de la atmósfera:** Los valores máximos y mínimos de presión que puede abarcar la atmósfera, es decir, entre su parte inferior y superior, se establecieron de acuerdo al rango de presiones alcanzado por la base de datos. Por lo tanto, la atmósfera puede alcanzar una presión en la parte más interior de 100 bares y de 1  $\mu$ bar en la parte superior. Luego, dicha atmósfera se seccionó en capas, uniformemente espaciadas en  $\log P$ , donde, para este análisis, se estableció un total de 100 capas. Este valor permite realizar estudios de variaciones de temperatura (perfil T-P de tipo gradiente) y de abundancia (perfiles de VMR en equilibrio termoquímico) con cierto nivel de detalle sin tener un consumo excesivo de recursos computacionales.
- **Presión de referencia ( $P_{ref}$ ):** Este valor establece a qué presión se determinará el parámetro libre de  $R_{p,ref}$ . En primera instancia, este valor se fijó de manera arbitraria en  $P_{ref} = 10$  bares. Sin embargo, este parámetro se modifica para el análisis del radio al cual la atmósfera se vuelve totalmente opaca a la radiación estelar, en donde entra en juego el modelado de las nubes. Por lo tanto, en dicho análisis, este valor de presión se estableció igual al valor de  $P_{cloud}$  determinado.

Los parámetros sobre los cuales se realizaron dichas pruebas y análisis fueron principalmente dos. Estos eran los que impactaban más directamente en el tiempo de cómputo necesario para obtener cada modelo. Además, también influían en el consumo de recursos computacionales, como la memoria RAM, requerida para correr dichos modelos. Estos parámetros fueron:

- **Resolución espectral de la base de absorciones ( $R_{base}$ ):** Dado que la base de datos de las absorciones de las diferentes moléculas y elementos atómicos tiene una resolución nativa considerablemente alta ( $R = 10^6$ ), esto genera que computar los modelos con dicha resolución sea muy demandante en cuanto a recursos. Por lo tanto, POSEIDON ofrece la opción de interpolar dichas

absorciones a una resolución menor. Así, se tomó como referencia la resolución del espectro de transmisión analizado, que para este caso era de  $R_{\text{espec}} \sim 600$ , y se multiplicó este valor por un factor de 5, 10, 30, 50, 100 y 150. Cabe mencionar que no fue posible realizar la prueba de igualar la resolución de la base a la del espectro debido a limitaciones del código. En la Tabla A.1, se presentan los valores del estadístico  $\chi^2_{\text{red}}$  para cada uno de estos casos. En ella, se puede observar un decaimiento exponencial de dicho estadístico a medida que se aumenta la resolución de la base. El cambio en el estadístico  $\chi^2_{\text{red}}$  es mucho más significativo cuando se pasa de una resolución x5 a una por x10, pero no tan marcado cuando se pasa de x100 a x150. Además, los recursos necesarios para este último caso son considerablemente superiores a los necesarios para el primero. Por lo tanto, se decidió utilizar  $R_{\text{base}} = 100R_{\text{espec}}$ . Este valor se eligió porque el  $\chi^2_{\text{red}}$  obtenido en este caso es comparable con el reportado por [Alderson et al. \(2023\)](#) para el mismo conjunto de datos, cuyo valor fue  $\chi^2_{\text{red}} = 1.08$ . Además, esta elección permitió lograr un buen balance entre los resultados y los recursos destinados a obtenerlos.

Tabla A.1: Valores de  $\chi^2_{\text{red}}$  para las pruebas de la resolución de la base de datos de absorciones.

$R_{\text{base}} [R_{\text{espec}}]$	x5	x10	x30	x50	x100	x150
$\chi^2_{\text{red}}$	1.53	1.24	1.16	1.10	1.06	1.03

- **Muestreo del espacio de parámetros ( $N_{\text{live}}$ ):** Dado que POSEIDON realiza una exploración del espacio de parámetros, conformado por los parámetros libres correspondientes a cada modelo, es necesario determinar el nivel de detalle con el que se va a muestrear este espacio. La variable  $N_{\text{live}}$  indica la cantidad de partes en las que se segmentará el intervalo asignado en los *priors* para cada uno de los parámetros libres del modelo. Esta variable define, a su vez, el tamaño del paso con el que se explorará dicho espacio.

En este caso, se estudiaron los valores de  $N_{\text{live}} = 400, 800, 1200$  y  $2000$ . En la Figura A.1 se puede observar el impacto de cambiar dicho parámetro. Se puede ver que, a medida que se aumenta el valor de  $N_{\text{live}}$ , las superficies o contornos equi-probabilísticos, denotados con líneas de color violeta en los gráficos de esquinas, se encuentran más definidos. Se observó que variar este parámetro no modifica el resultado del estadístico  $\chi^2_{\text{red}}$ , ya que en estas pruebas se obtuvo el mismo valor ( $\chi^2_{\text{red}} = 1.10$ ), en donde se estableció arbitrariamente la resolución de la base en  $R = 30000$  ( $50R_{\text{espec}}$ ). Sin embargo, lo que sí cambia considerablemente entre los distintos valores es el tiempo requerido para ejecutar los códigos, como se muestra en la Tabla A.2. Por lo tanto, el procedimiento utilizado fue establecer el parámetro  $N_{\text{live}} = 400$  para explorar el espacio de parámetros y encontrar la región de los máximos para cada parámetro libre modificando los límites de los *priors*. Posteriormente, una vez encontrada dicha región, se estableció el parámetro  $N_{\text{live}} = 2000$  para obtener un muestreo detallado de la distribución de probabilidad posterior de cada modelo.

Por último, cabe destacar que la última prueba tuvo una duración de poco más de 3 horas. Aunque se trataba de un espectro de transmisión de alta resolución ( $R \sim 600$ ), este se modelaba con tres moléculas ( $H_2O$ ,  $CO_2$  y  $SO_2$ ) y nubes. Esto hizo que no fuera uno de los modelos más demandantes en términos de tiempo o recursos computacionales. En contraste, algunos de los modelos más complejos incluían muchas especies químicas y llegaron a demorar hasta casi 14 días. Estos se ejecutaron en 124 CPU's, con un consumo de memoria RAM cercano a 256GB. Un ejemplo de ello fue el modelo de bloqueo tidal del espectro de transmisión combinado de WASP-39b. Esto resalta la importancia de considerar los recursos y el tiempo de cómputo necesarios para realizar estudios de esta naturaleza.

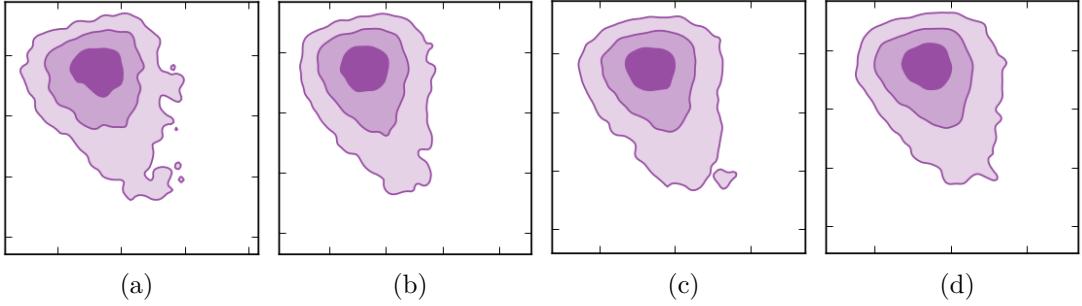


Figura A.1: Cambio en las superficies equi-probabilísticas de gráfico de la correlación entre dos parámetros libres al modificar la variable  $N_{live}$ . El valor de esta variable aumenta hacia la derecha de la figura.

Tabla A.2: Tiempo de computo de las pruebas del parámetro  $N_{live}$ .

$N_{live}$	400	800	1200	2000
Tiempo [m]	50.7	93.7	123.6	189.2

Otra de las pruebas realizadas fue el análisis de la presión máxima de la atmósfera en la región más interna. Inicialmente, se había establecido un valor de  $P_{max} = 100$  bares. Sin embargo, luego se decidió analizar el impacto de la variación de este parámetro. Esta decisión fue motivada por el análisis del espectro combinado de WASP-39b en el escenario isoquímico con perfil T-P de tipo gradiente. En este caso, se observó que la distribución del parámetro libre  $T_{deep}$  caía fuera del límite inferior de los *priors* para dicho parámetro (ver Figura D.20). Dichos límites no podían ser ampliados debido a restricciones del código.

Se consideró que una posible causa física que podría explicar este comportamiento era que se estaba modelando la atmósfera del planeta en una profundidad radial en la cual la radiación estelar ya no impactaba directamente, lo que provocaba que la temperatura pudiera caer a valores menores de 300 K. Sin embargo, las pruebas realizadas con los parámetros  $P_{max}$  establecidos en 1 y 10 bares no mostraron ningún cambio en el comportamiento de la distribución de  $T_{deep}$ , como se muestra en la Figura A.2. Por lo tanto, se decidió continuar trabajando con el rango máximo de presión alcanzado por POSEIDON.

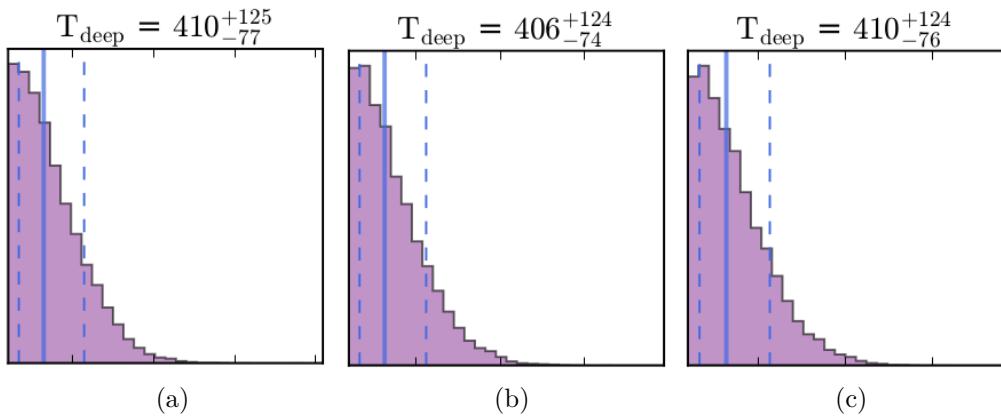


Figura A.2: Distribuciones marginalizadas del parámetro  $T_{deep}$  para los casos de  $P_{max} = 1, 10$  y 100 bares respectivamente.

# Apéndices B

## Secciones eficaces de absorción

En este apéndice se presentan las secciones eficaces de absorción de alta resolución ( $R \sim 10^6$ ) de todos los elementos químicos incluidos en el análisis de la muestra de planetas. Salvo la correspondiente al DMS, todas las figuras fueron extraídas de la página de documentación oficial de POSEIDON<sup>1</sup>, donde se detallan las referencias de cada una de las moléculas.

Las figuras muestran las secciones eficaces de absorción para cuatro combinaciones de temperatura y presión:

$$(T, P) = \{(1000, 1); (2000, 1); (1000, 0.001); (1000, 10)\}$$

donde la temperatura está en kelvin y la presión en bares.

La Figura B.1 presenta en color violeta las absorciones del DMS, esto se uso como referencia para saber en que longitudes de onda absorbe este molécula. Dicha figura se extrajo del trabajo de [Madhusudhan et al. \(2023\)](#).

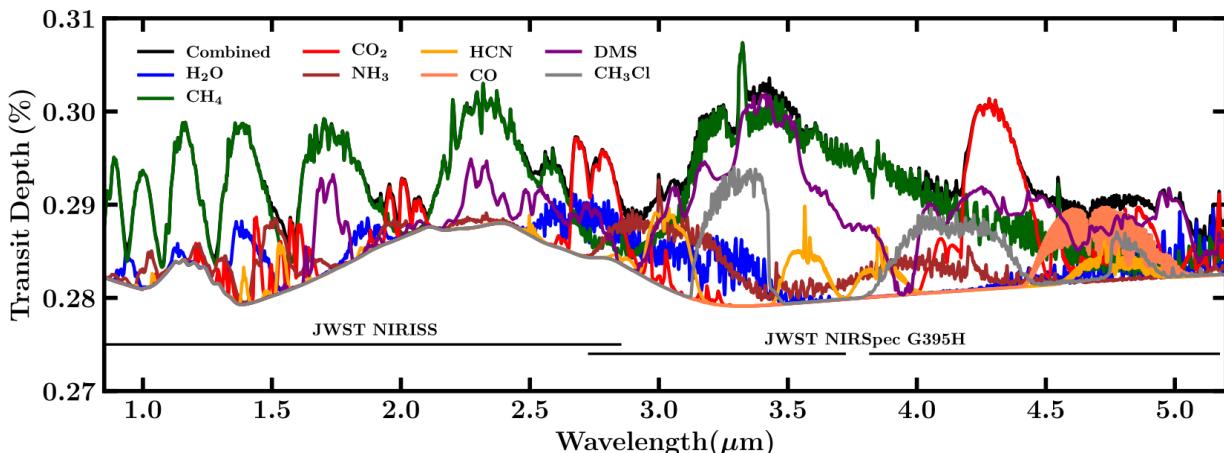


Figura B.1: Longitudes de onda en las que absorbe el DMS. Representado en color violeta. Figura extraída de [Madhusudhan et al. \(2023\)](#).

<sup>1</sup>[https://poseidon-retrievals.readthedocs.io/en/latest/content-opacity\\_database.html](https://poseidon-retrievals.readthedocs.io/en/latest/content-opacity_database.html)

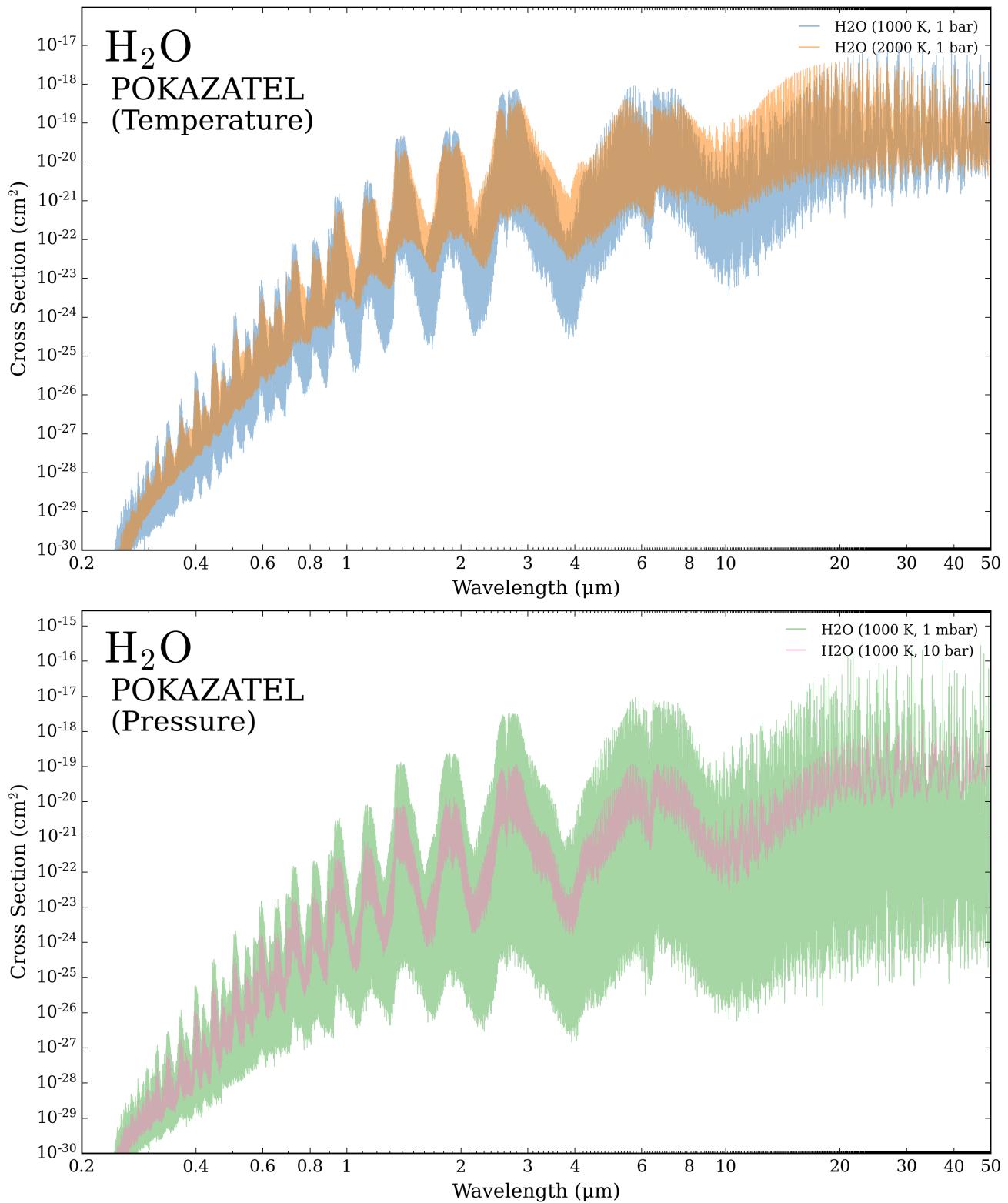


Figura B.2: Sección eficaz de absorción para la molécula del Agua (H<sub>2</sub>O).

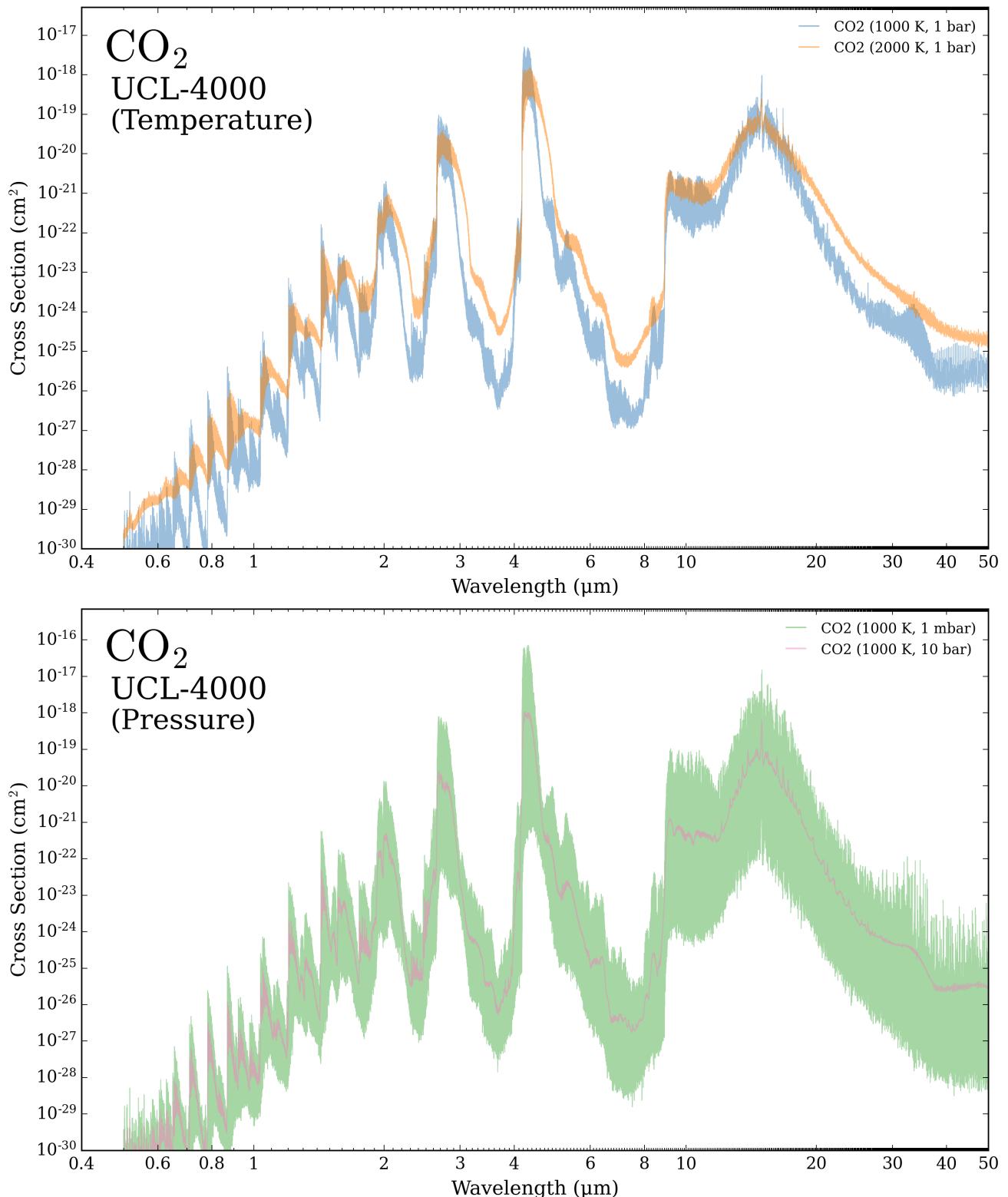


Figura B.3: Sección eficaz de absorción para la molécula del Dióxido de Carbono (CO<sub>2</sub>).

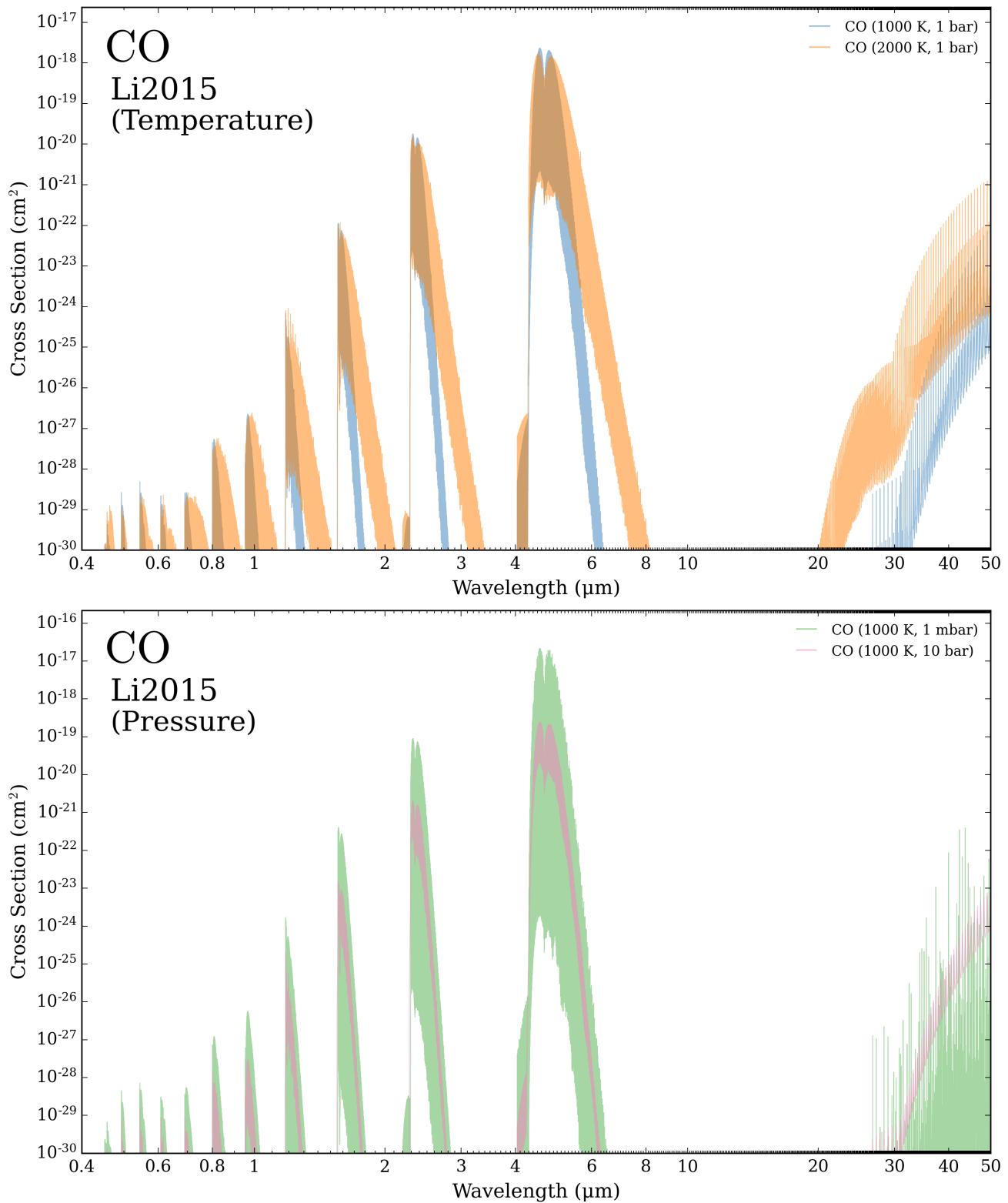


Figura B.4: Sección eficaz de absorción para la molécula del Monóxido de Carbono (CO).

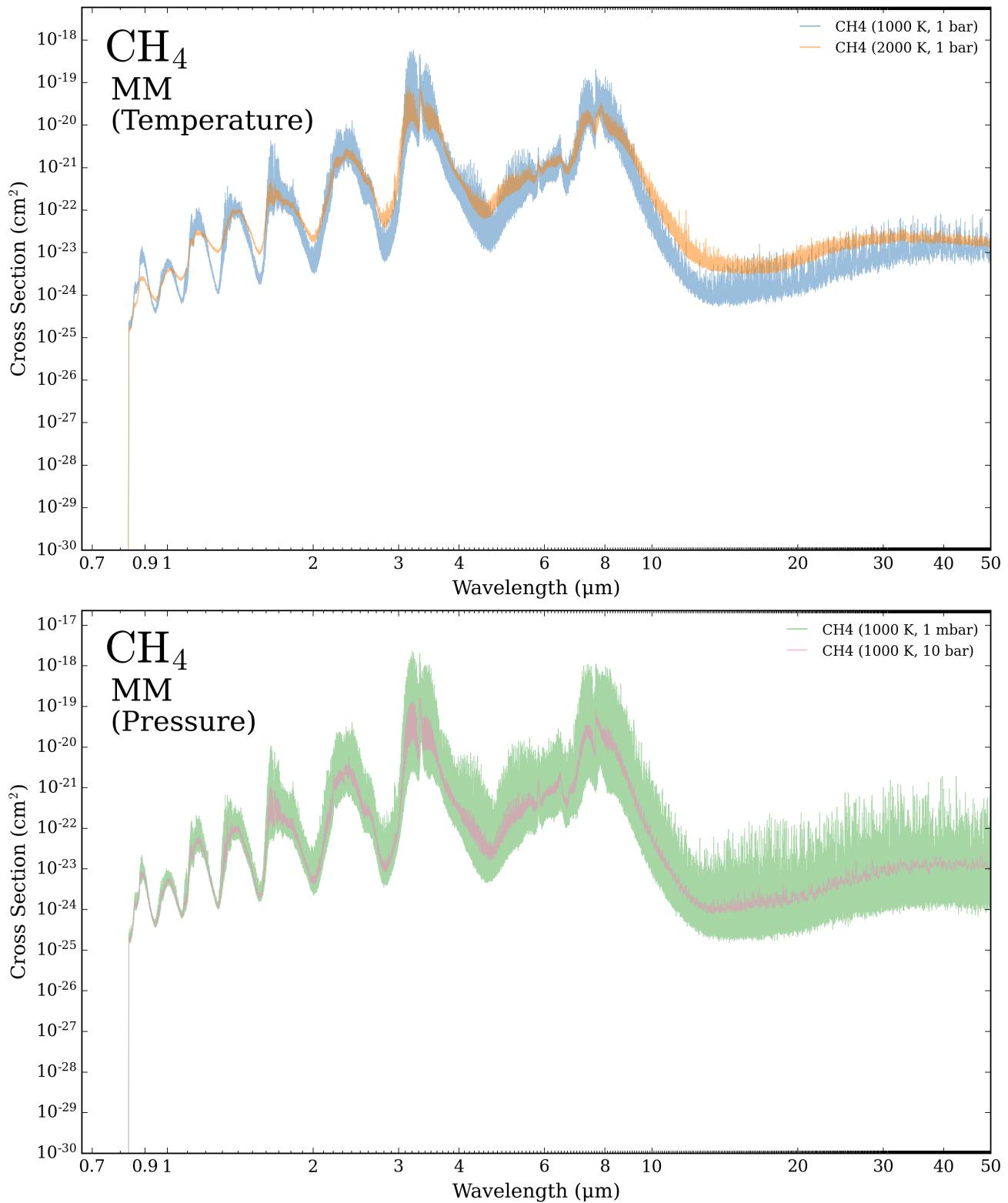


Figura B.5: Sección eficaz de absorción para la molécula del Metano (CH<sub>4</sub>).

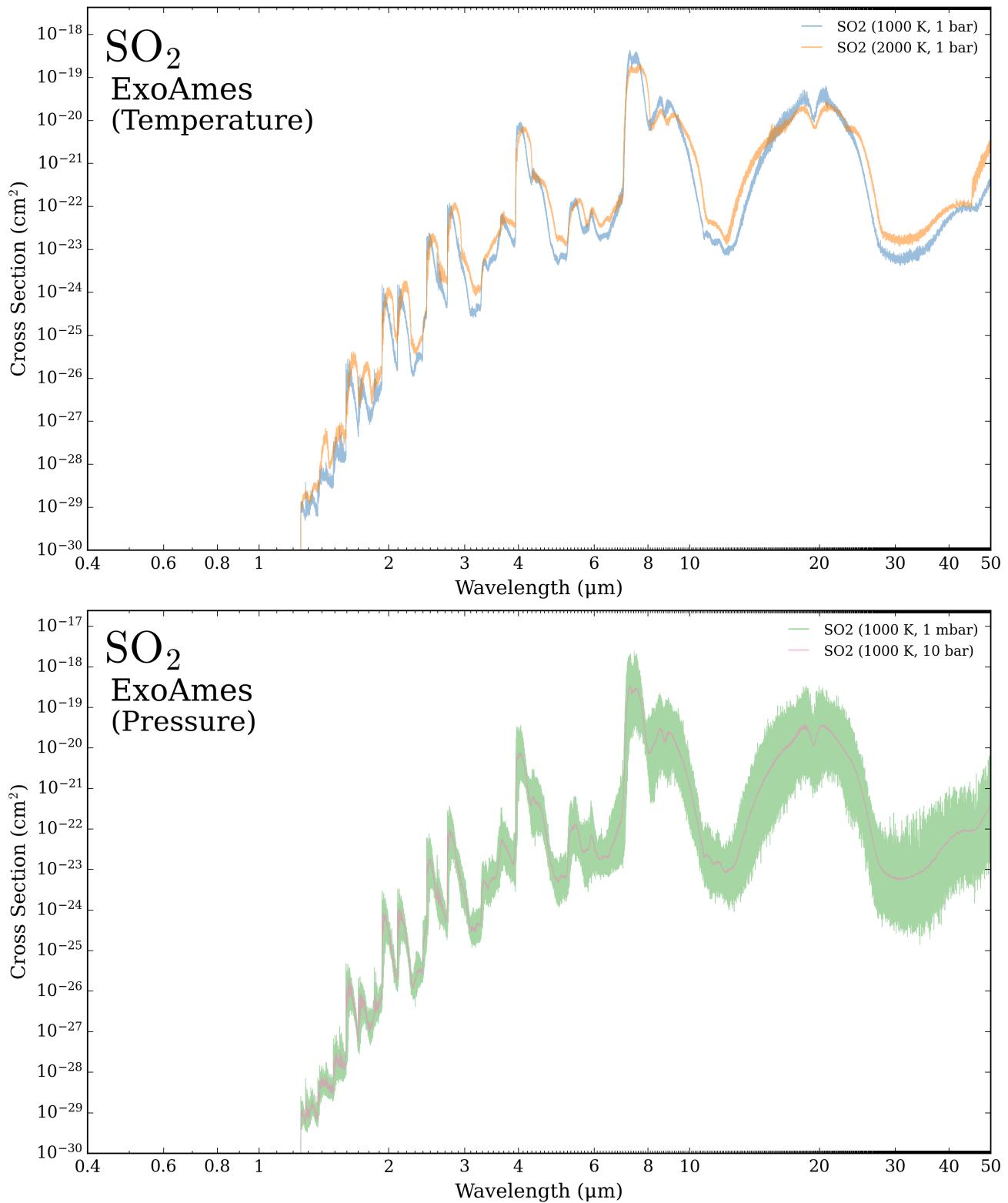


Figura B.6: Sección eficaz de absorción para la molécula del Dióxido de Azufre (SO<sub>2</sub>).

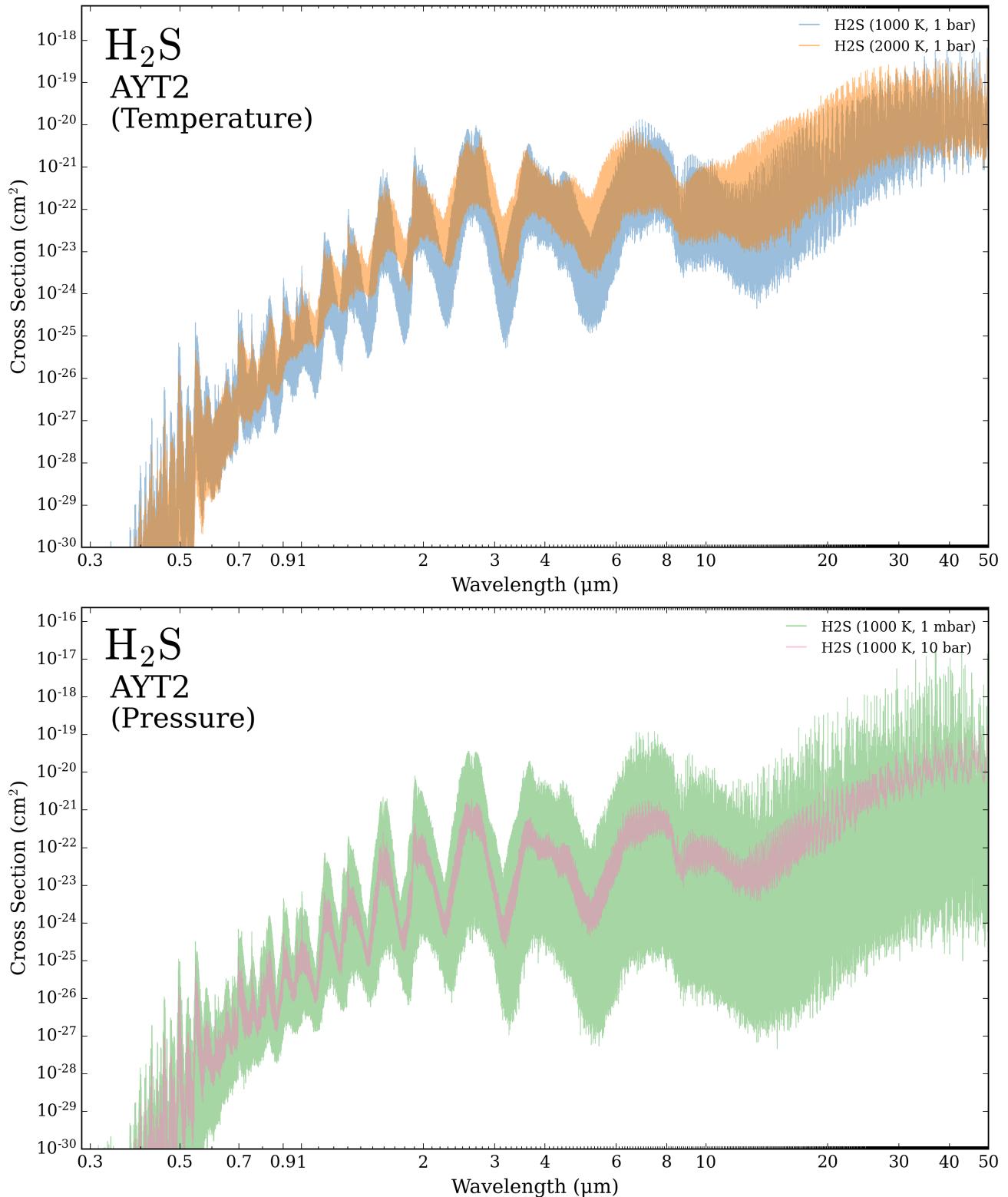


Figura B.7: Sección eficaz de absorción para la molécula del Ácido Sulfídrico (H<sub>2</sub>S).

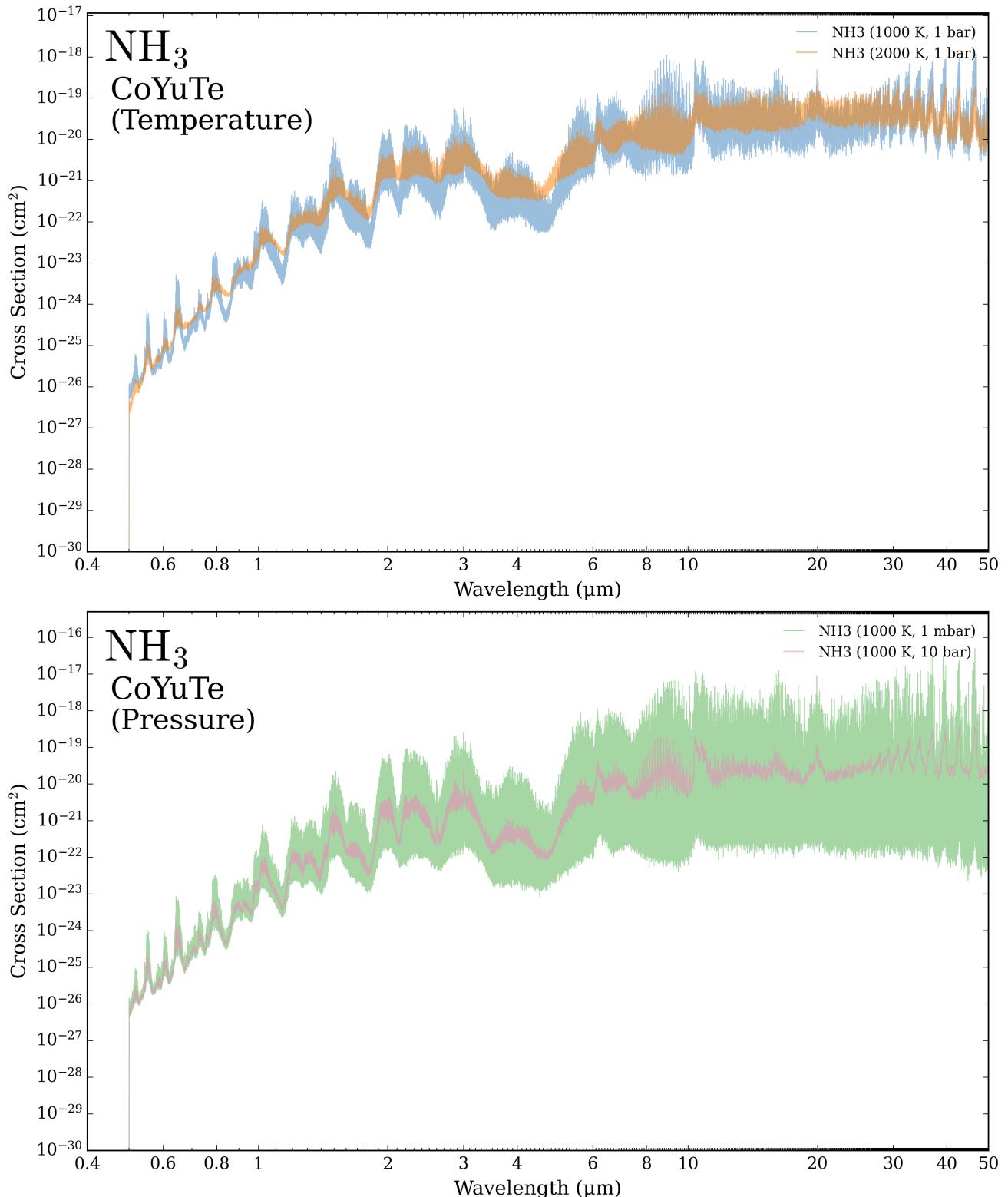


Figura B.8: Sección eficaz de absorción para la molécula del Amoniaco (NH<sub>3</sub>).

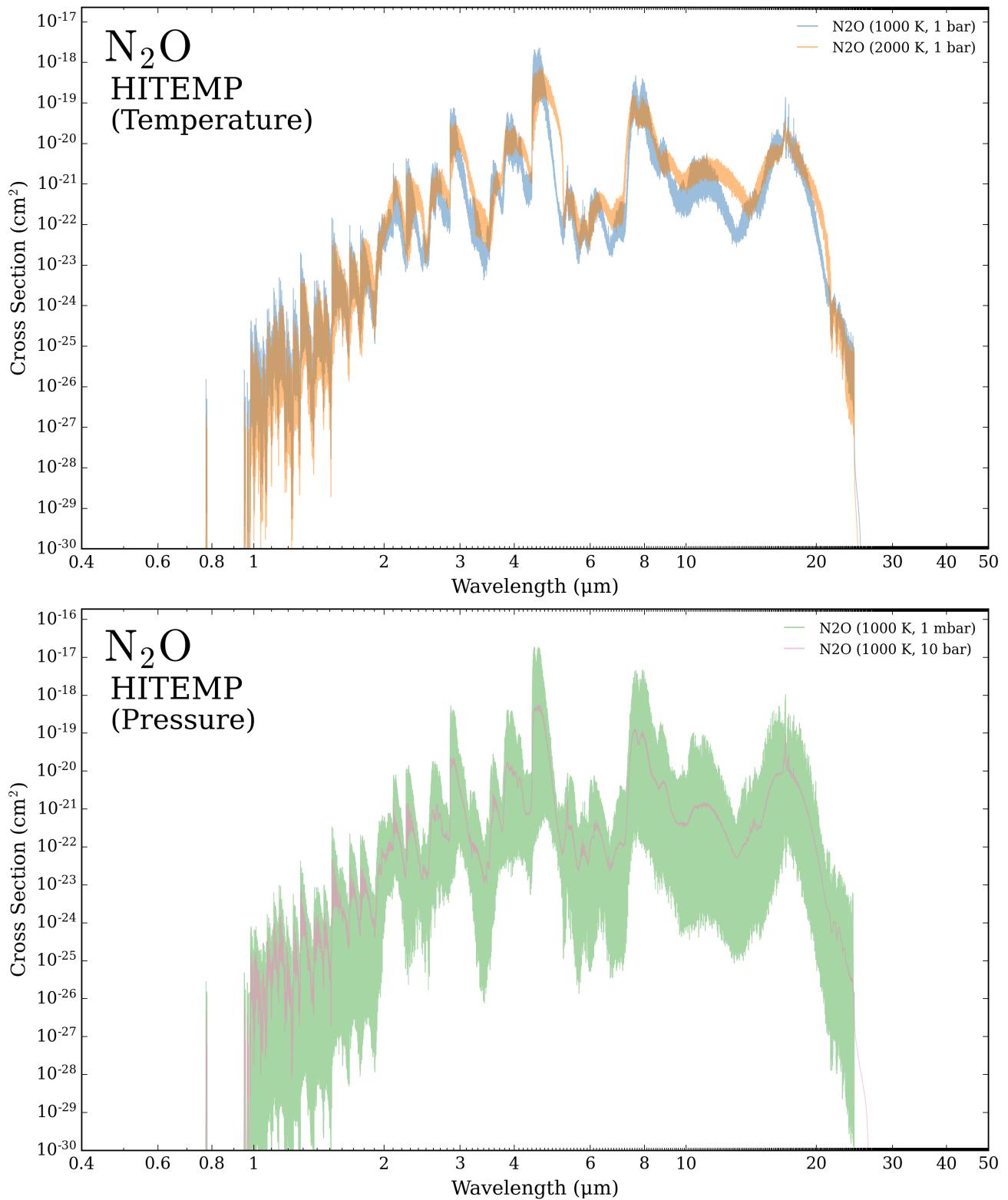


Figura B.9: Sección eficaz de absorción para la molécula del Oxido Nitroso (N<sub>2</sub>O).

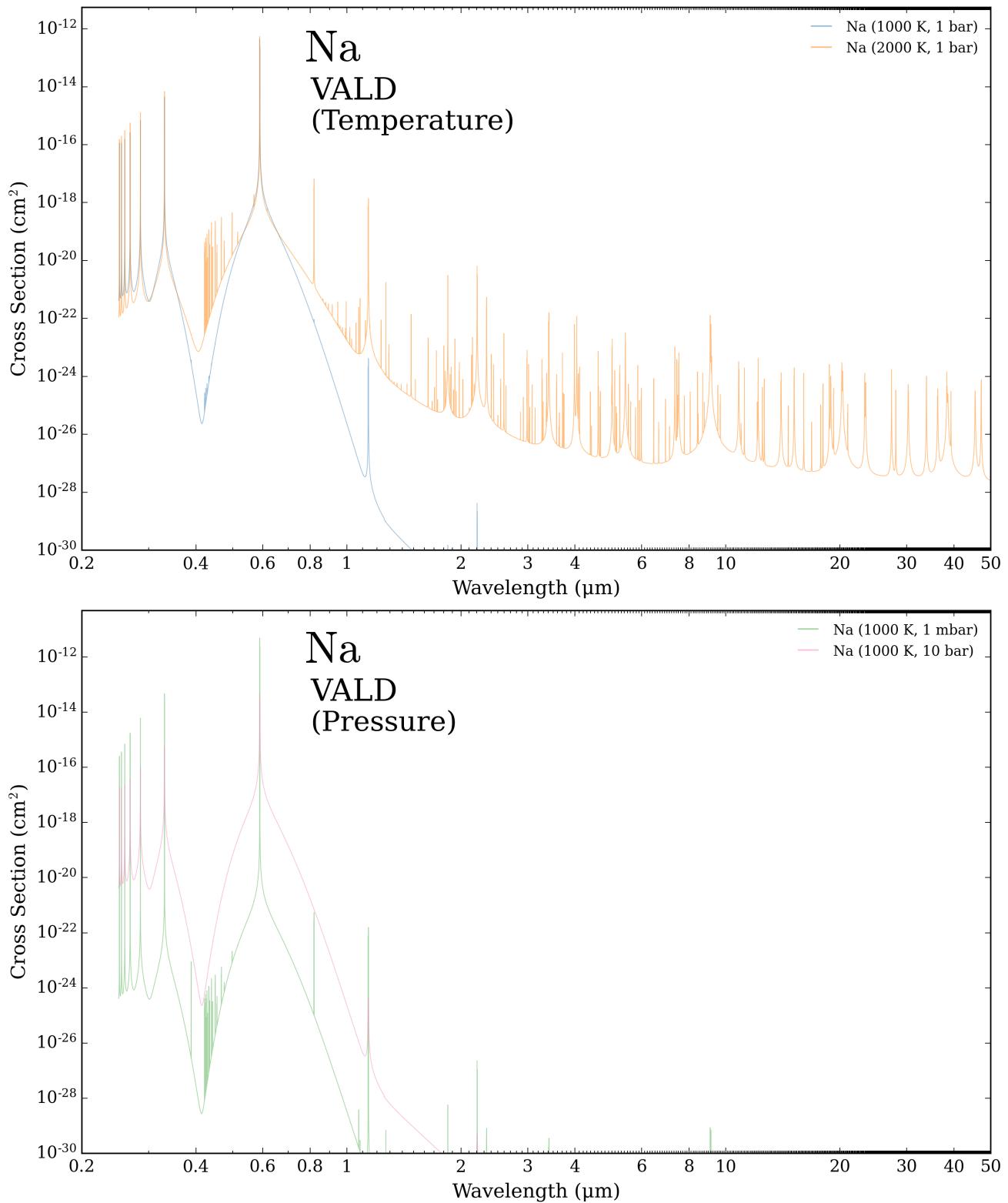


Figura B.10: Sección eficaz de absorción para el elemento atómico de Sodio (Na).

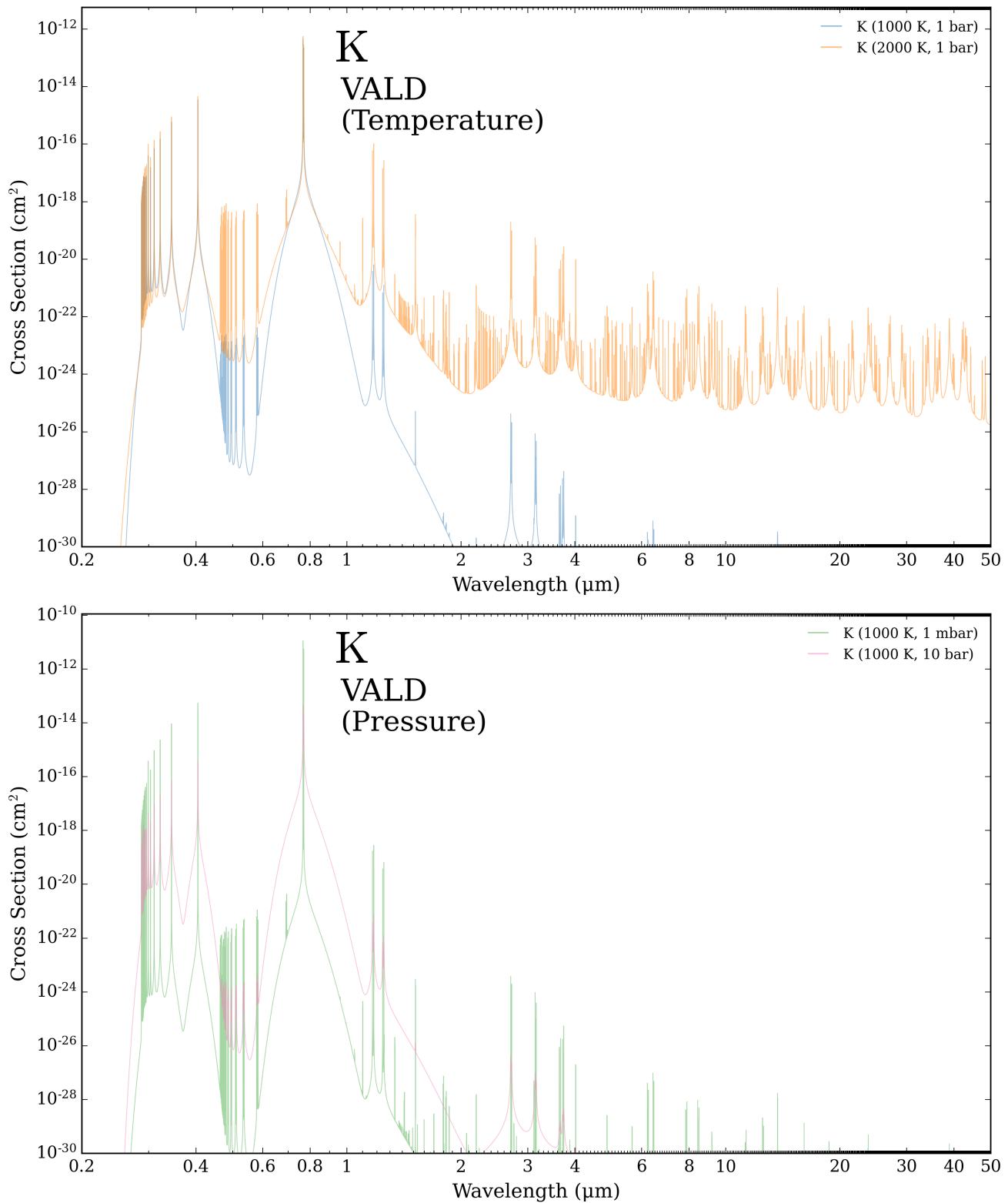


Figura B.11: Sección eficaz de absorción para el elemento atómico de Potasio (K).

# Apéndices C

## Modelos y detecciones

En este apéndice se presentan los espectros resultantes de excluir cada una de las componentes por separado en el modelo de mejor ajuste, lo cual se utilizó para determinar cuán significativo era el aporte de cada una de ellas al modelo completo.

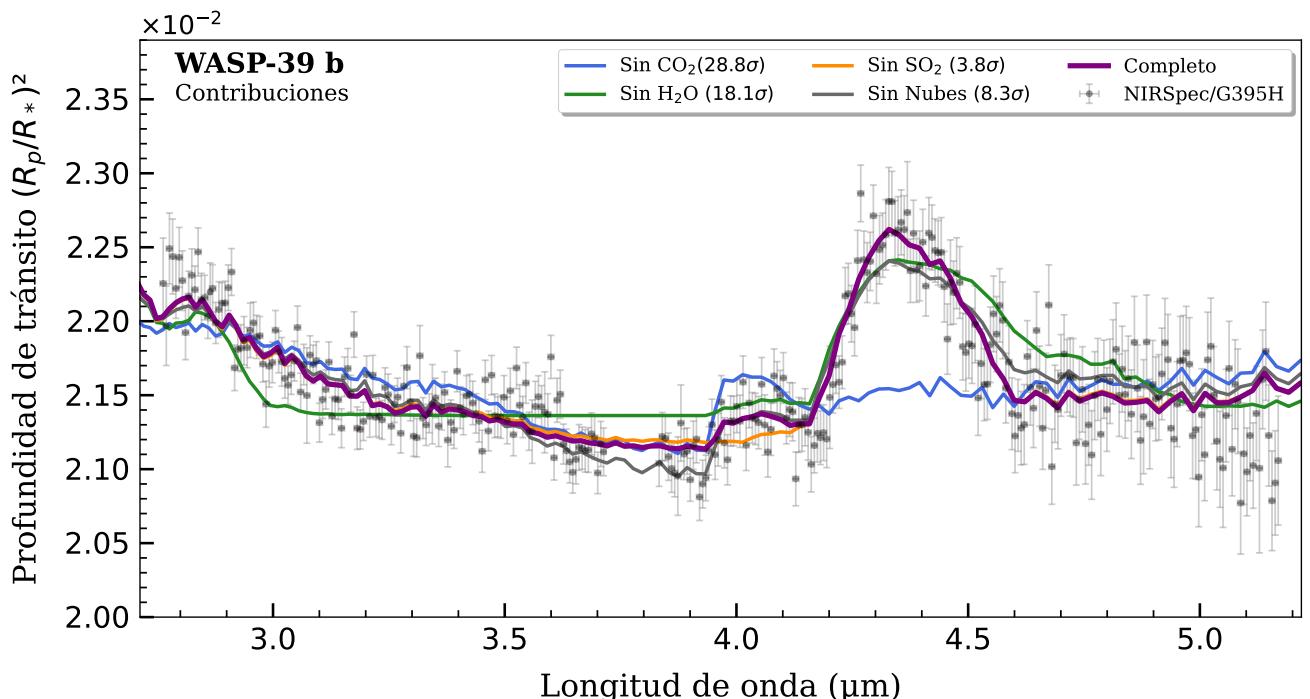


Figura C.1: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento NIRSpec/G395H. En violeta el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos.

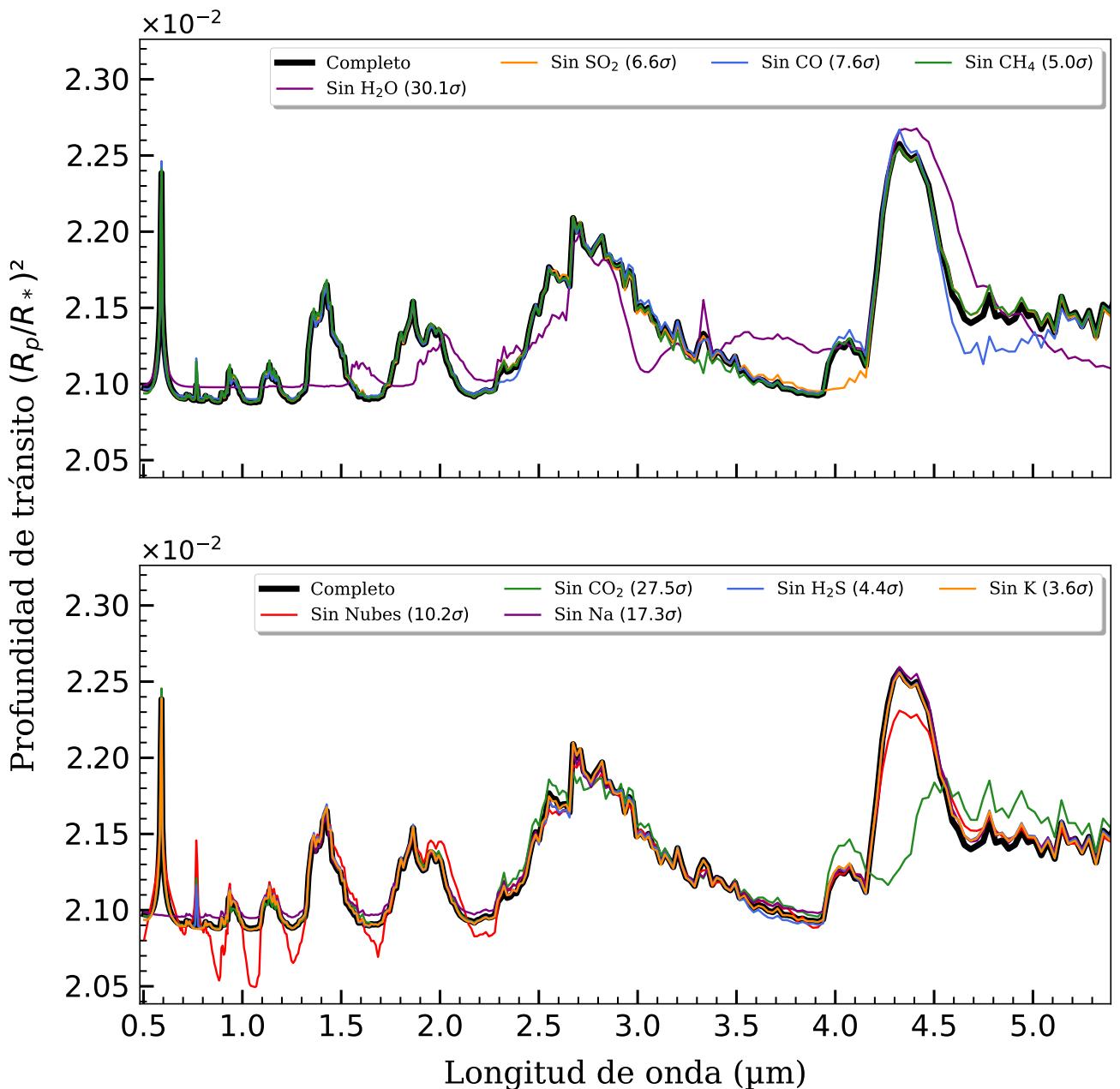


Figura C.2: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento NIRSpec/PRISM. En color negro el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos. En este caso no se grafica los datos para una mejor visualización de los modelos.

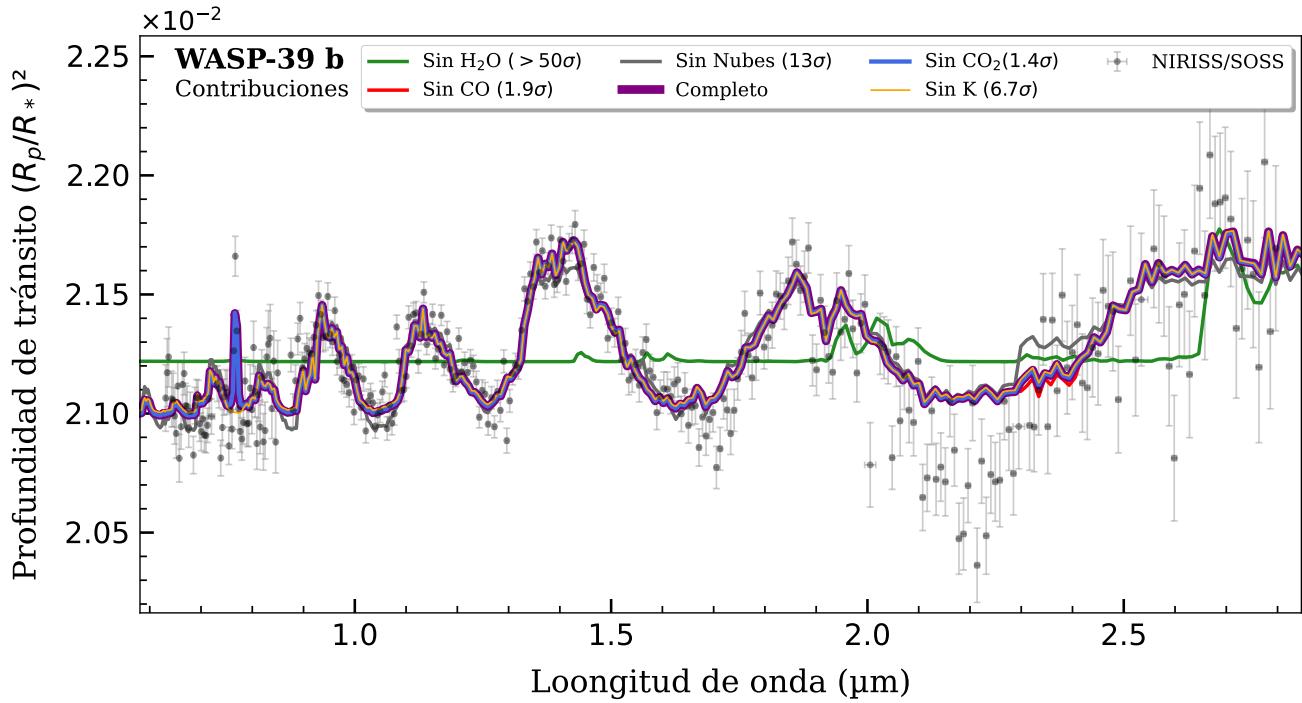


Figura C.3: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento NIRISS/SOSS. En violeta el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos.

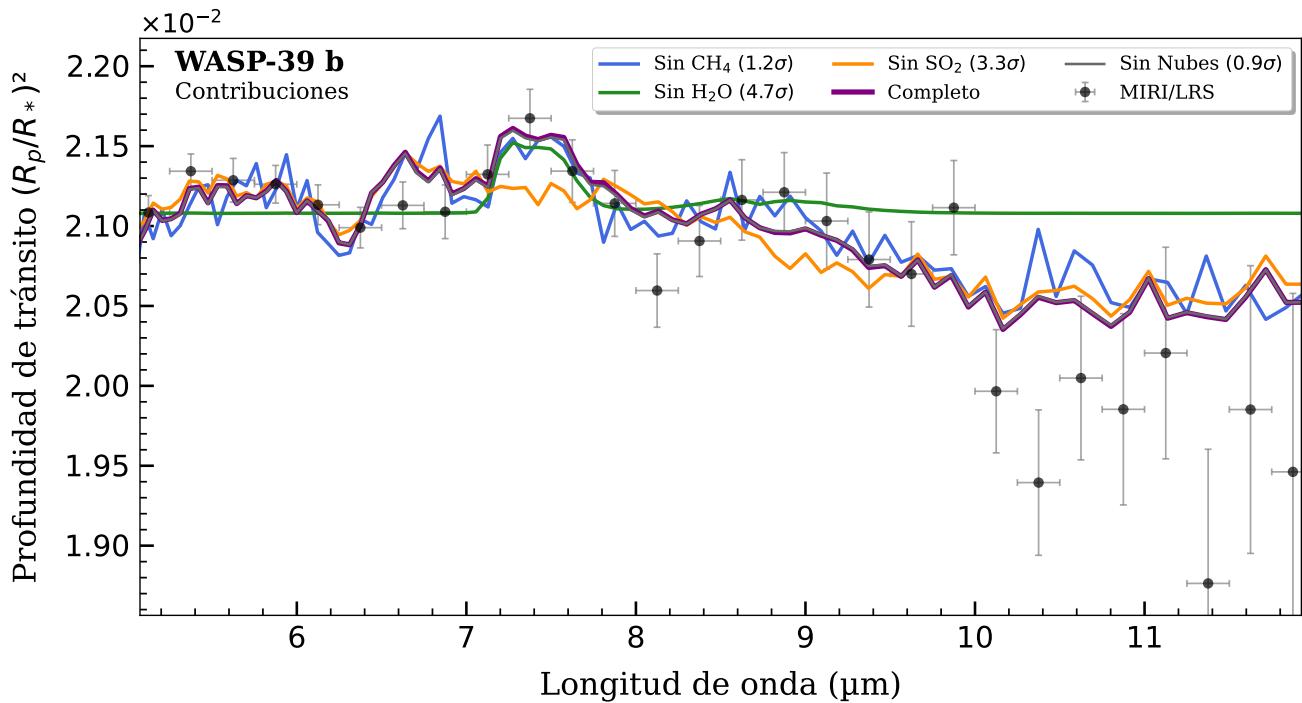


Figura C.4: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos de WASP-39b obtenidos con el instrumento MIRI/LRS. En violeta el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos.

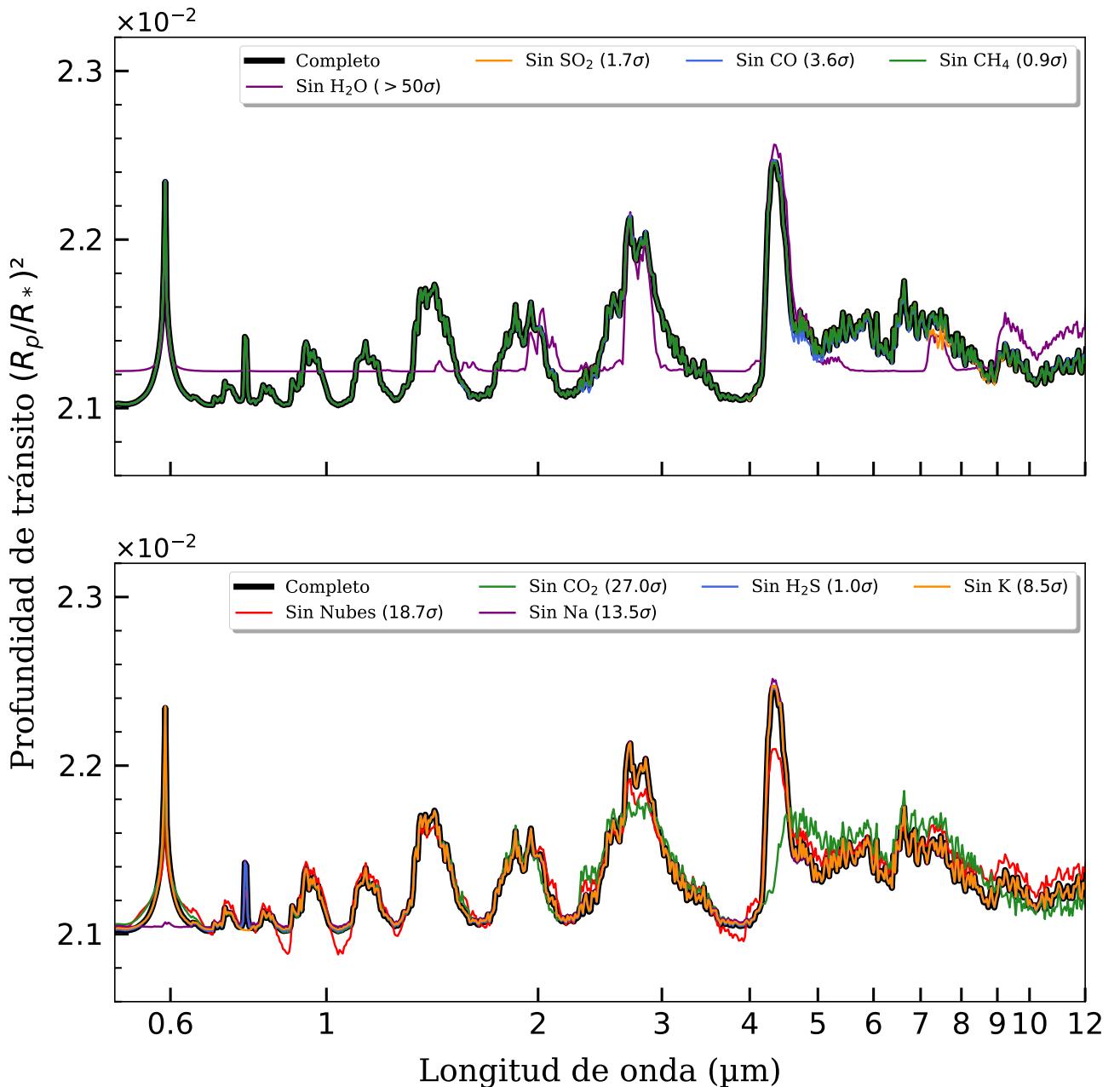


Figura C.5: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos combinados de WASP-39b. En color negro el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos. En este caso no se grafica los datos para una mejor visualización de los modelos.

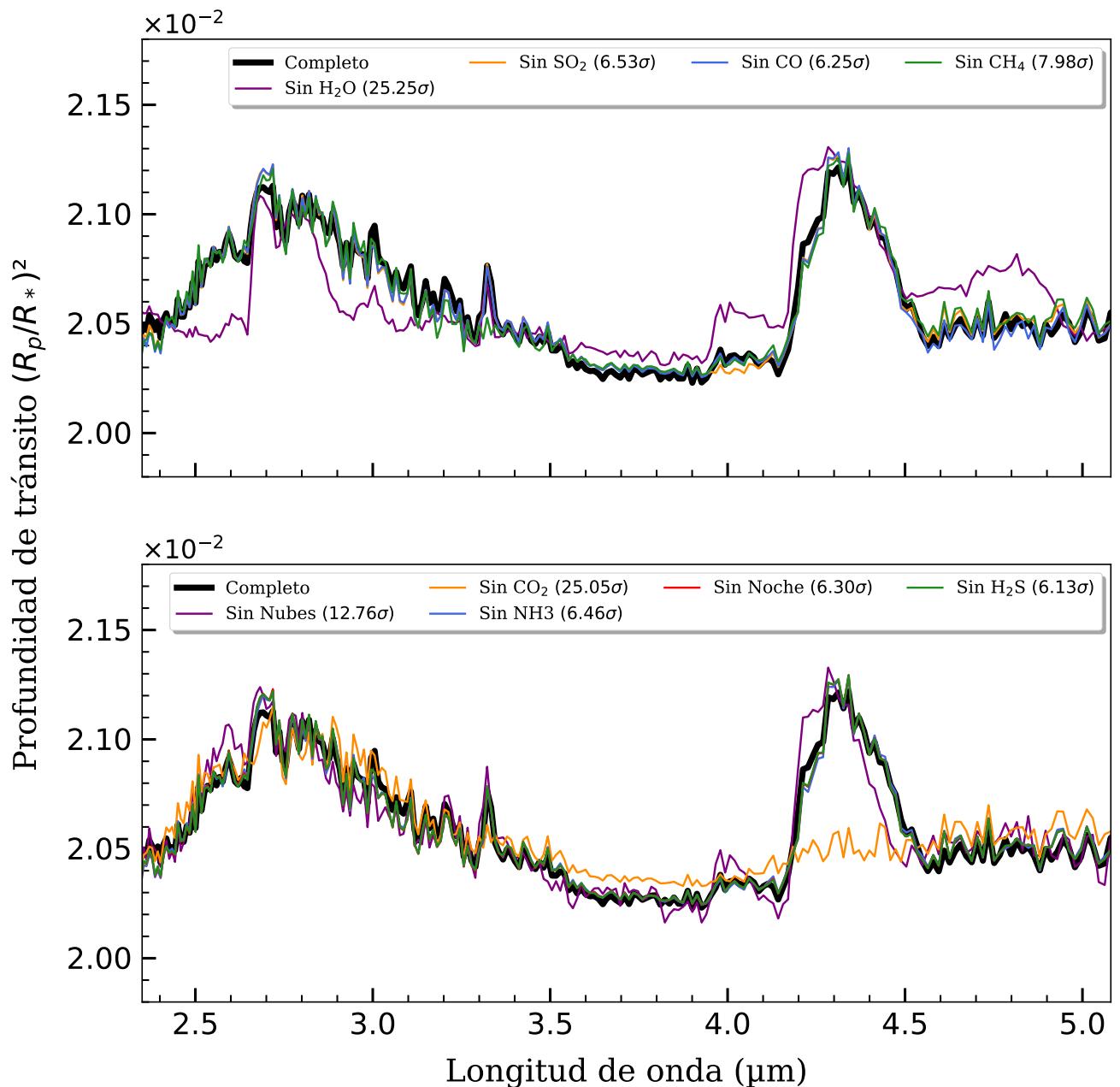


Figura C.6: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos de WASP-107b obtenidos con el instrumento NIRCam. En color negro el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos. En este caso no se grafica los datos para una mejor visualización de los modelos.

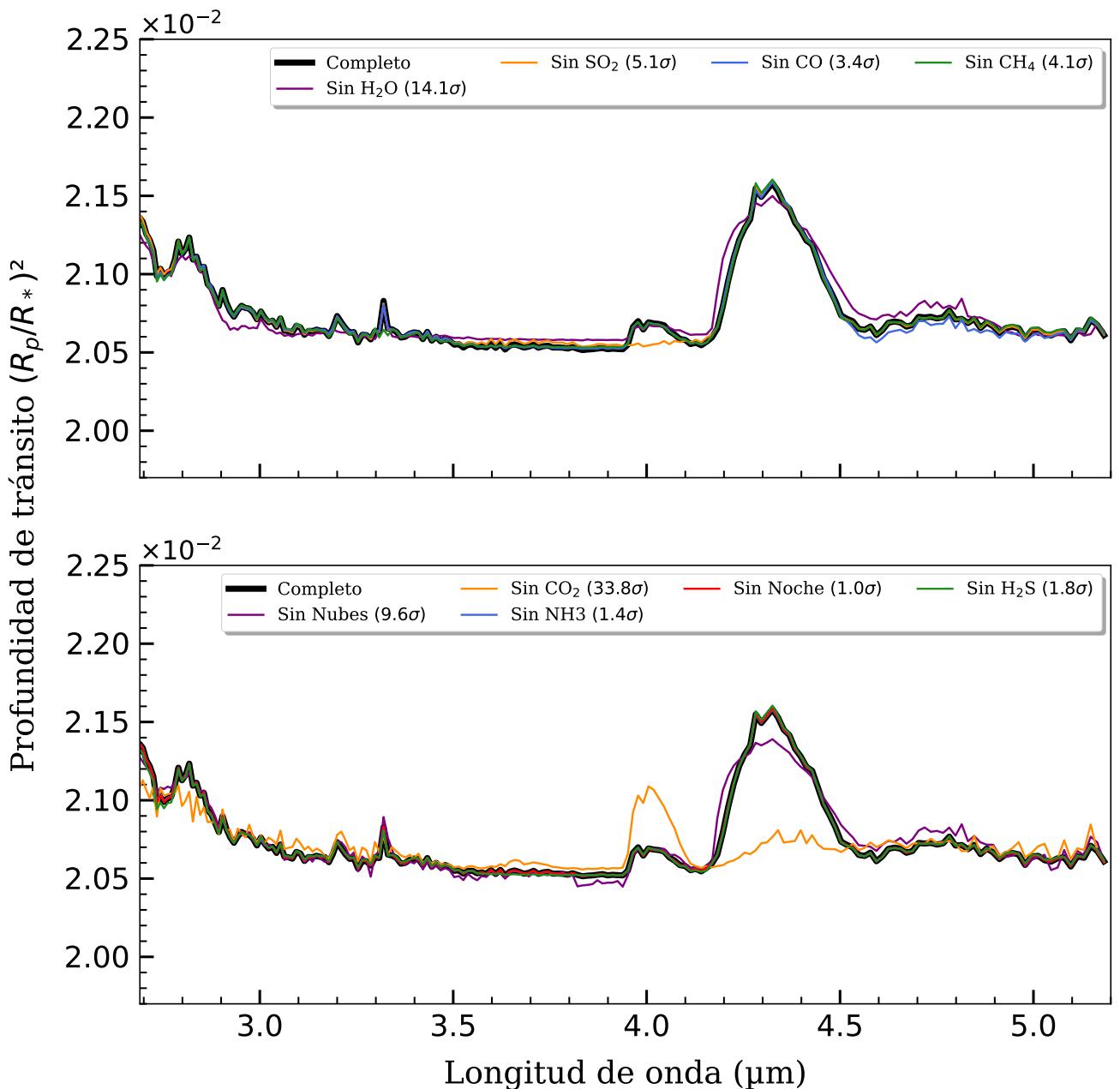


Figura C.7: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos de WASP-107b obtenidos con el instrumento NIRSpec. En color negro el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos. En este caso no se grafica los datos para una mejor visualización de los modelos.

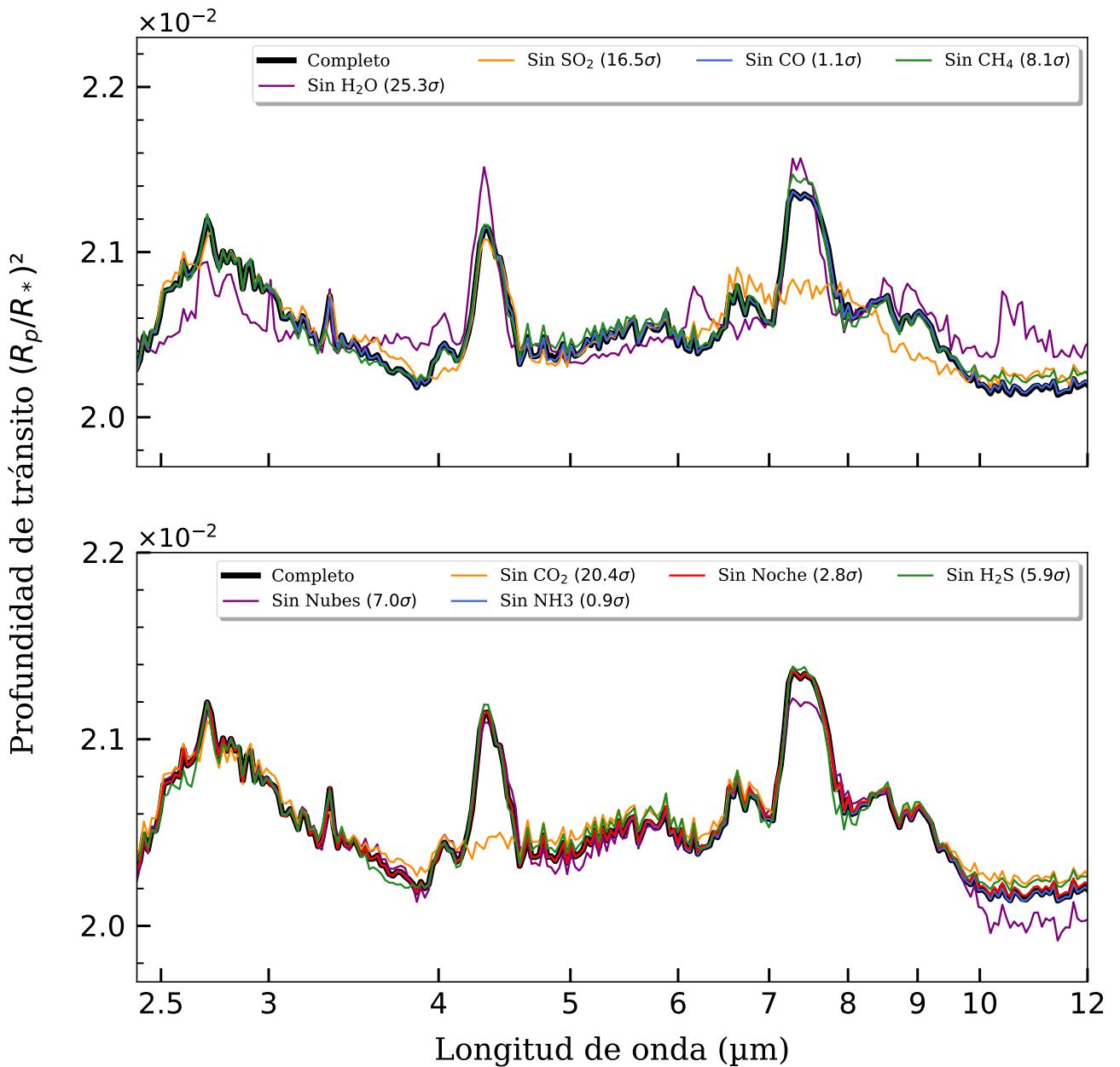


Figura C.8: Aporte de cada una de las componentes analizadas para los datos combinado de WASP-107b. En color negro el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos. En este caso no se grafica los datos para una mejor visualización de los modelos.

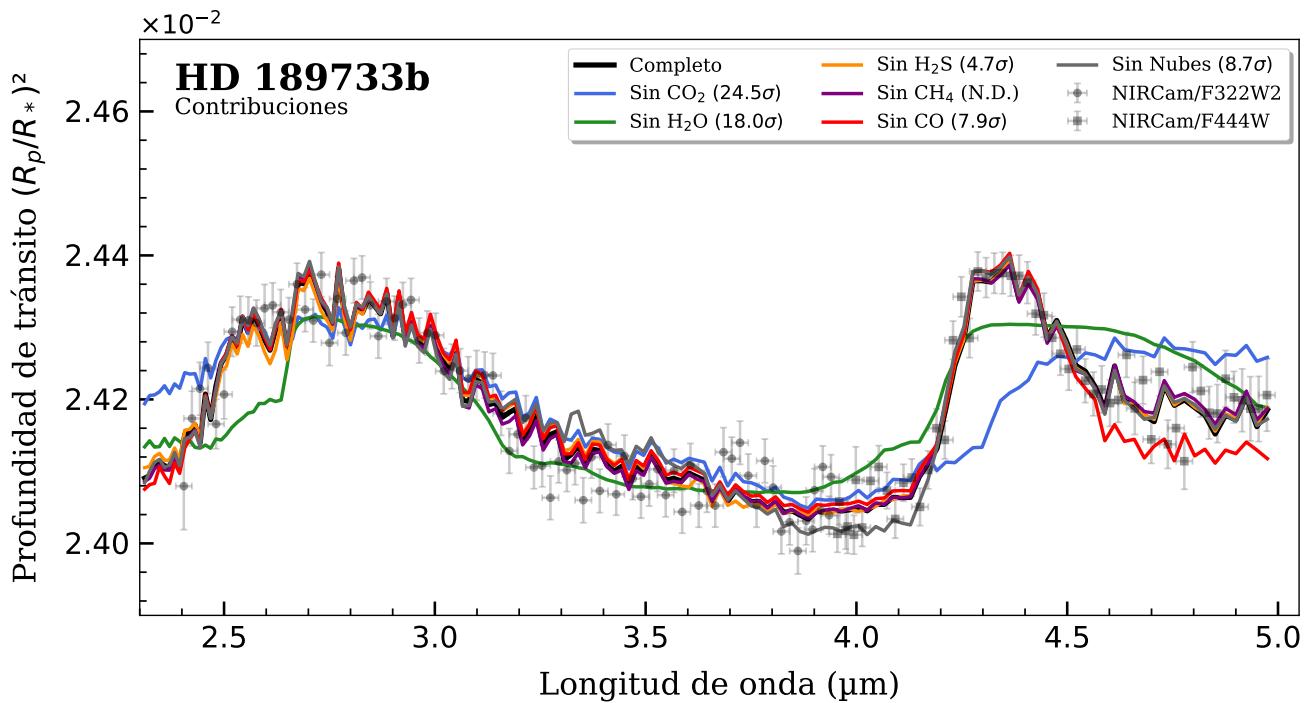


Figura C.9: Aporte de cada una de las componentes analizadas para HD 189733b. En color negro el modelo de mejor ajuste (equilibrio termoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos.

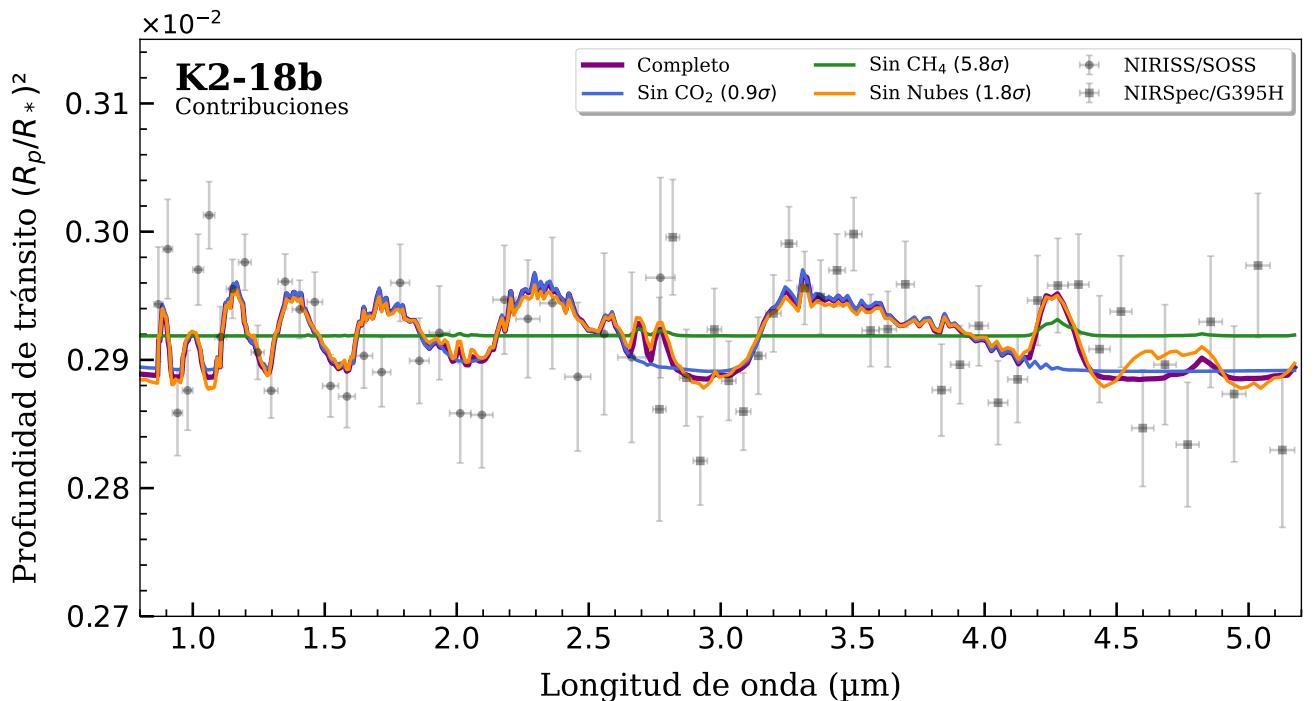


Figura C.10: Aporte de cada una de las componentes analizadas para K2-18b. En color violeta el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos.

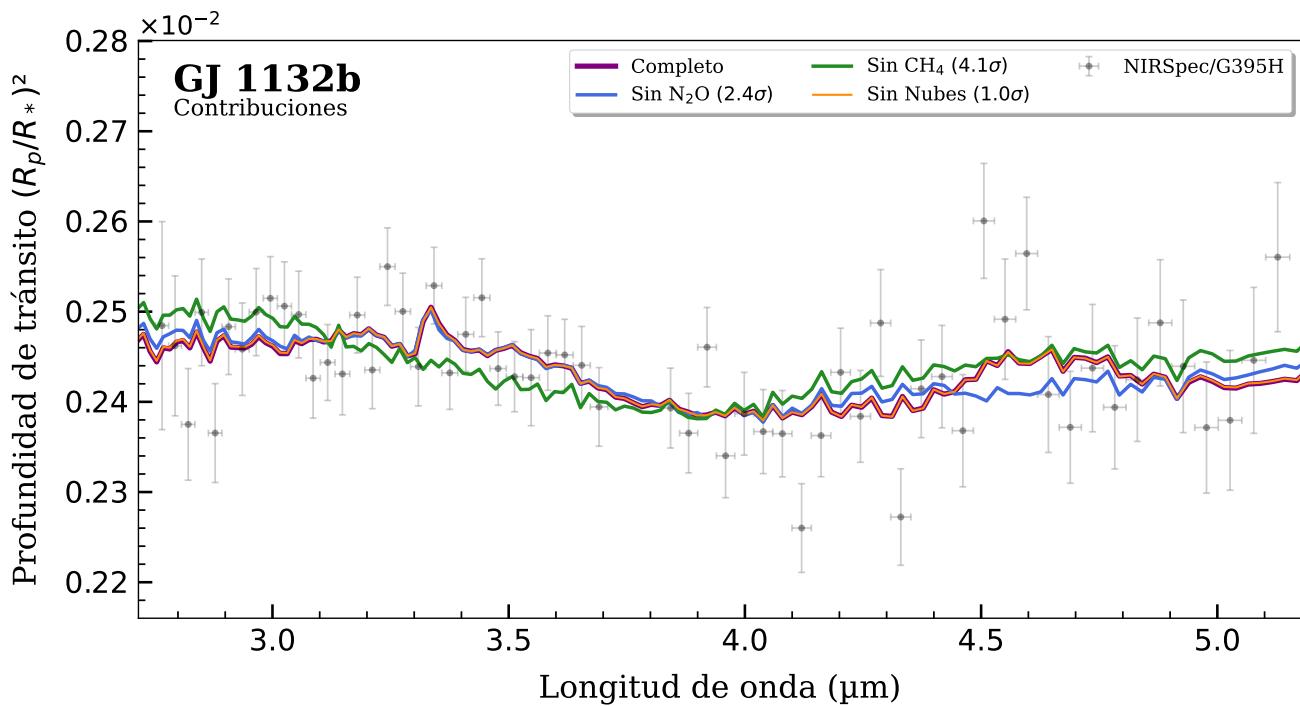


Figura C.11: Aporte de cada una de las componentes analizadas para GJ 1132b. En color violeta el modelo de mejor ajuste (isoquímico-isotérmico). El resto de colores son los modelos excluyendo cada una de las componentes por separado. En la leyenda del gráfico se muestra entre paréntesis el valor de la detección obtenido para cada uno de ellos.

# Apéndices D

## Gráficos de esquinas restantes

En este apéndice se muestran los gráficos de esquina de los escenarios analizados para cada uno de los conjuntos de datos analizados que no que se mostraron a lo largo del cuerpo del trabajo.

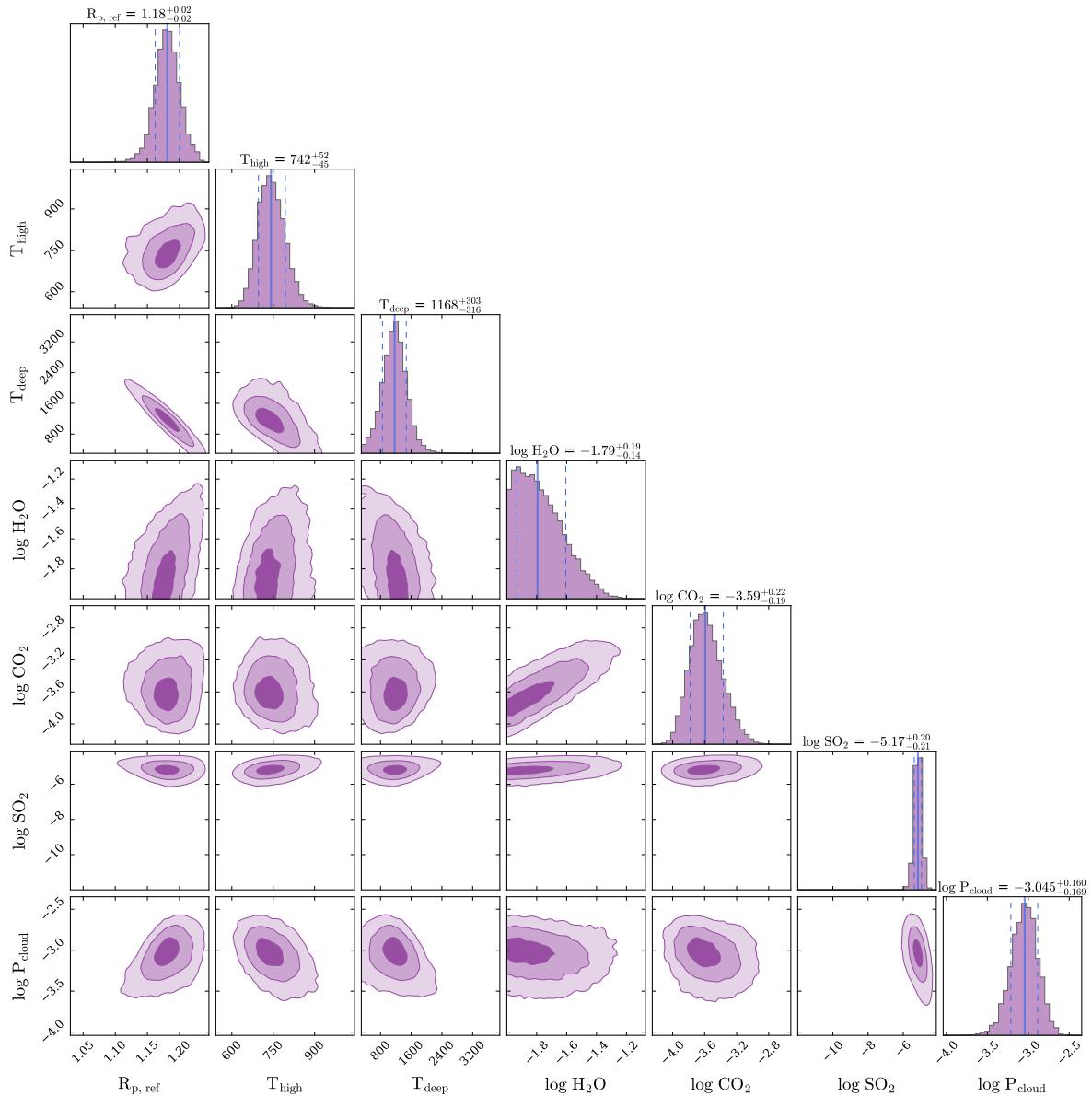


Figura D.1: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espektro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.1: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.1.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log SO_2$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.18^{+0.02}_{-0.02}$	$741.8^{+52.0}_{-45.4}$	$1167.6^{+303.5}_{-315.9}$	$-1.79^{+0.19}_{-0.14}$	$-3.59^{+0.22}_{-0.19}$	$-5.17^{+0.20}_{-0.21}$	$-3.04^{+0.16}_{-0.17}$

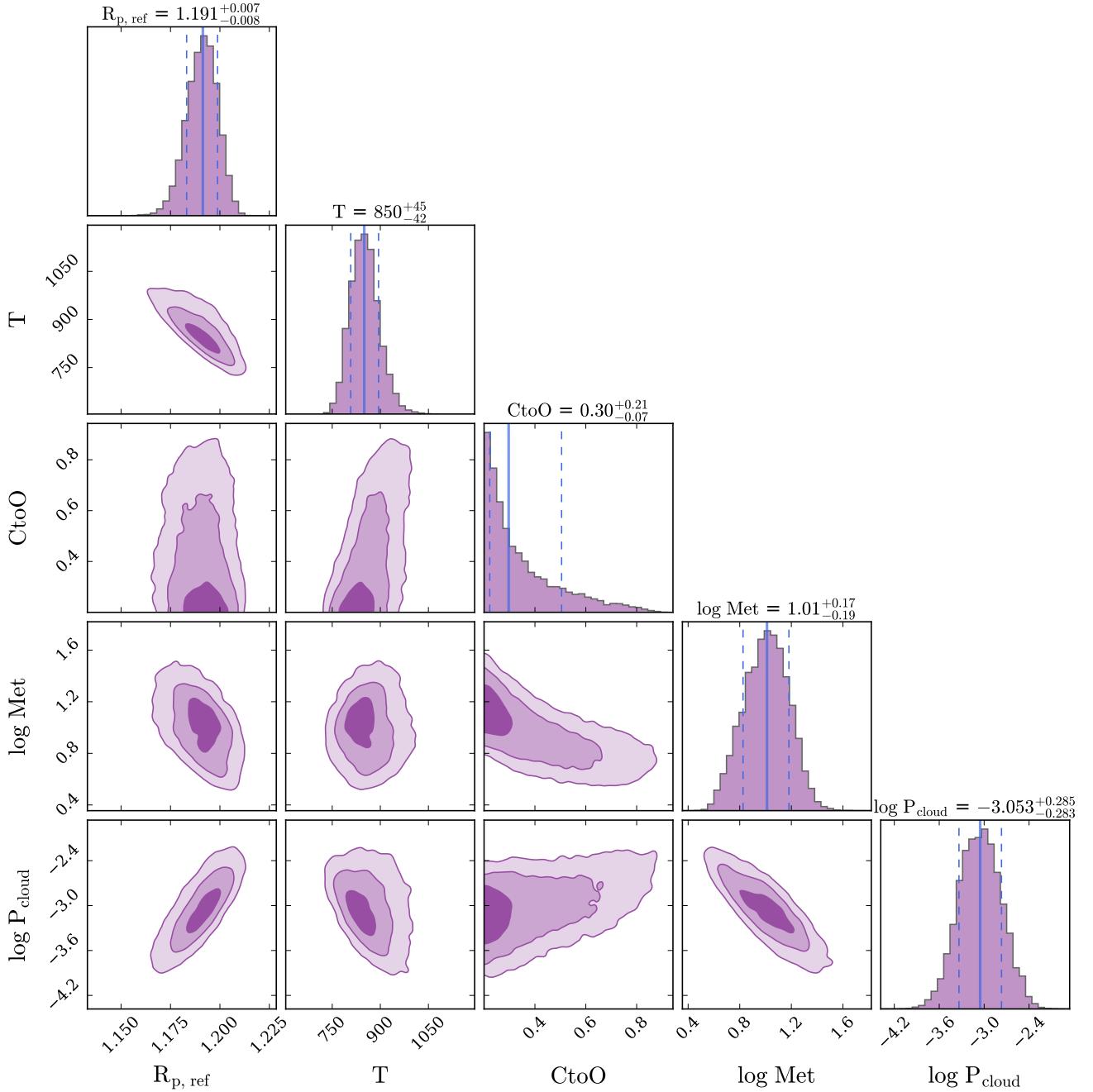


Figura D.2: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.2: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.2.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.19^{+0.01}_{-0.01}$	$849.9^{+44.6}_{-42.1}$	$0.30^{+0.21}_{-0.07}$	$1.01^{+0.17}_{-0.19}$	$-3.05^{+0.29}_{-0.28}$

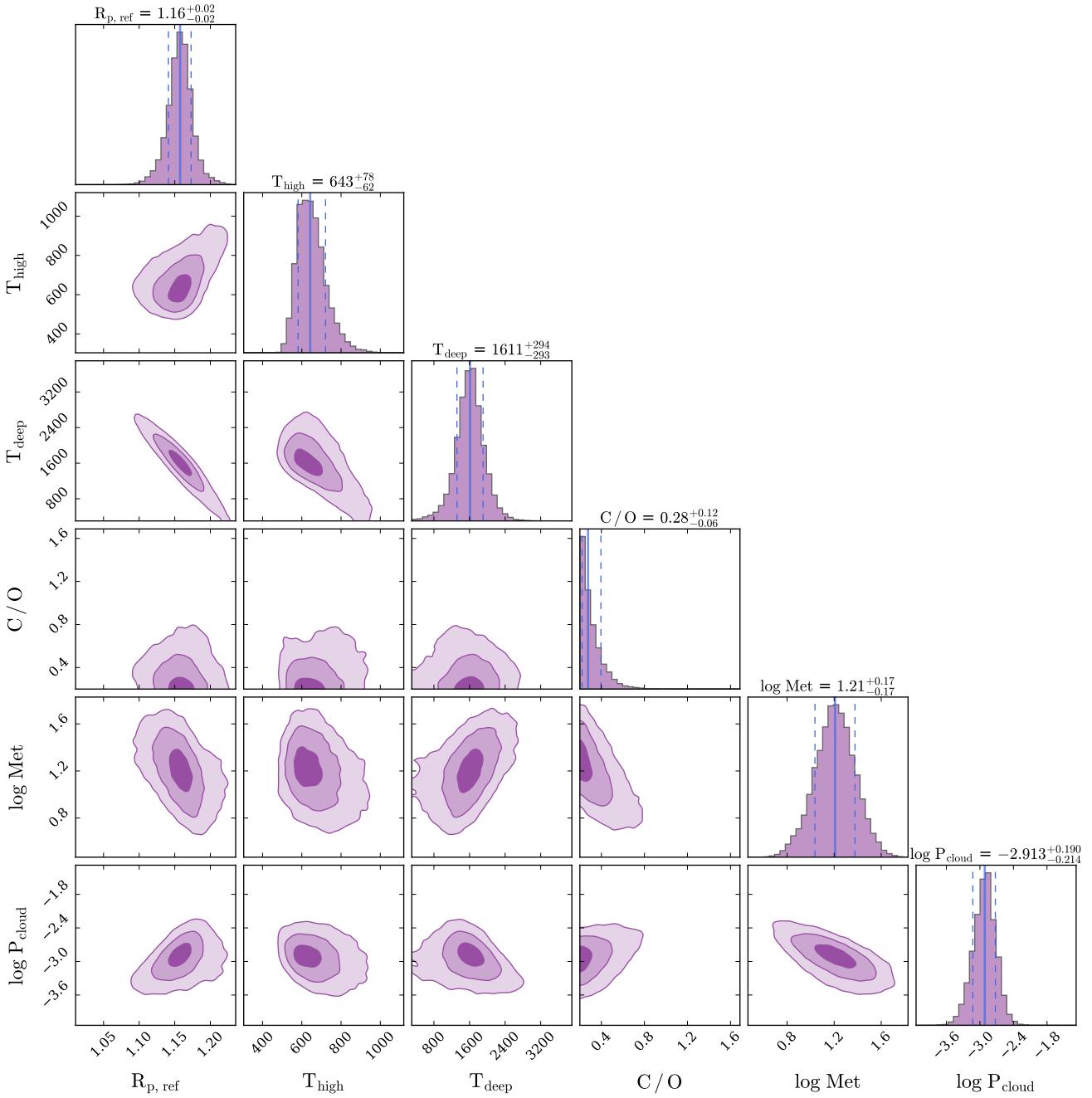


Figura D.3: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.3: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.3.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.16^{+0.02}_{-0.02}$	$642.9^{+78.0}_{-61.6}$	$1611.0^{+294.2}_{-293.2}$	$0.28^{+0.12}_{-0.06}$	$1.21^{+0.17}_{-0.17}$	$-2.91^{+0.19}_{-0.21}$

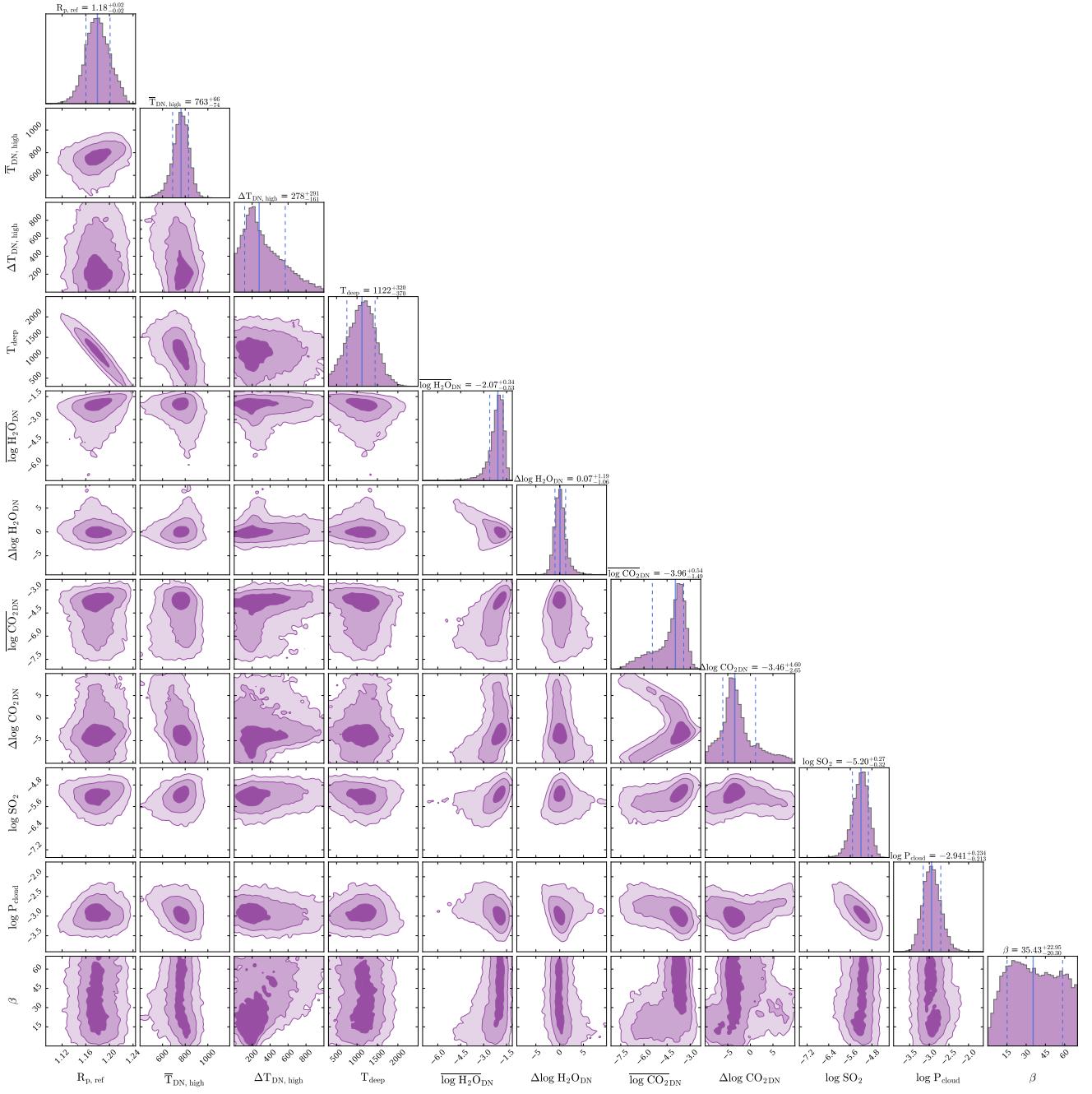


Figura D.4: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.4: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.4.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_J$ ]	$\bar{T}_{\text{DN,high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{DN,high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O_{\text{DN}}$	$\Delta \log H_2O_{\text{DN}}$
$1.18^{+0.02}_{-0.02}$	$763.1^{+66.3}_{-74.3}$	$278.1^{+290.9}_{-161.4}$	$1122.0^{+320.1}_{-370.3}$	$-2.07^{+0.34}_{-0.53}$	$0.07^{+1.19}_{-1.06}$
$\log CO_2_{\text{DN}}$	$\Delta \log CO_2_{\text{DN}}$	$\log SO_2$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]	
$-3.96^{+0.54}_{-1.49}$	$-3.46^{+4.60}_{-2.65}$	$-5.20^{+0.27}_{-0.32}$	$-2.94^{+0.23}_{-0.21}$	$35.43^{+22.95}_{-20.30}$	

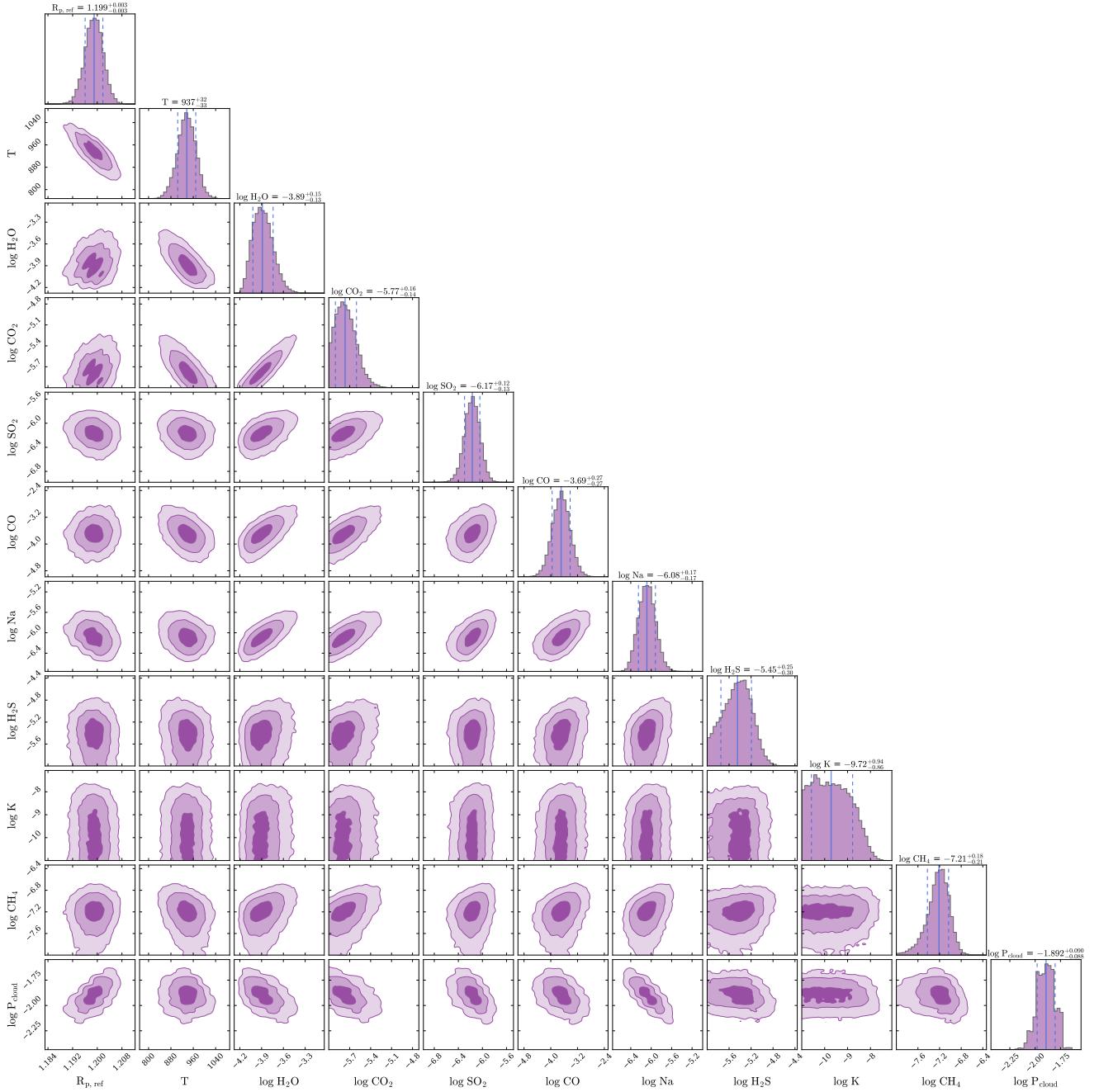


Figura D.5: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/PRISM.

Tabla D.5: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.5.

$R_{p,\text{ref}} [R_J]$	$T [\text{K}]$	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log SO_2$	$\log CO$
$1.199^{+0.003}_{-0.003}$	$936.9^{+32.0}_{-32.6}$	$-3.89^{+0.15}_{-0.13}$	$-5.77^{+0.16}_{-0.14}$	$-6.17^{+0.12}_{-0.13}$	$-3.69^{+0.27}_{-0.27}$
$\log Na$	$\log H_2S$	$\log K$	$\log CH_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	
$-6.08^{+0.17}_{-0.17}$	$-5.45^{+0.25}_{-0.30}$	$-9.72^{+0.94}_{-0.86}$	$-7.21^{+0.18}_{-0.21}$	$-1.89^{+0.099}_{-0.098}$	

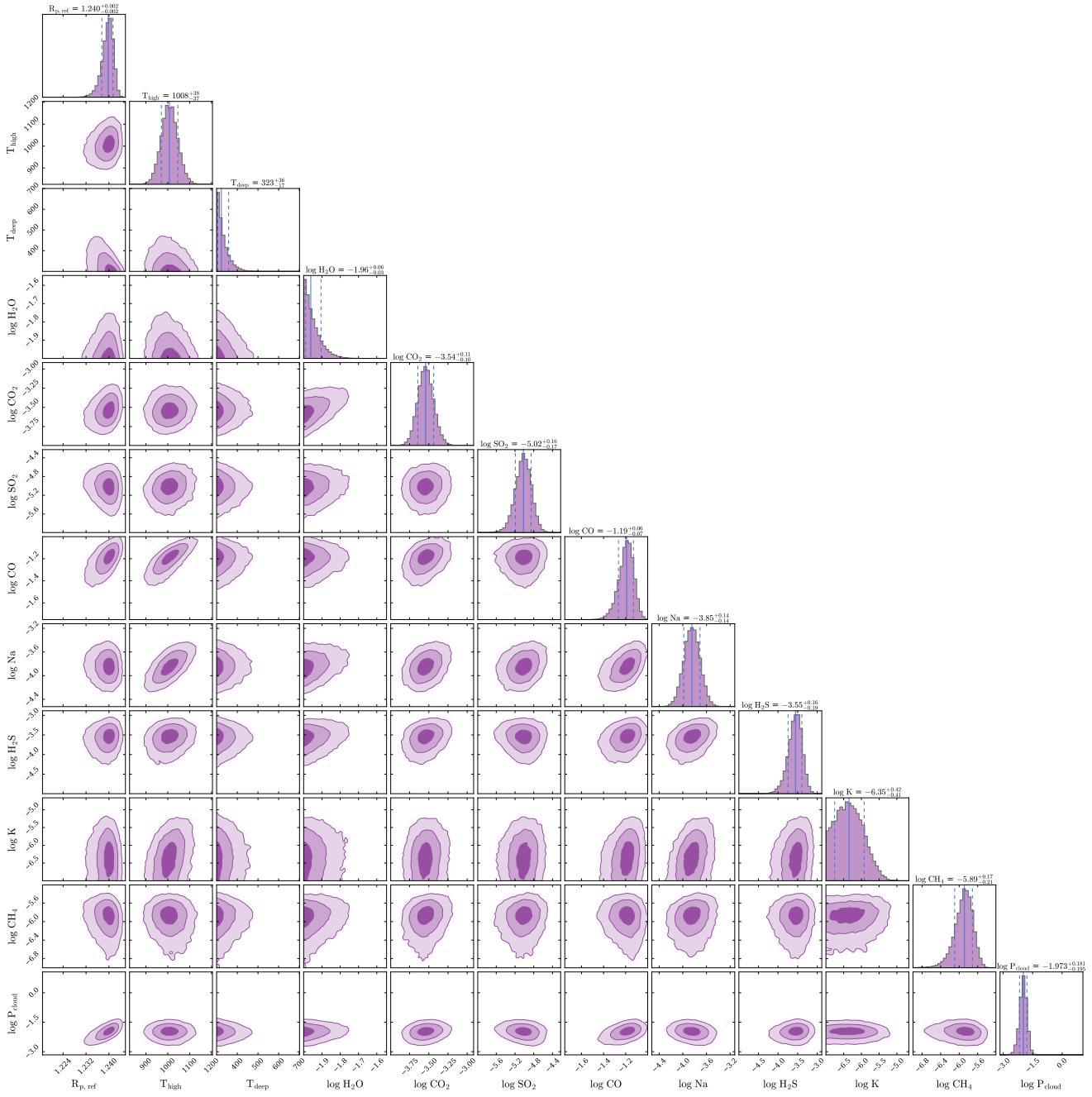


Figura D.6: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/PRISM.

Tabla D.6: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.6.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log SO_2$	$\log CO$
$1.199^{+0.003}_{-0.003}$	$936.9^{+32.0}_{-32.6}$	$-3.89^{+0.15}_{-0.13}$	$-5.77^{+0.16}_{-0.14}$	$-6.17^{+0.12}_{-0.13}$	$-3.69^{+0.27}_{-0.27}$
$\log Na$	$\log H_2S$	$\log K$	$\log CH_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	
$-6.08^{+0.17}_{-0.17}$	$-5.45^{+0.25}_{-0.30}$	$-9.72^{+0.94}_{-0.86}$	$-7.21^{+0.18}_{-0.21}$	$-1.89^{+0.09}_{-0.09}$	

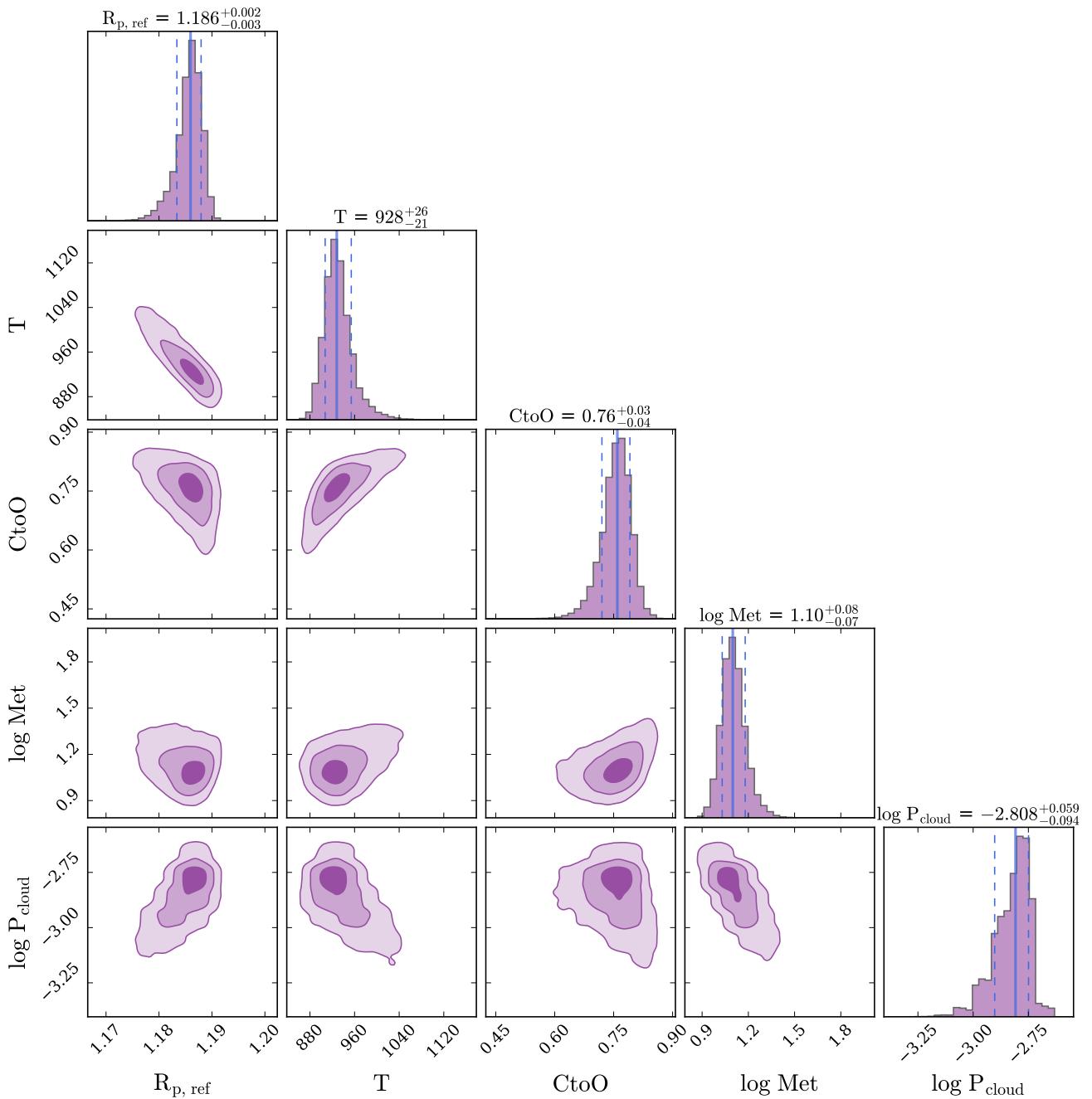


Figura D.7: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/PRISM.

Tabla D.7: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.7.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	log Met	log $P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.186^{+0.002}_{-0.003}$	$928.1^{+26.0}_{-20.8}$	$0.76^{+0.03}_{-0.04}$	$1.10^{+0.08}_{-0.07}$	$-2.81^{+0.06}_{-0.09}$

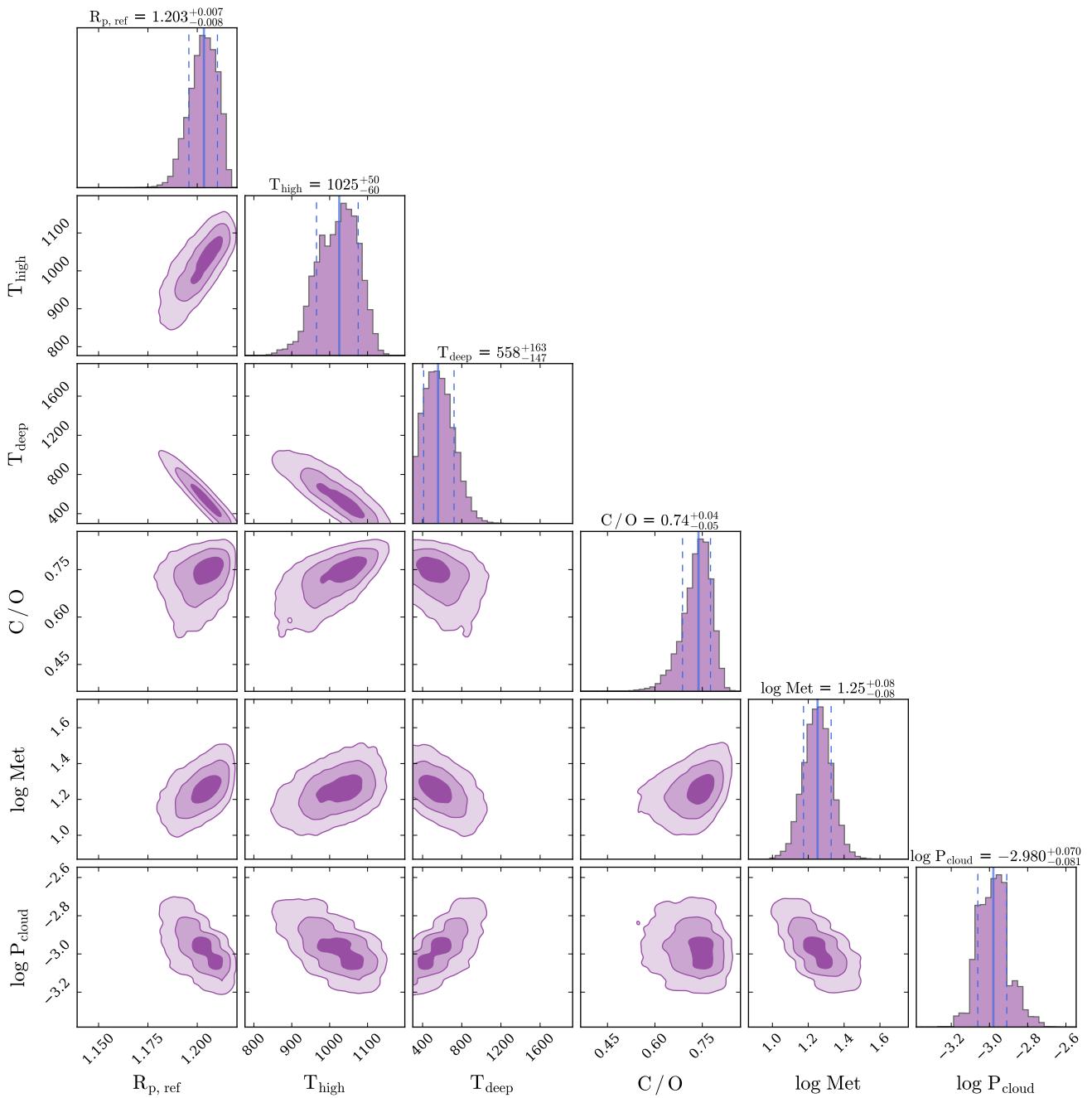


Figura D.8: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/PRISM.

Tabla D.8: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.8.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.179^{+0.003}_{-0.005}$	$904.7^{+54.9}_{-43.5}$	$1053.6^{+89.8}_{-39.8}$	$0.77^{+0.04}_{-0.05}$	$1.10^{+0.12}_{-0.09}$	$-2.81^{+0.08}_{-0.17}$

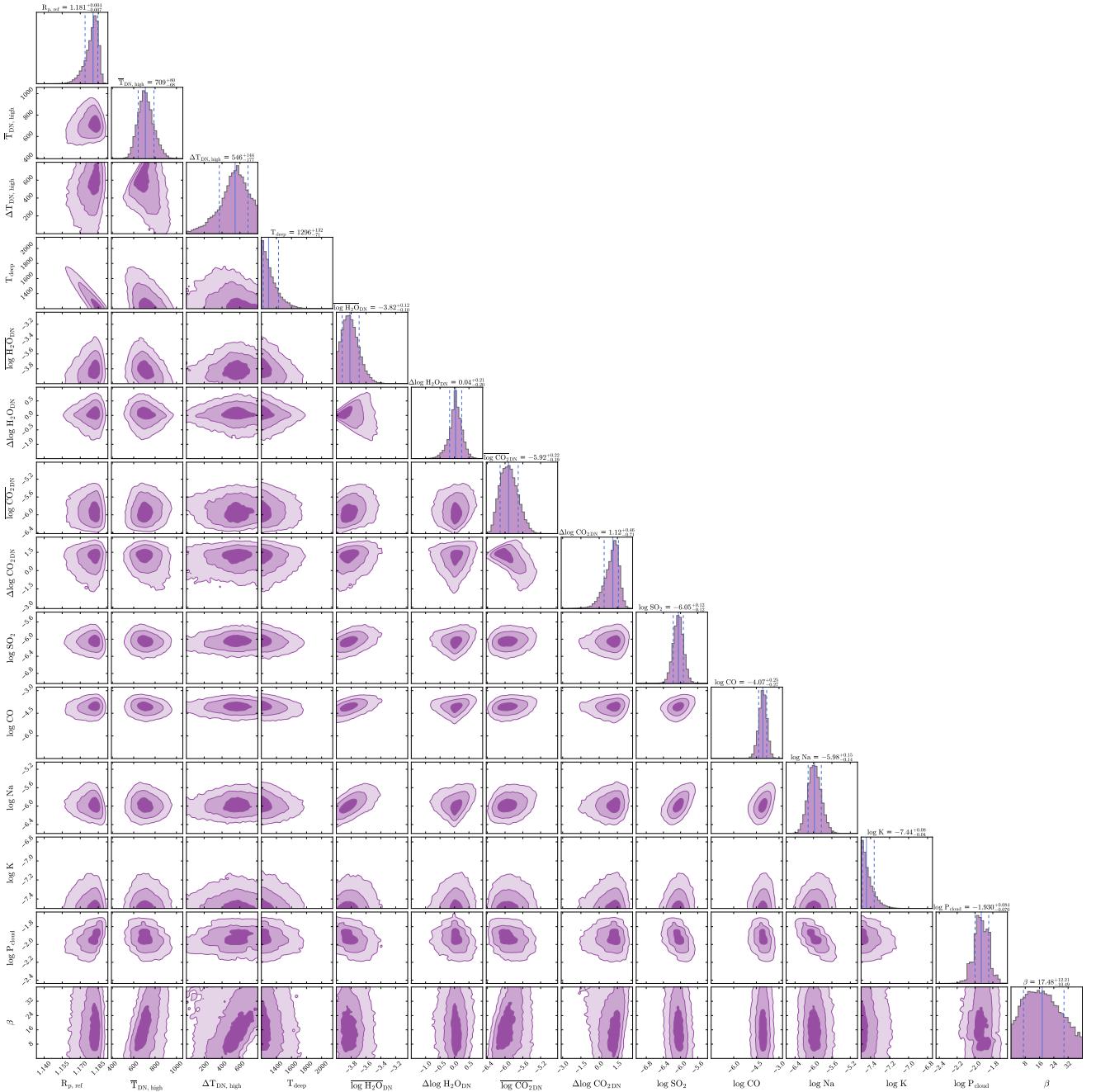


Figura D.9: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRSpec/PRISM.

Tabla D.9: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.9.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$\bar{T}_{\text{high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log \bar{H}_2\text{O}$	$\Delta \log H_2\text{O}$	$\log \bar{C}\text{O}_2$
$1.181^{+0.004}_{-0.007}$	$709.4^{+80.0}_{-67.5}$	$546.1^{+144.0}_{-176.6}$	$1296.3^{+131.8}_{-71.0}$	$-3.82^{+0.12}_{-0.10}$	$0.04^{+0.21}_{-0.20}$	$-5.92^{+0.22}_{-0.19}$
$\Delta \log \text{CO}_2$	$\log \text{SO}_2$	$\log \text{CO}$	$\log \text{Na}$	$\log \text{K}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]
$1.12^{+0.46}_{-0.71}$	$-6.05^{+0.12}_{-0.12}$	$-4.07^{+0.25}_{-0.27}$	$-5.98^{+0.15}_{-0.14}$	$-7.44^{+0.08}_{-0.04}$	$-1.93^{+0.08}_{-0.07}$	$17.48^{+12.21}_{-10.49}$

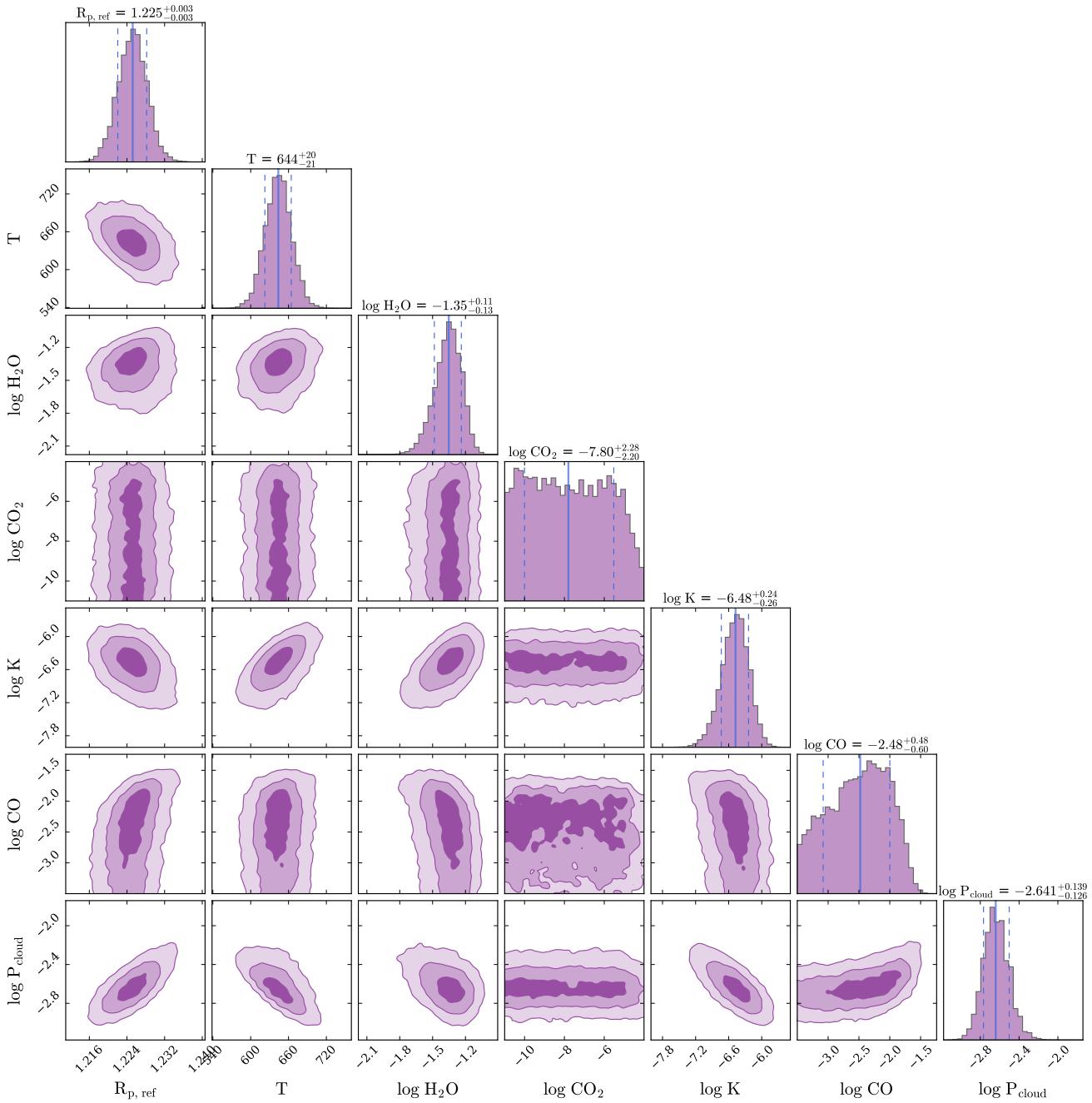


Figura D.10: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRISS/SOSS.

Tabla D.10: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.10.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log K$	$\log CO$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.225^{+0.003}_{-0.003}$	$643.8^{+20.5}_{-21.3}$	$-1.35^{+0.11}_{-0.13}$	$-7.80^{+2.28}_{-2.20}$	$-6.48^{+0.24}_{-0.26}$	$-2.48^{+0.48}_{-0.60}$	$-2.64^{+0.14}_{-0.13}$

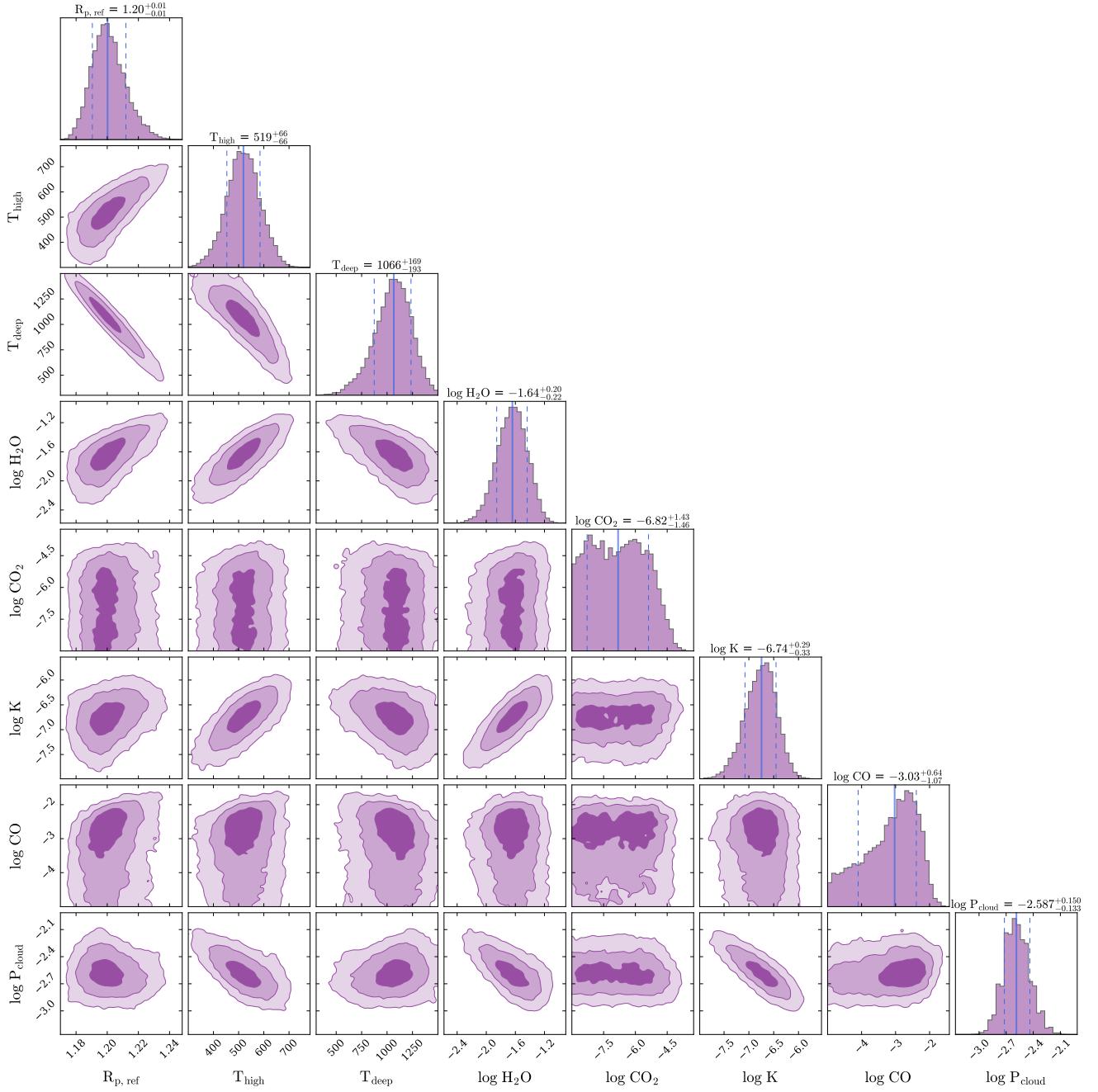


Figura D.11: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRISS/SOSS.

Tabla D.11: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.11.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log K$	$\log CO$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.20^{+0.01}_{-0.01}$	$519.2^{+65.6}_{-65.9}$	$1066.3^{+169.1}_{-192.5}$	$-1.64^{+0.20}_{-0.22}$	$-6.82^{+1.43}_{-1.46}$	$-6.74^{+0.29}_{-0.33}$	$-3.03^{+0.64}_{-1.07}$	$-2.59^{+0.15}_{-0.13}$

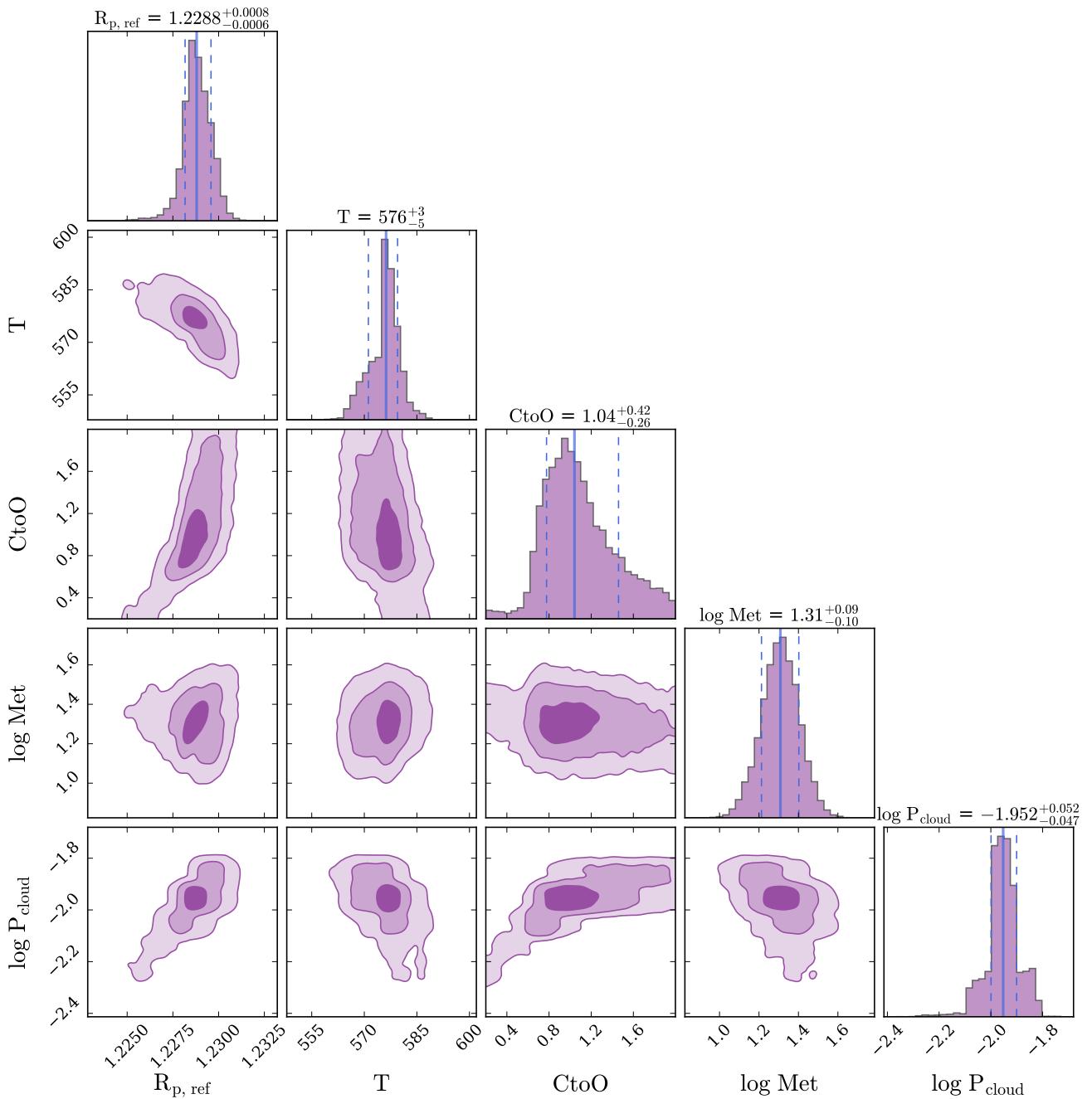


Figura D.12: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRISS/SOSS.

Tabla D.12: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.12.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	log Met	log $P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.229^{+0.001}_{-0.001}$	$576.2^{+3.3}_{-5.1}$	$1.04^{+0.42}_{-0.26}$	$1.31^{+0.09}_{-0.10}$	$-1.95^{+0.05}_{-0.05}$

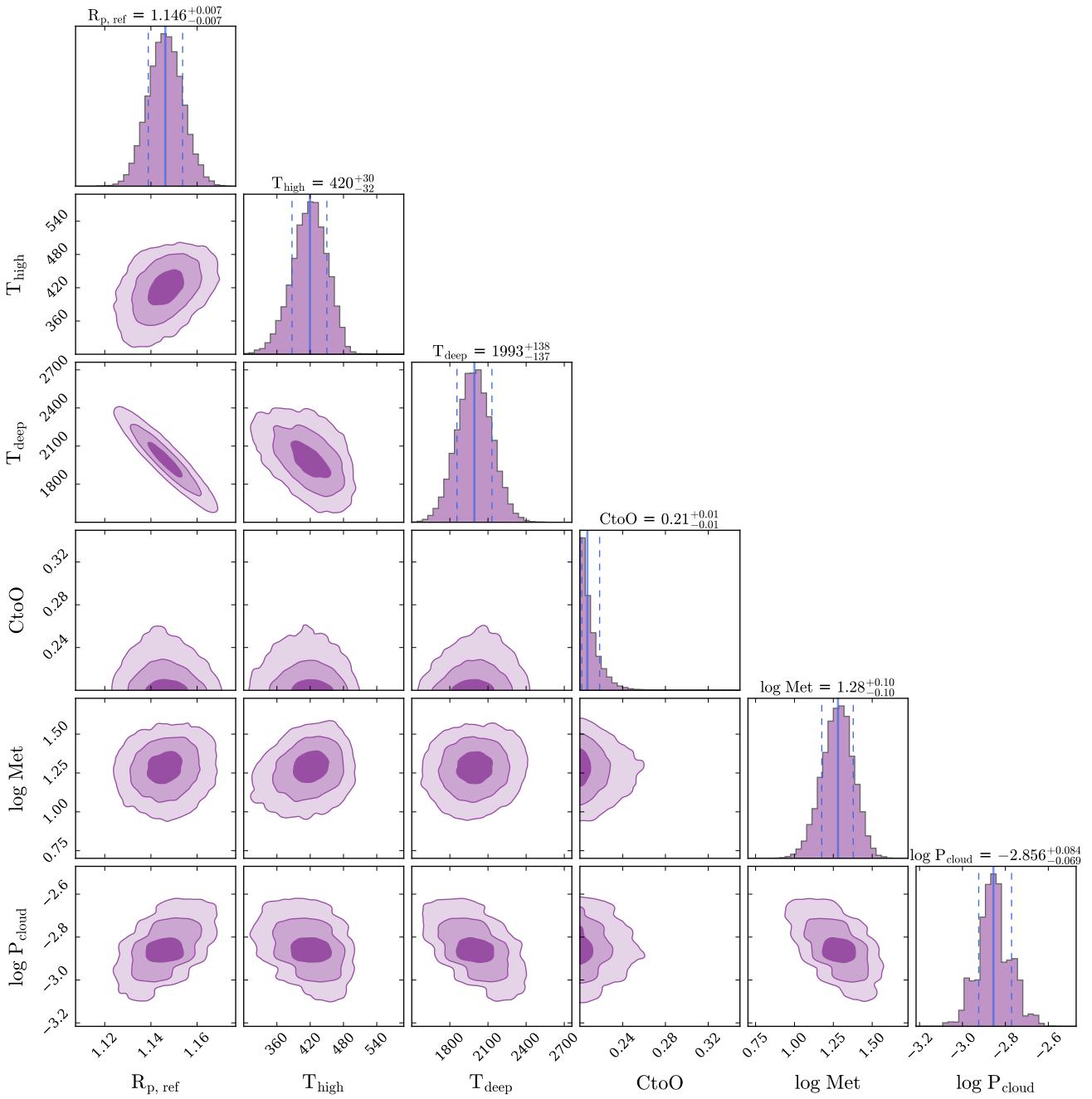


Figura D.13: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRISS/SOSS.

Tabla D.13: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.13.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.15^{+0.01}_{-0.01}$	$419.5^{+30.5}_{-32.3}$	$1992.8^{+138.1}_{-137.0}$	$0.21^{+0.01}_{-0.01}$	$1.28^{+0.10}_{-0.10}$	$-2.86^{+0.08}_{-0.07}$

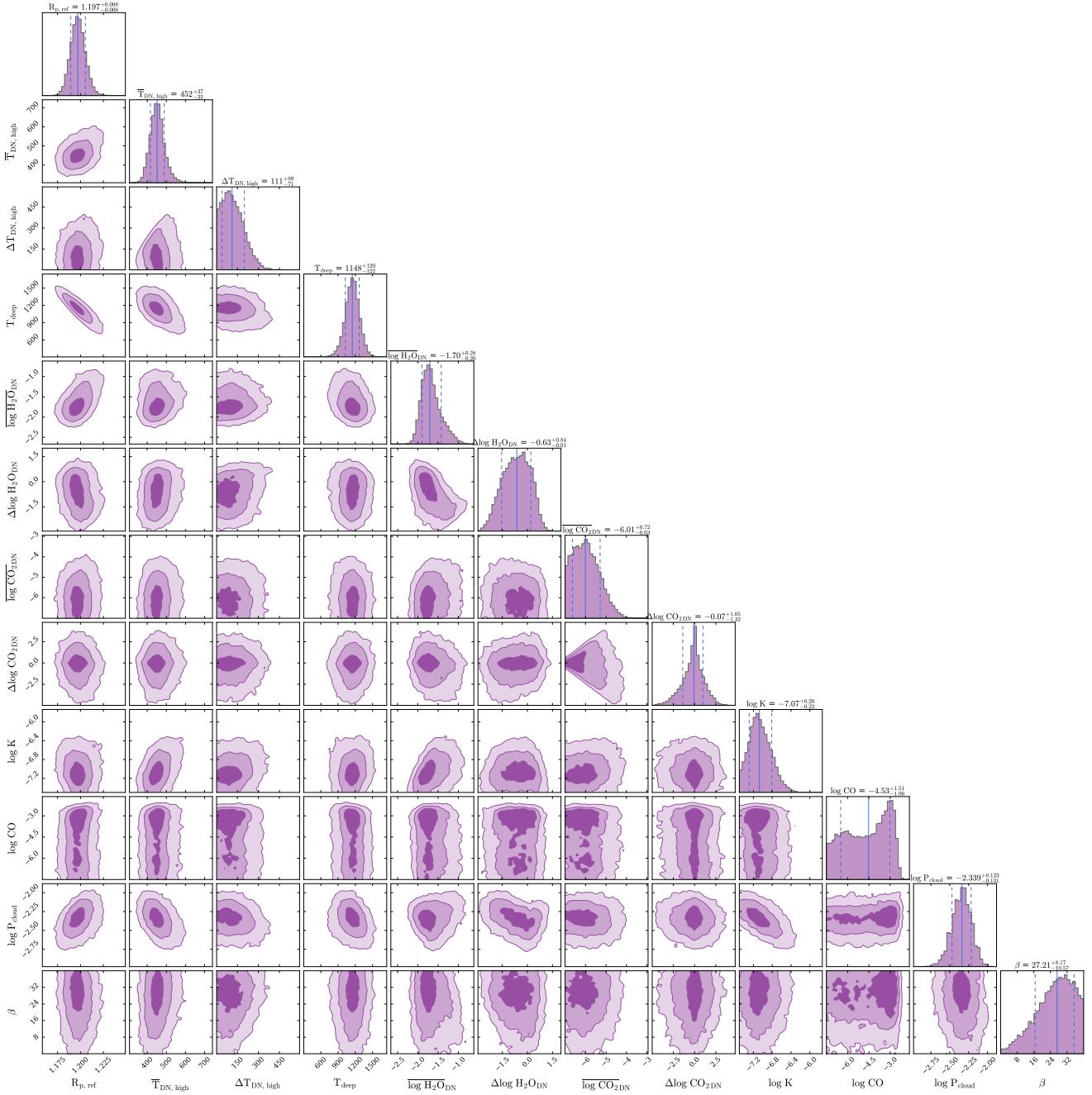


Figura D.14: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento NIRISS/SOSS.

Tabla D.14: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.14.

$R_{p,\text{ref}} [\text{R}_J]$	$\overline{T}_{\text{DN},\text{high}} [\text{K}]$	$\Delta T_{\text{DN},\text{high}} [\text{K}]$	$T_{\text{deep}} [\text{K}]$	$\log P_{\text{cloud}} [\text{bar}]$	$\beta [{}^\circ]$
$1.20^{+0.01}_{-0.01}$	$451.9^{+37.4}_{-35.2}$	$111.0^{+88.6}_{-70.9}$	$1148.1^{+119.6}_{-121.7}$	$-2.34^{+0.12}_{-0.13}$	$27.21^{+8.16}_{-10.58}$
$\log H_2O_{\text{DN}}$	$\Delta(\log H_2O)_{\text{DN}}$	$\log CO_2_{\text{DN}}$	$\Delta(\log CO_2)_{\text{DN}}$	$\log K$	$\log CO$
$-1.70^{+0.28}_{-0.20}$	$-0.63^{+0.84}_{-0.91}$	$-6.01^{+0.72}_{-0.63}$	$-0.07^{+1.05}_{-1.32}$	$-7.07^{+0.26}_{-0.22}$	$-4.53^{+1.51}_{-1.96}$

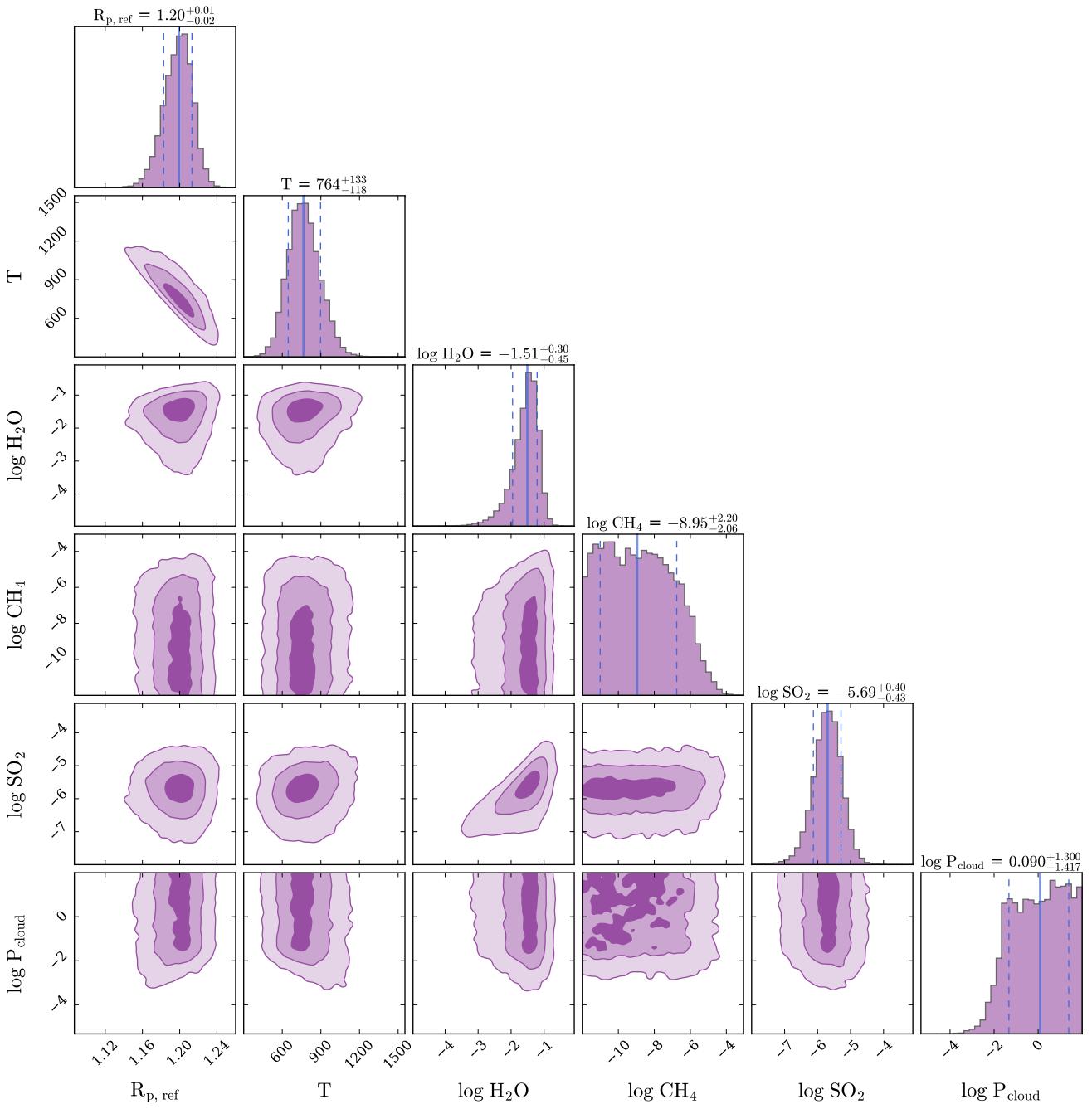


Figura D.15: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento MIRI/LRS.

Tabla D.15: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.15.

$R_{p,\text{ref}} [R_J]$	$T [\text{K}]$	$\log H_2O$	$\log CH_4$	$\log SO_2$	$\log P_{\text{cloud}} [\text{bar}]$
$1.20^{+0.01}_{-0.02}$	$764.5^{+133.1}_{-117.8}$	$-1.51^{+0.30}_{-0.45}$	$-8.95^{+2.19}_{-2.06}$	$-5.69^{+0.40}_{-0.43}$	$0.09^{+1.30}_{-1.42}$

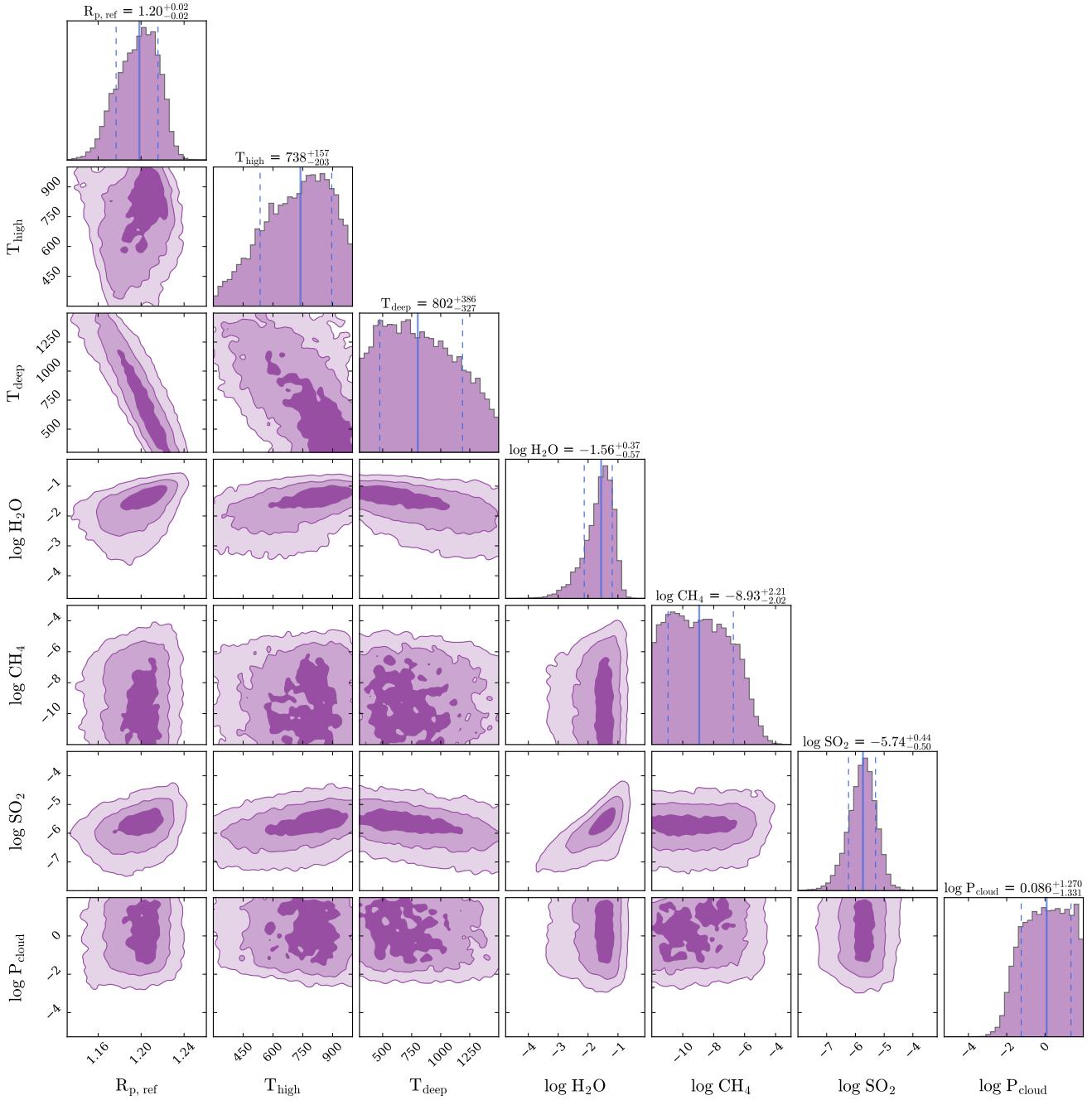


Figura D.16: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento MIRI/LRS.

Tabla D.16: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.16.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\log CH_4$	$\log SO_2$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.20^{+0.02}_{-0.02}$	$738.3^{+156.9}_{-202.8}$	$802.2^{+385.9}_{-327.2}$	$-1.56^{+0.37}_{-0.57}$	$-8.93^{+2.21}_{-2.02}$	$-5.74^{+0.44}_{-0.50}$	$0.09^{+1.27}_{-1.33}$

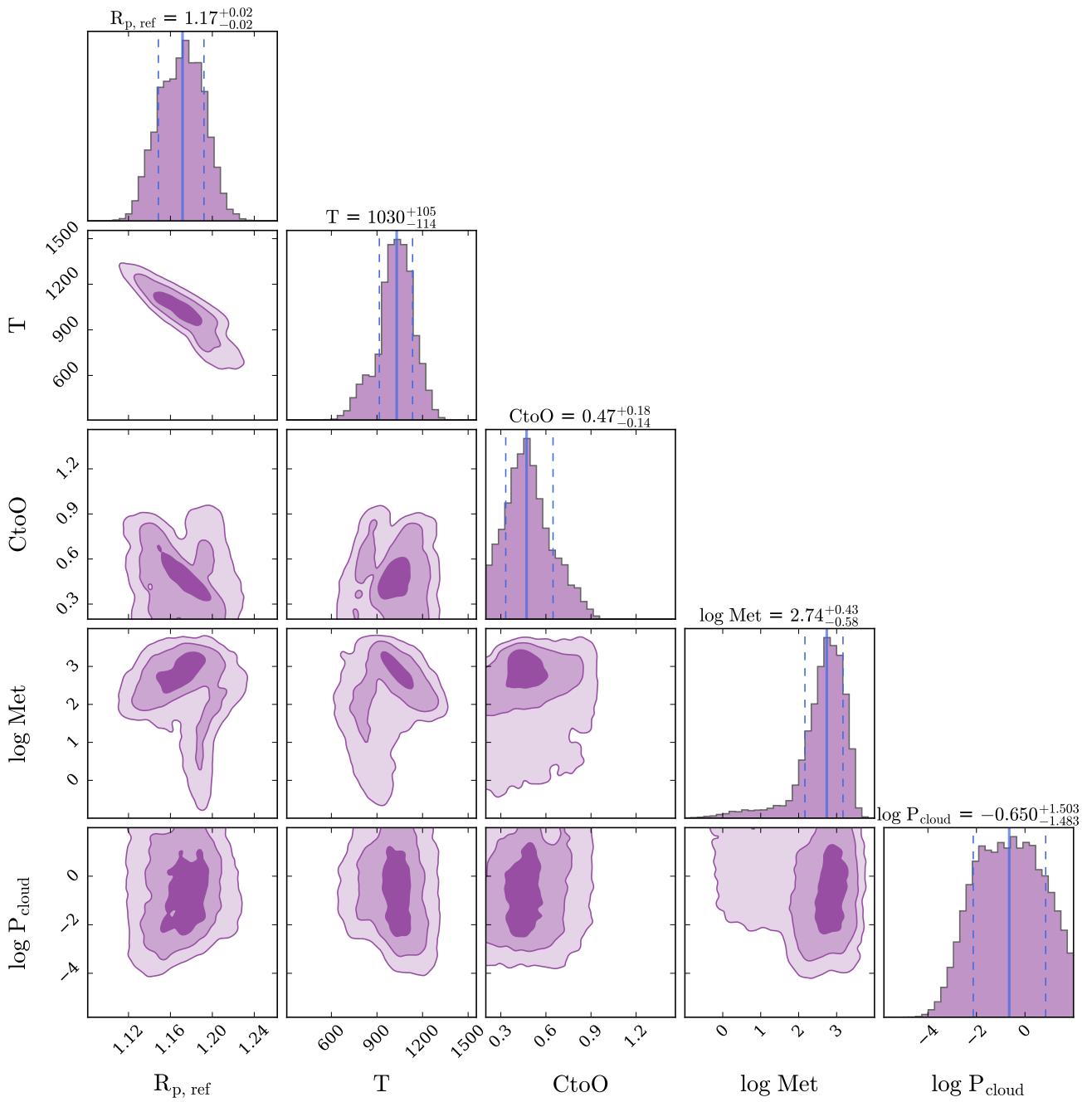


Figura D.17: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento MIRI/LRS.

Tabla D.17: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.17.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.17^{+0.02}_{-0.02}$	$1029.8^{+104.6}_{-114.2}$	$0.47^{+0.18}_{-0.14}$	$2.74^{+0.43}_{-0.58}$	$-0.65^{+1.50}_{-1.48}$

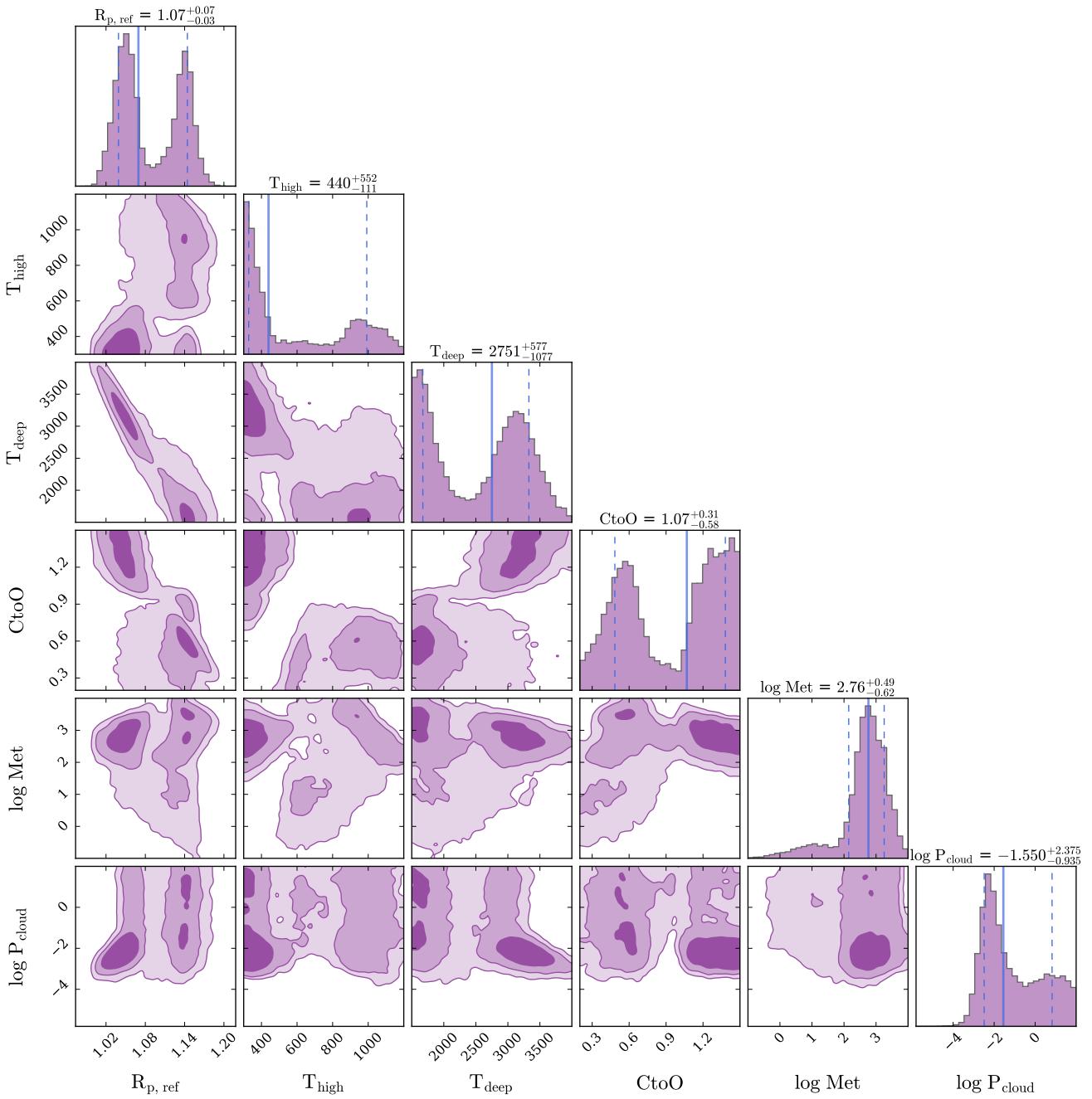


Figura D.18: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento MIRI/LRS.

Tabla D.18: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.18.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.07^{+0.07}_{-0.03}$	$439.6^{+552.4}_{-111.3}$	$2750.5^{+577.5}_{-1077.5}$	$1.07^{+0.31}_{-0.58}$	$2.76^{+0.49}_{-0.62}$	$-1.55^{+2.38}_{-0.94}$

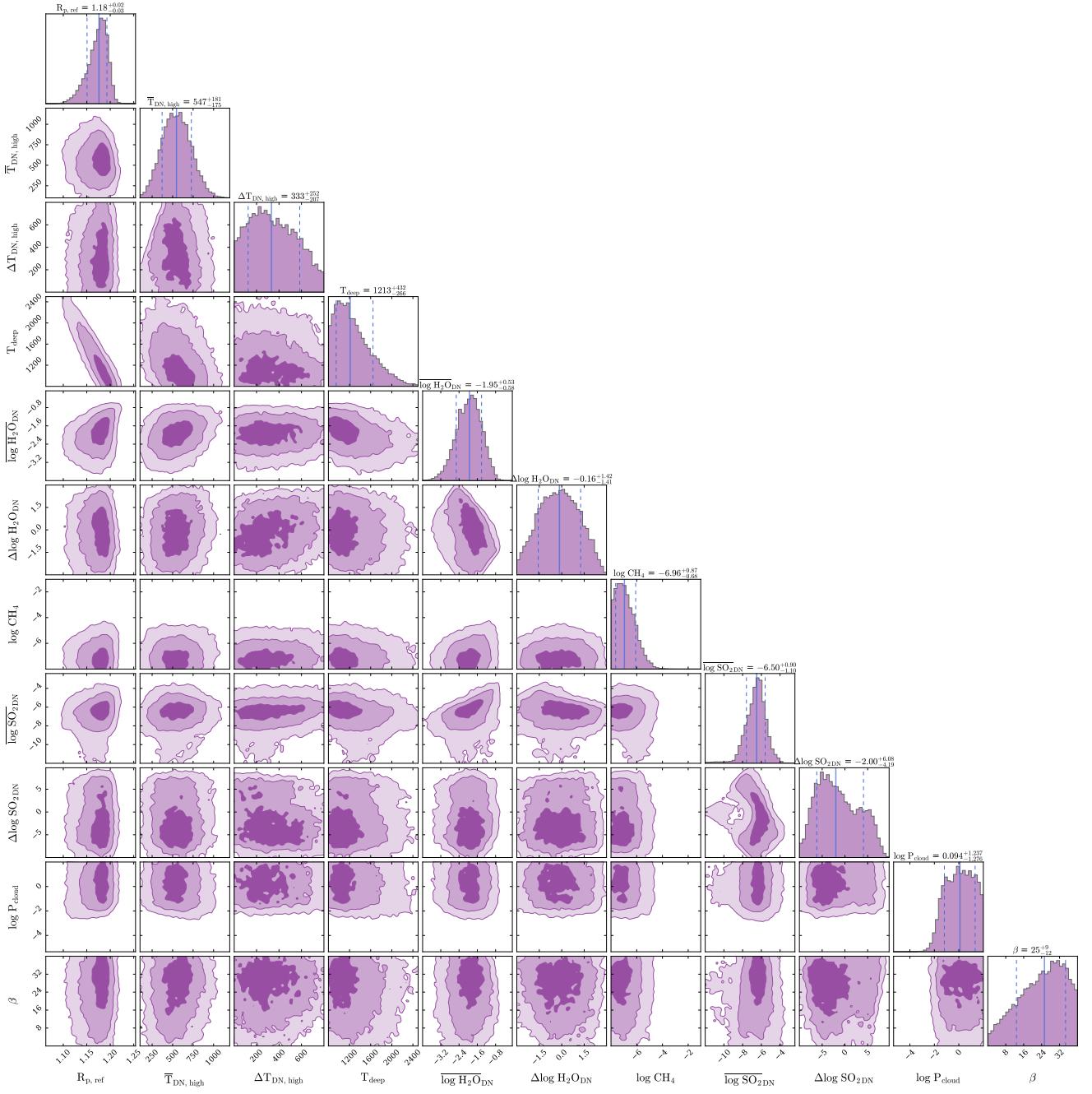


Figura D.19: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de WASP-39b obtenido con el instrumento MIRI/LRS.

Tabla D.19: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.19.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$\bar{T}_{\text{high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\Delta \log H_2O$
$1.18^{+0.02}_{-0.03}$	$547.1^{+181.4}_{-175.6}$	$332.6^{+251.7}_{-207.5}$	$1212.6^{+431.7}_{-266.0}$	$-1.95^{+0.53}_{-0.58}$	$-0.16^{+1.42}_{-1.41}$
$\log CH_4$	$\log SO_2$	$\Delta \log SO_2$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]	
$-6.96^{+0.87}_{-0.68}$	$-6.50^{+0.90}_{-1.10}$	$-2.00^{+6.08}_{-4.19}$	$0.09^{+1.24}_{-1.28}$	$25.26^{+9.40}_{-12.48}$	

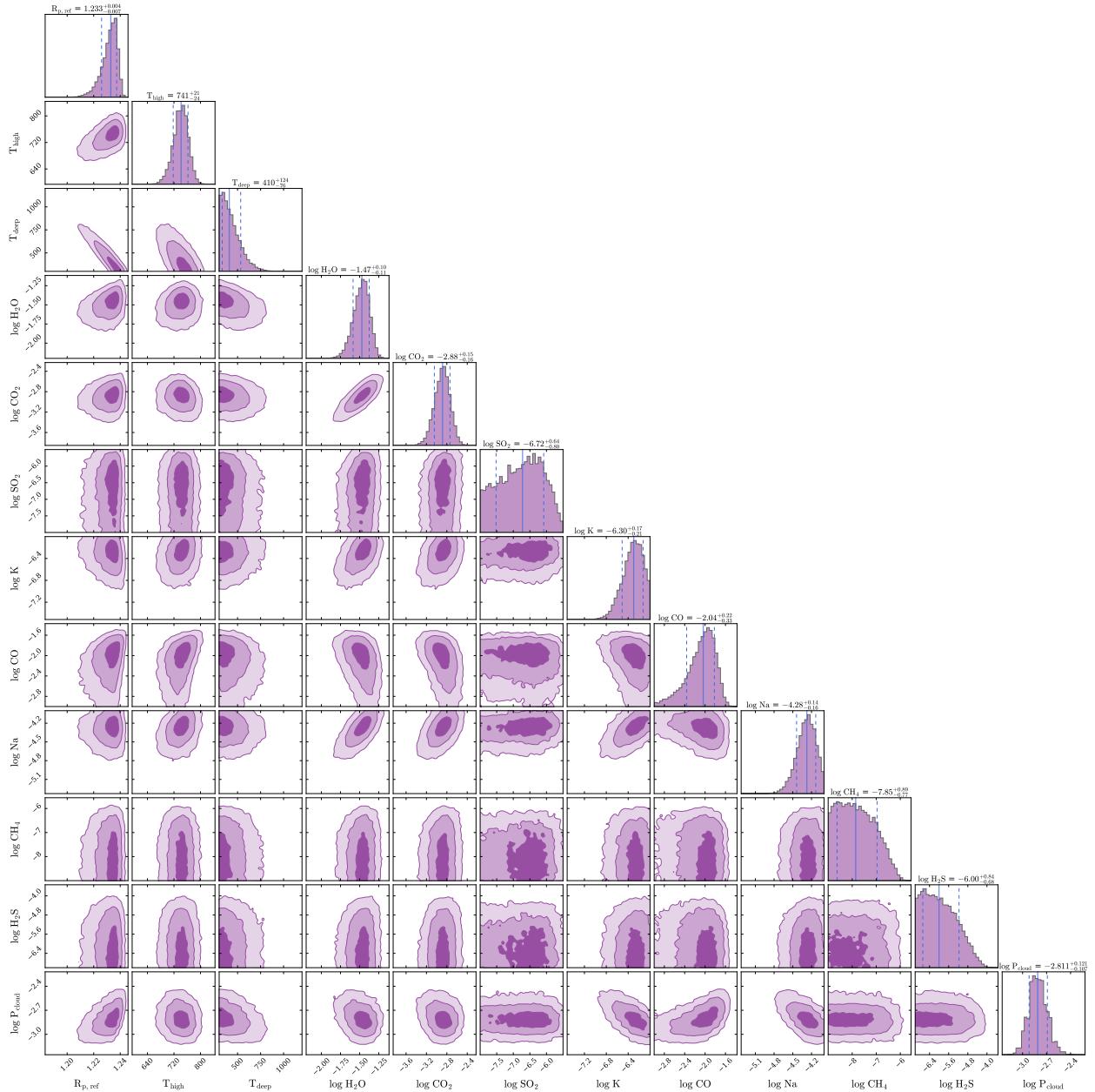


Figura D.20: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiante para el espektro de transmisión combinado de WASP-39b.

Tabla D.20: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.20.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\log H_2O$	$\log CO_2$
$1.233^{+0.004}_{-0.007}$	$741.5^{+20.8}_{-23.8}$	$409.8^{+124.3}_{-76.5}$	$-2.81^{+0.12}_{-0.11}$	$-1.47^{+0.10}_{-0.11}$	$-2.88^{+0.15}_{-0.16}$
$\log SO_2$	$\log K$	$\log CO$	$\log Na$	$\log CH_4$	$\log H_2S$
$-6.72^{+0.64}_{-0.80}$	$-6.30^{+0.17}_{-0.21}$	$-2.04^{+0.22}_{-0.33}$	$-4.28^{+0.14}_{-0.16}$	$-7.85^{+0.89}_{-0.77}$	$-6.00^{+0.84}_{-0.68}$

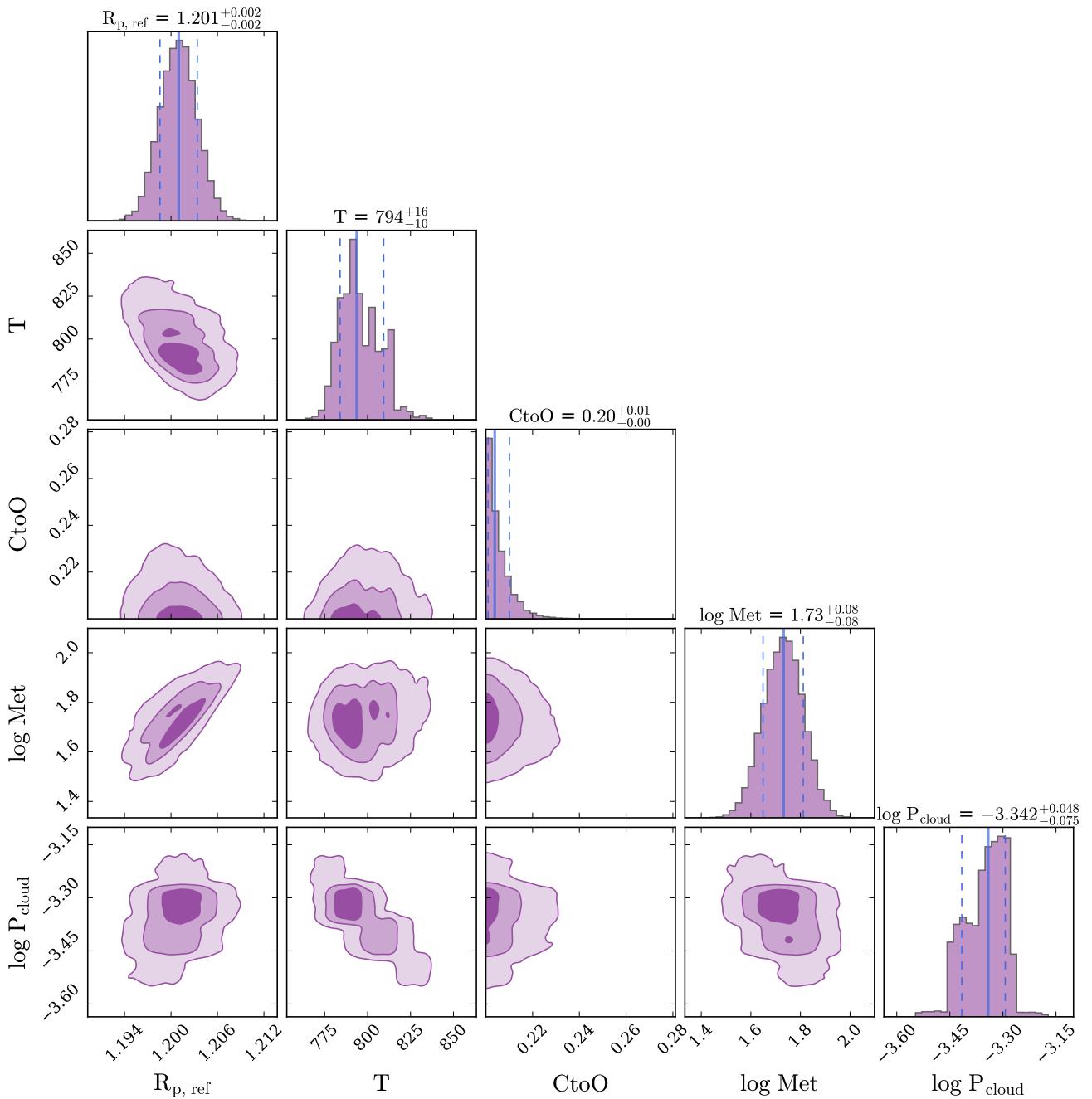


Figura D.21: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión combinado de WASP-39b.

Tabla D.21: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.21.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.201^{+0.002}_{-0.002}$	$793.7^{+15.7}_{-9.7}$	$0.20^{+0.01}_{-0.00}$	$1.73^{+0.08}_{-0.08}$	$-3.34^{+0.05}_{-0.07}$

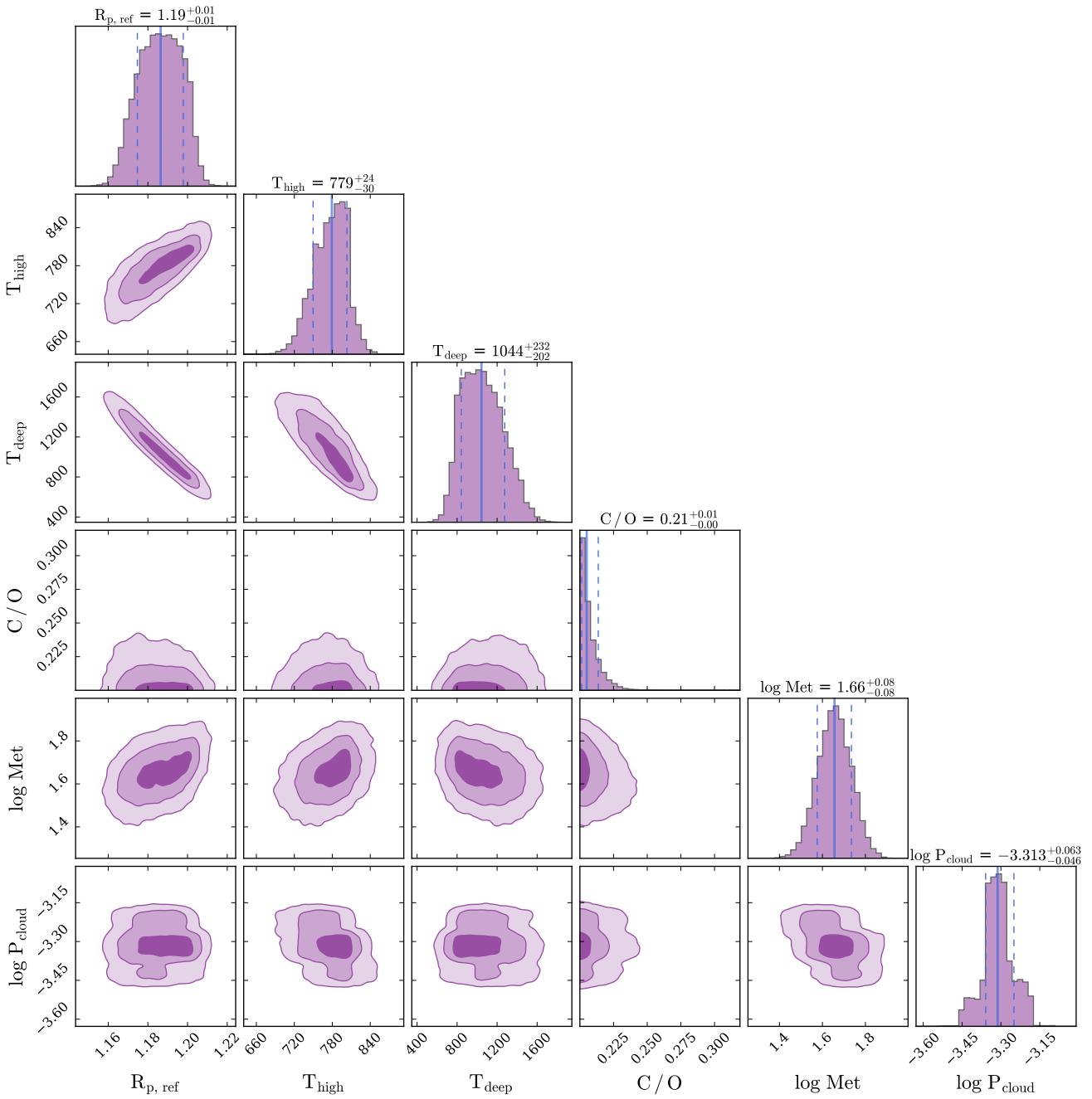


Figura D.22: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión combinado de WASP-39b.

Tabla D.22: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.22.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.142^{+0.003}_{-0.004}$	$654.9^{+21.5}_{-23.6}$	$2023.4^{+39.8}_{-17.4}$	$0.21^{+0.01}_{-0.01}$	$1.62^{+0.07}_{-0.07}$	$-3.38^{+0.07}_{-0.06}$

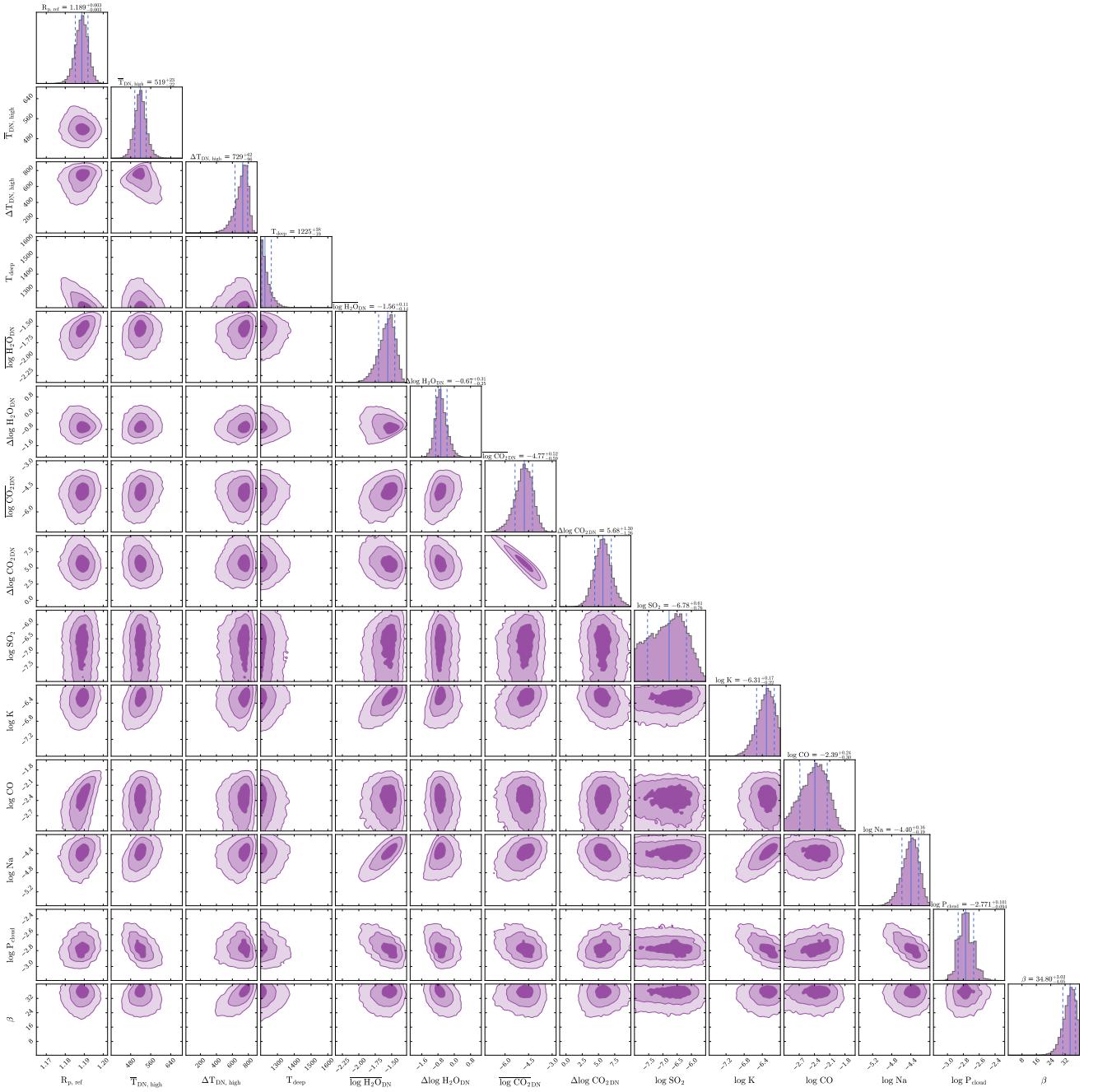


Figura D.23: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión combinado de WASP-39b.

Tabla D.23: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.23.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{DN,high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{DN,high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O_{\text{DN}}$	$\Delta \log H_2O_{\text{DN}}$	$\log CO_{2,\text{DN}}$
$1.189^{+0.003}_{-0.003}$	$518.7^{+23.3}_{-22.2}$	$729.1^{+62.2}_{-96.2}$	$1225.4^{+38.0}_{-18.6}$	$-1.56^{+0.11}_{-0.14}$	$-0.67^{+0.31}_{-0.25}$	$-4.77^{+0.52}_{-0.59}$
$\Delta \log CO_{2,\text{DN}}$	$\log SO_2$	$\log K$	$\log CO$	$\log Na$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta^{[°]}$
$5.68^{+1.30}_{-1.26}$	$-6.78^{+0.61}_{-0.76}$	$-6.31^{+0.17}_{-0.22}$	$-2.39^{+0.24}_{-0.30}$	$-4.40^{+0.16}_{-0.19}$	$-2.77^{+0.10}_{-0.09}$	$34.80^{+3.02}_{-4.04}$

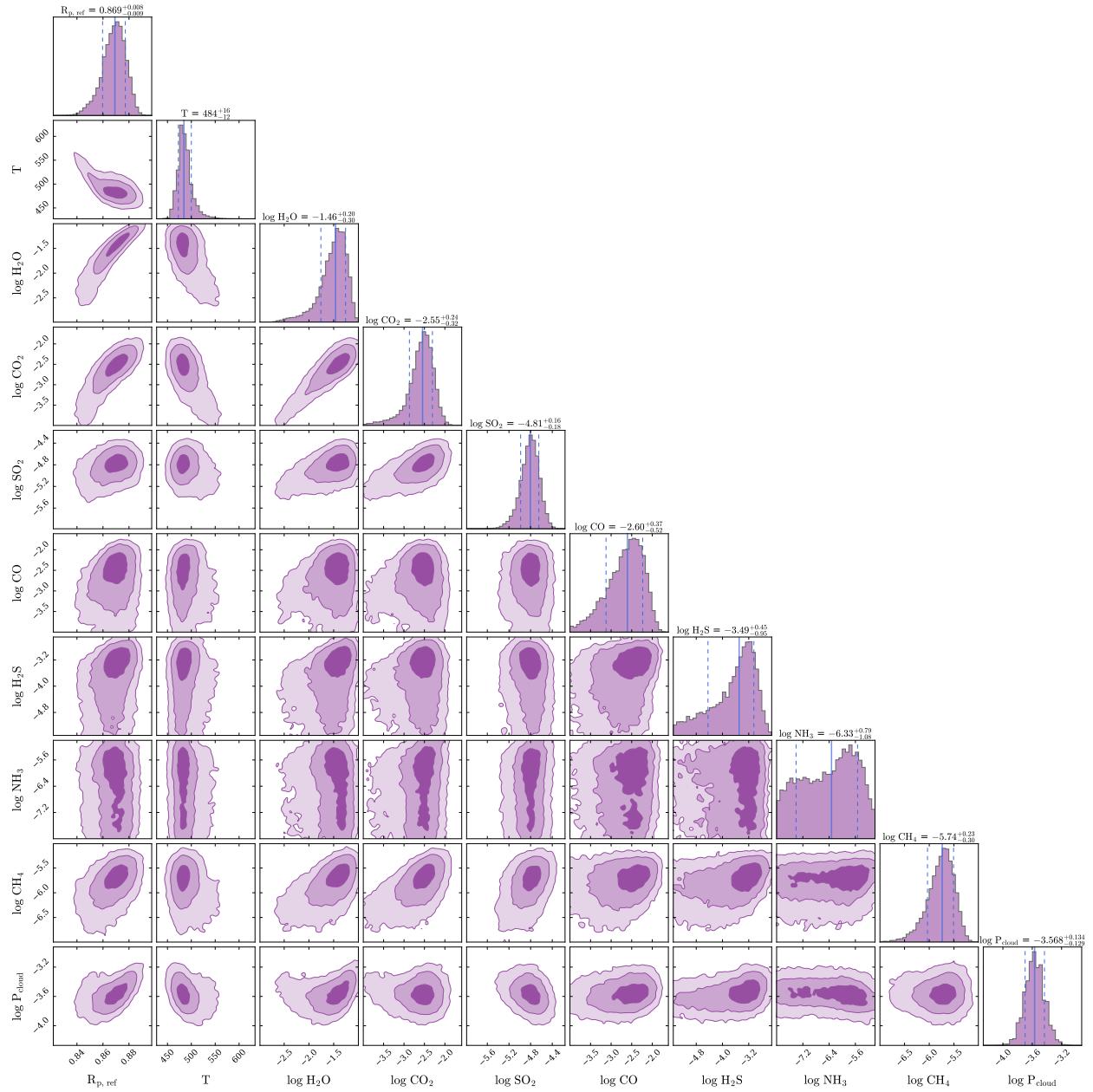


Figura D.24: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.24: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.24.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	T [K]	log H <sub>2</sub> O	log CO <sub>2</sub>	log SO <sub>2</sub>
$0.87^{+0.01}_{-0.01}$	$484.4^{+15.5}_{-11.6}$	$-1.46^{+0.20}_{-0.30}$	$-2.55^{+0.24}_{-0.32}$	$-4.81^{+0.16}_{-0.18}$
log H <sub>2</sub> S	log NH <sub>3</sub>	log CH <sub>4</sub>	log $P_{\text{cloud}}$ [bar]	log CO
$-3.49^{+0.45}_{-0.95}$	$-6.33^{+0.79}_{-1.08}$	$-5.74^{+0.23}_{-0.30}$	$-3.57^{+0.13}_{-0.13}$	$-2.60^{+0.37}_{-0.52}$

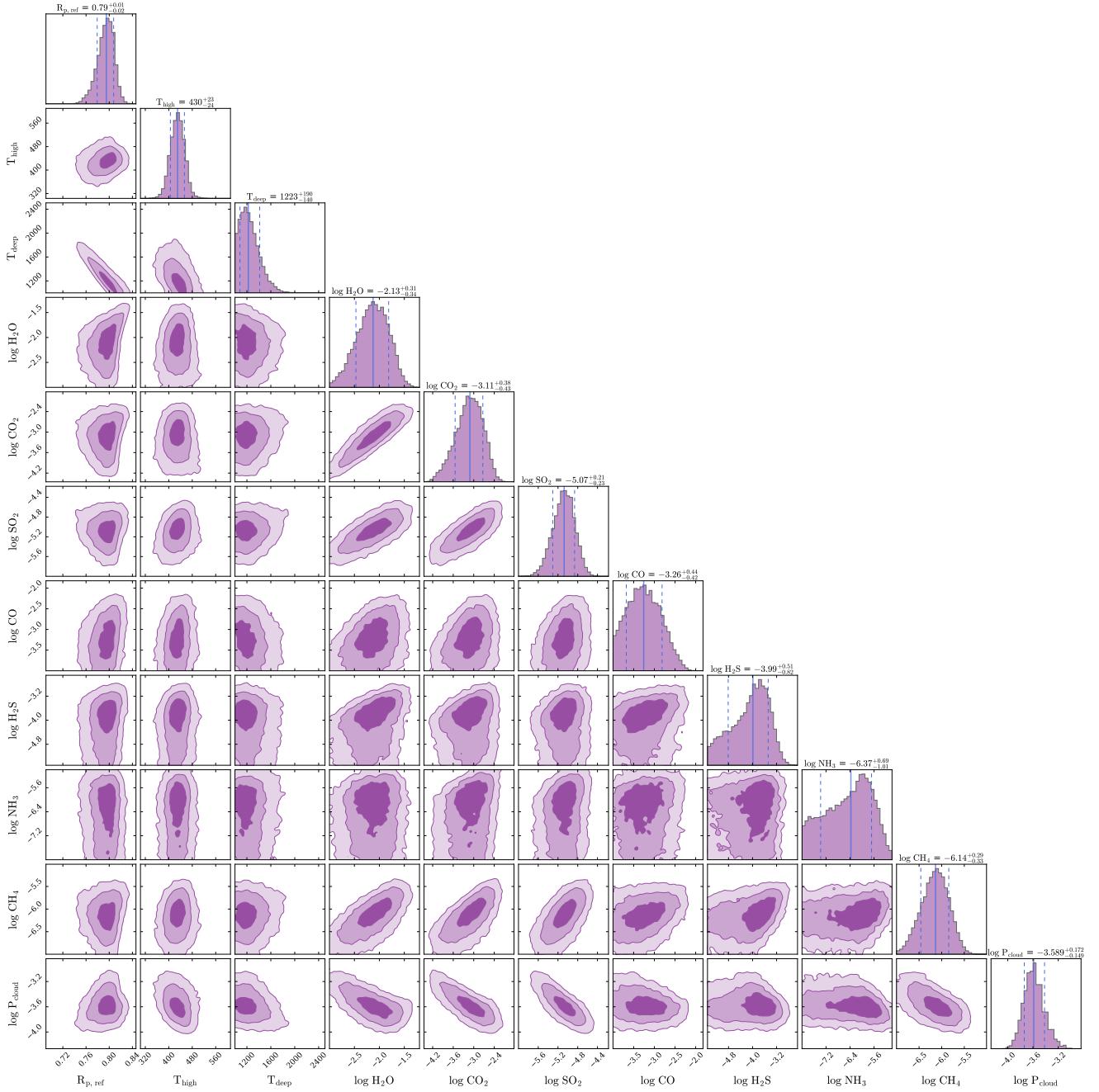


Figura D.25: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.25: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.25.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log SO_2$
$0.79^{+0.01}_{-0.02}$	$430.0^{+23.4}_{-24.5}$	$1223.3^{+190.5}_{-139.6}$	$-2.13^{+0.31}_{-0.34}$	$-3.11^{+0.38}_{-0.43}$	$-5.07^{+0.21}_{-0.23}$
$\log CO$	$\log H_2S$	$\log NH_3$	$\log CH_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	
$-3.26^{+0.44}_{-0.42}$	$-3.99^{+0.51}_{-0.82}$	$-6.37^{+0.69}_{-1.01}$	$-6.14^{+0.29}_{-0.33}$	$-3.59^{+0.17}_{-0.15}$	

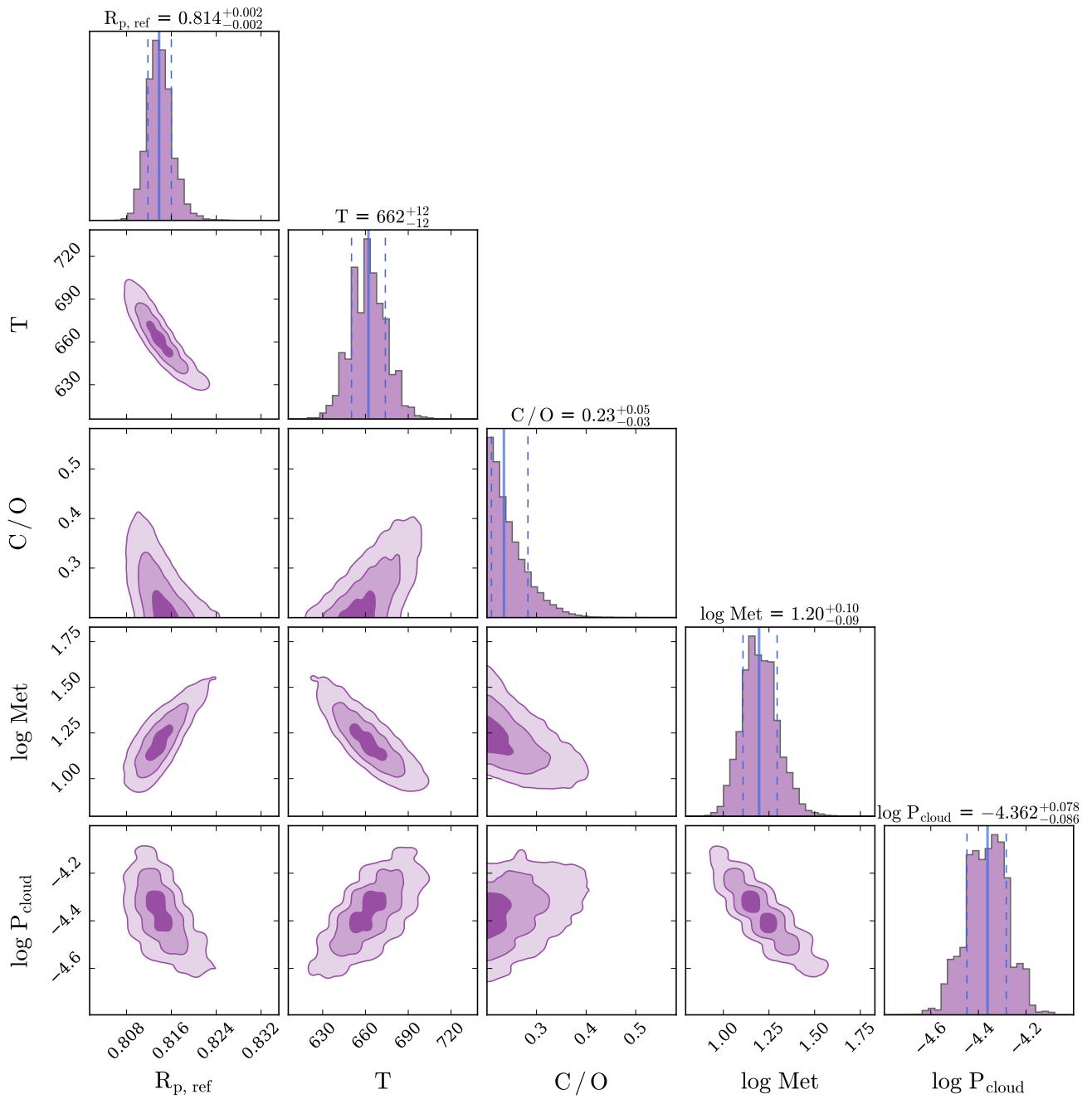


Figura D.26: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.26: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.26.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$0.814^{+0.002}_{-0.002}$	$662.1^{+11.8}_{-11.9}$	$0.23^{+0.05}_{-0.03}$	$1.20^{+0.10}_{-0.09}$	$-4.36^{+0.08}_{-0.09}$

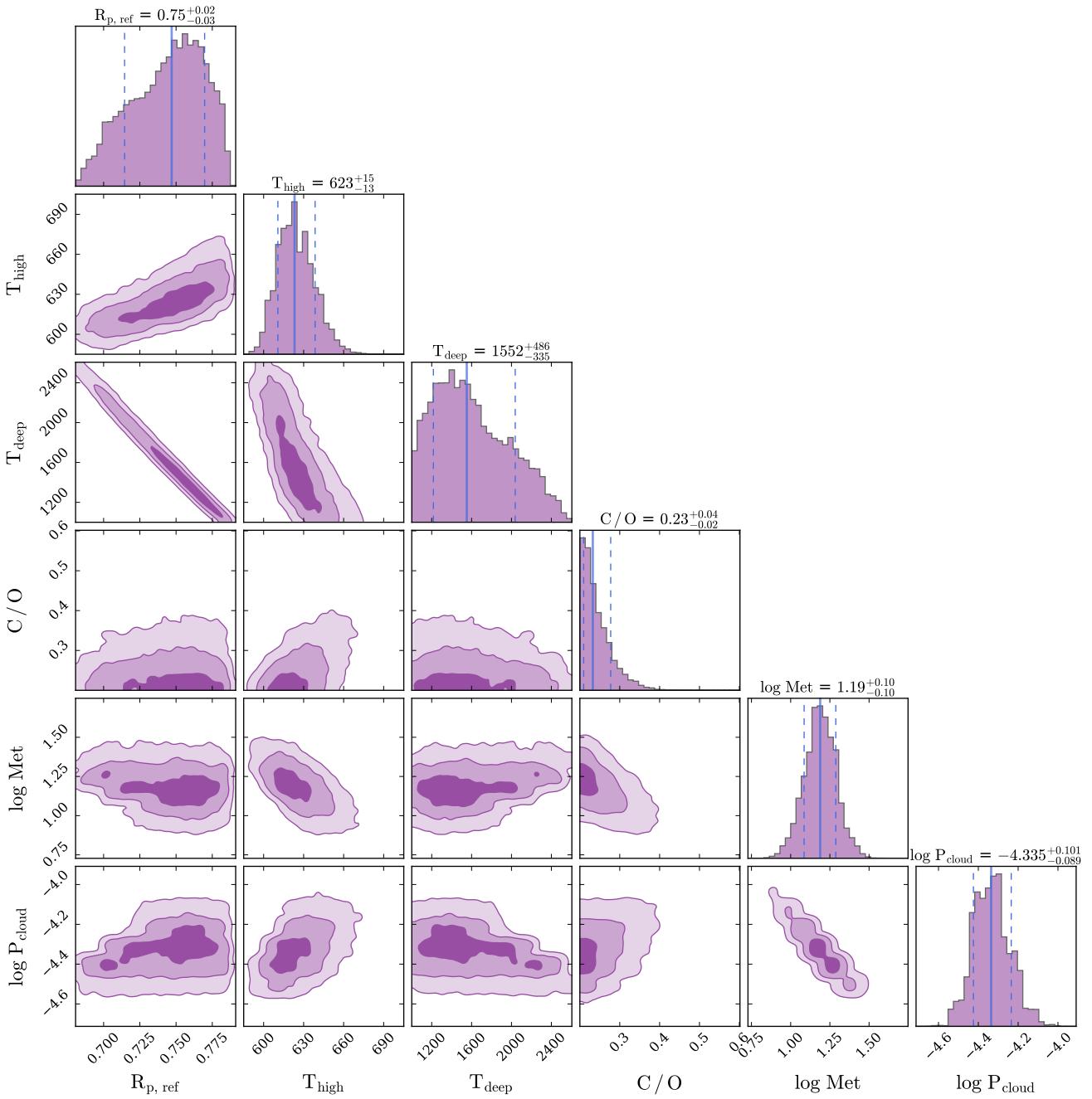


Figura D.27: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.27: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.27.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\text{C}/\text{O}$	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$0.75^{+0.02}_{-0.03}$	$623.2^{+15.4}_{-12.5}$	$1551.6^{+485.7}_{-334.9}$	$0.23^{+0.04}_{-0.02}$	$1.19^{+0.10}_{-0.10}$	$-4.34^{+0.10}_{-0.09}$

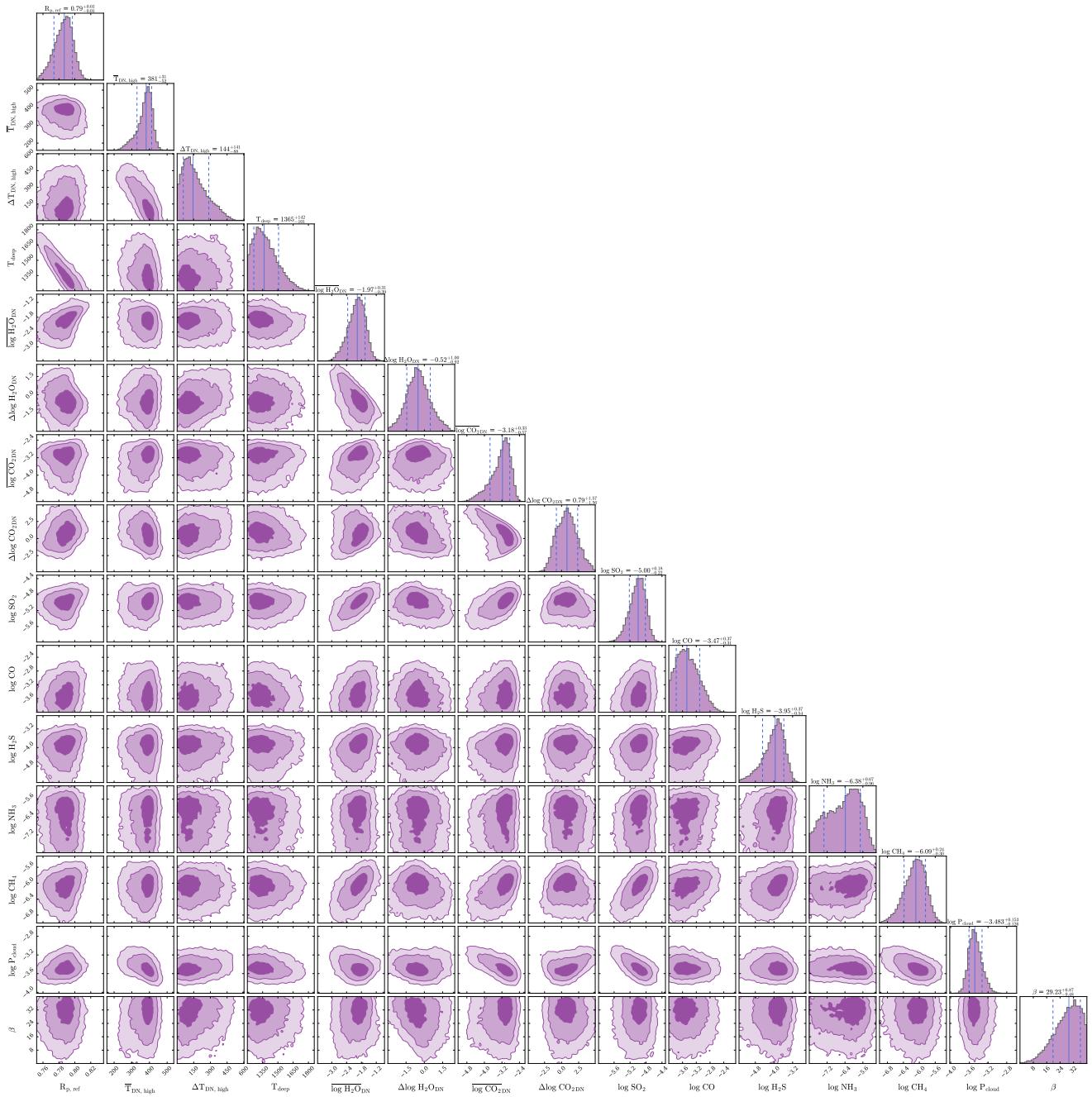


Figura D.28: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRSpec/G395H.

Tabla D.28: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.28.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$\bar{T}_{\text{high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\Delta \log H_2O$	$\log CO_2$	$\Delta \log CO_2$
$0.79^{+0.01}_{-0.01}$	$381.1^{+31.3}_{-51.6}$	$143.9^{+141.4}_{-87.7}$	$1364.6^{+141.8}_{-101.2}$	$-1.97^{+0.31}_{-0.39}$	$-0.52^{+1.00}_{-0.92}$	$-3.18^{+0.33}_{-0.57}$	$0.79^{+1.57}_{-1.56}$
$\log SO_2$	$\log CO$	$\log H_2S$	$\log NH_3$	$\log CH_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]	
$-5.00^{+0.18}_{-0.22}$	$-3.47^{+0.37}_{-0.31}$	$-3.95^{+0.37}_{-0.54}$	$-6.38^{+0.67}_{-0.96}$	$-6.09^{+0.24}_{-0.30}$	$-3.48^{+0.15}_{-0.13}$	$29.23^{+6.87}_{-9.48}$	$\beta = 29.23^{+6.87}_{-9.48}$

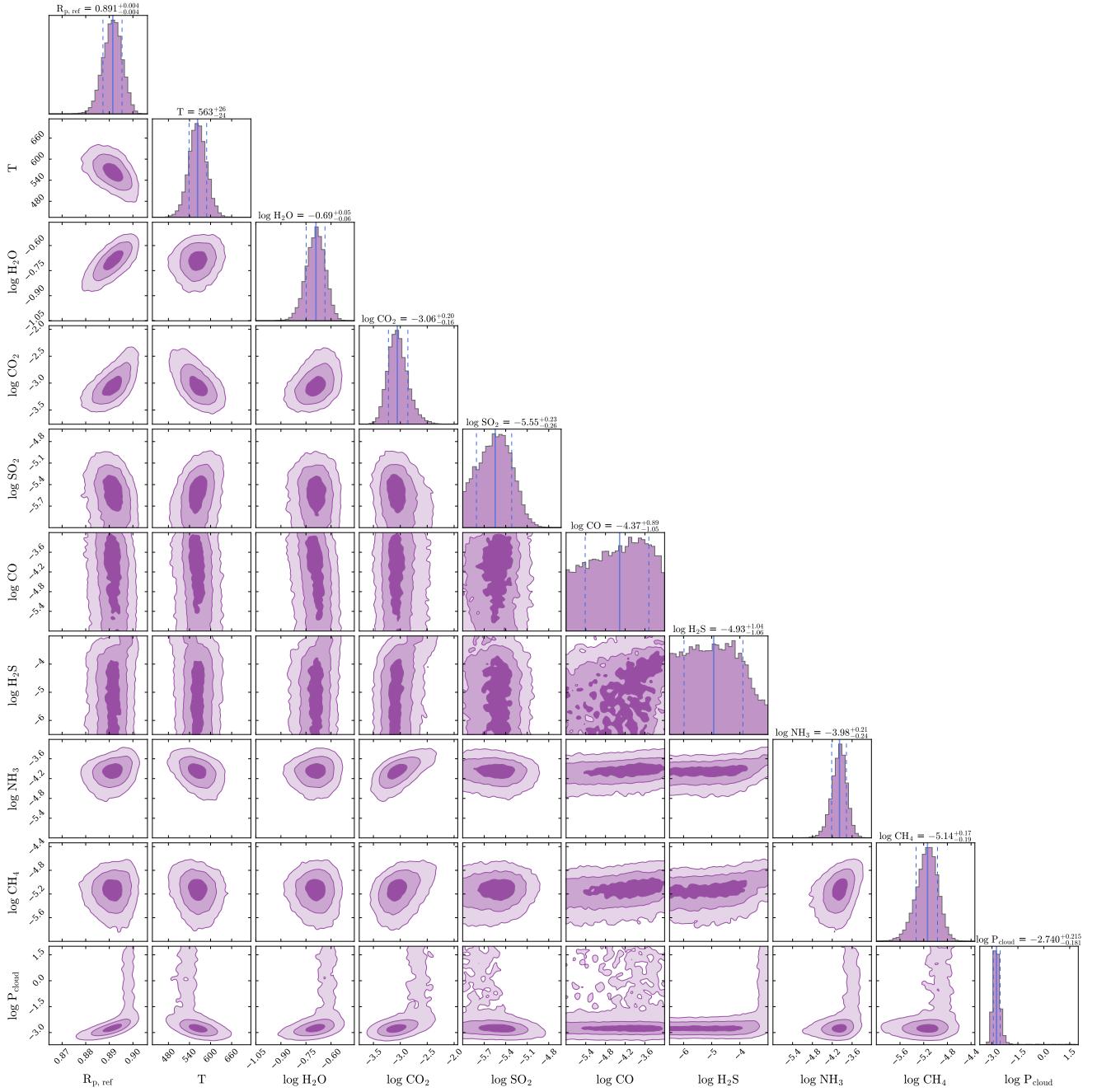


Figura D.29: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRCam con los filtros F322W2 y F444W.

Tabla D.29: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.29.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log SO_2$
$0.891^{+0.004}_{-0.004}$	$563.0^{+25.8}_{-24.3}$	$-0.69^{+0.05}_{-0.06}$	$-3.06^{+0.20}_{-0.16}$	$-5.55^{+0.23}_{-0.26}$
$\log CO$	$\log H_2S$	$\log NH_3$	$\log CH_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$-4.37^{+0.89}_{-1.05}$	$-4.93^{+1.04}_{-1.06}$	$-3.98^{+0.21}_{-0.24}$	$-5.14^{+0.17}_{-0.19}$	$-2.74^{+0.22}_{-0.18}$

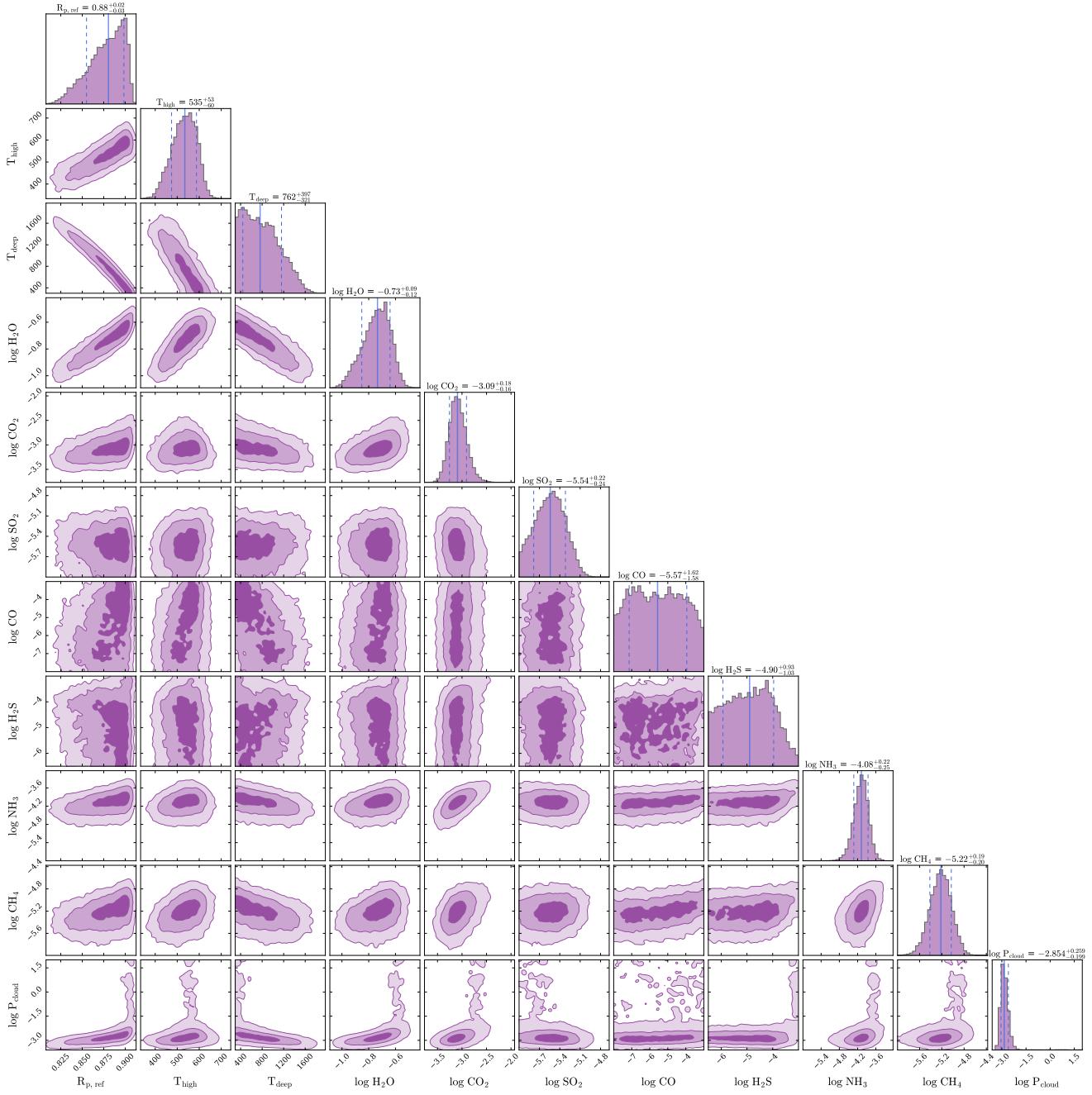


Figura D.30: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRCam con los filtros F322W2 y F444W.

Tabla D.30: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.30.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$	$\log SO_2$
$0.88^{+0.02}_{-0.03}$	$534.6^{+52.9}_{-60.3}$	$762.3^{+396.9}_{-321.0}$	$-0.73^{+0.09}_{-0.12}$	$-3.09^{+0.18}_{-0.16}$	$-5.54^{+0.22}_{-0.24}$
$\log CO$	$\log H_2S$	$\log NH_3$	$\log CH_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	
$-5.57^{+1.62}_{-1.58}$	$-4.90^{+0.93}_{-1.03}$	$-4.08^{+0.22}_{-0.25}$	$-5.22^{+0.19}_{-0.20}$	$-2.85^{+0.26}_{-0.20}$	

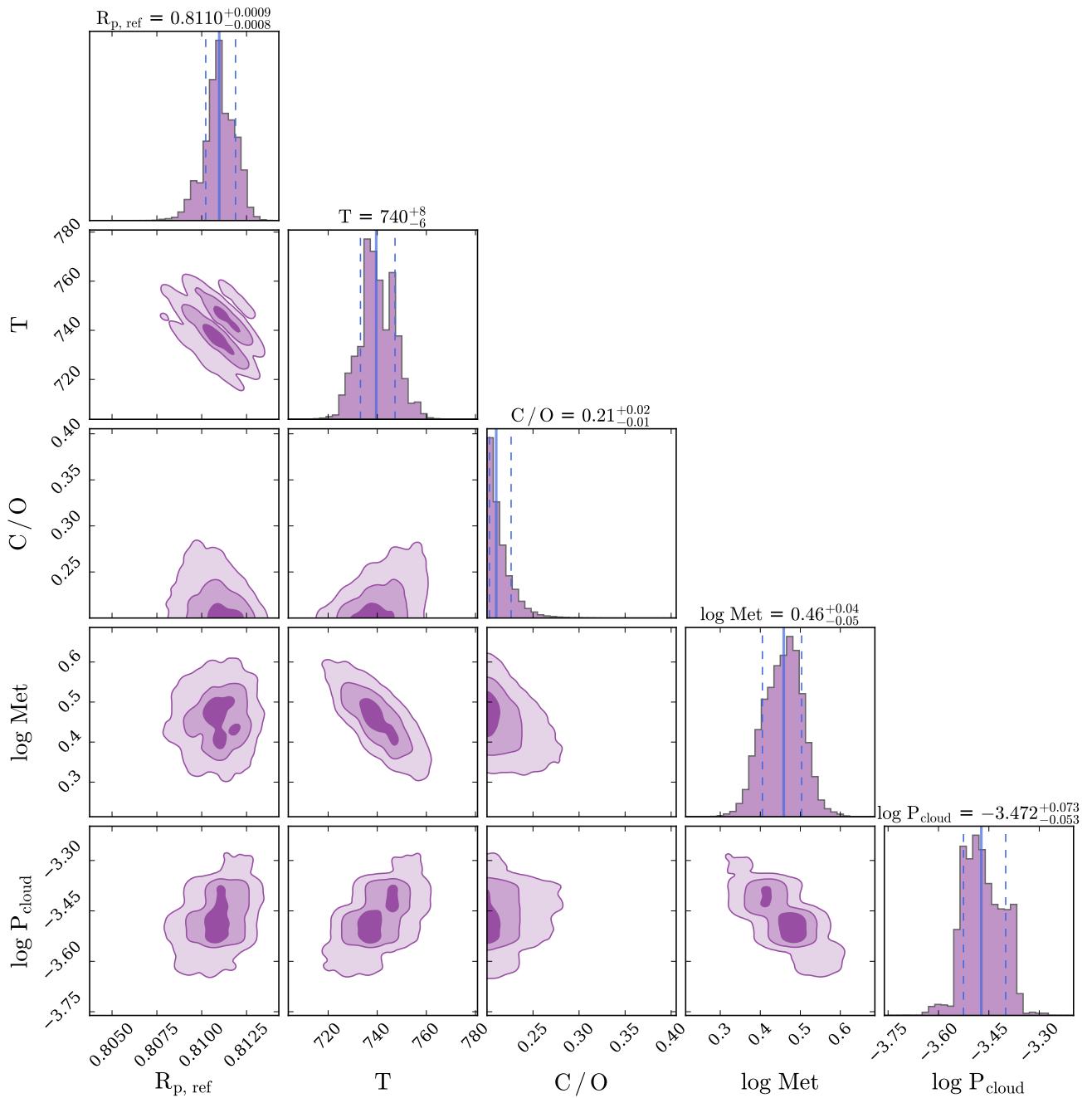


Figura D.31: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRCam con los filtros F322W2 y F444W.

Tabla D.31: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.31.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$0.811^{+0.001}_{-0.001}$	$739.6^{+7.7}_{-6.4}$	$0.21^{+0.02}_{-0.01}$	$0.46^{+0.04}_{-0.05}$	$-3.47^{+0.07}_{-0.05}$

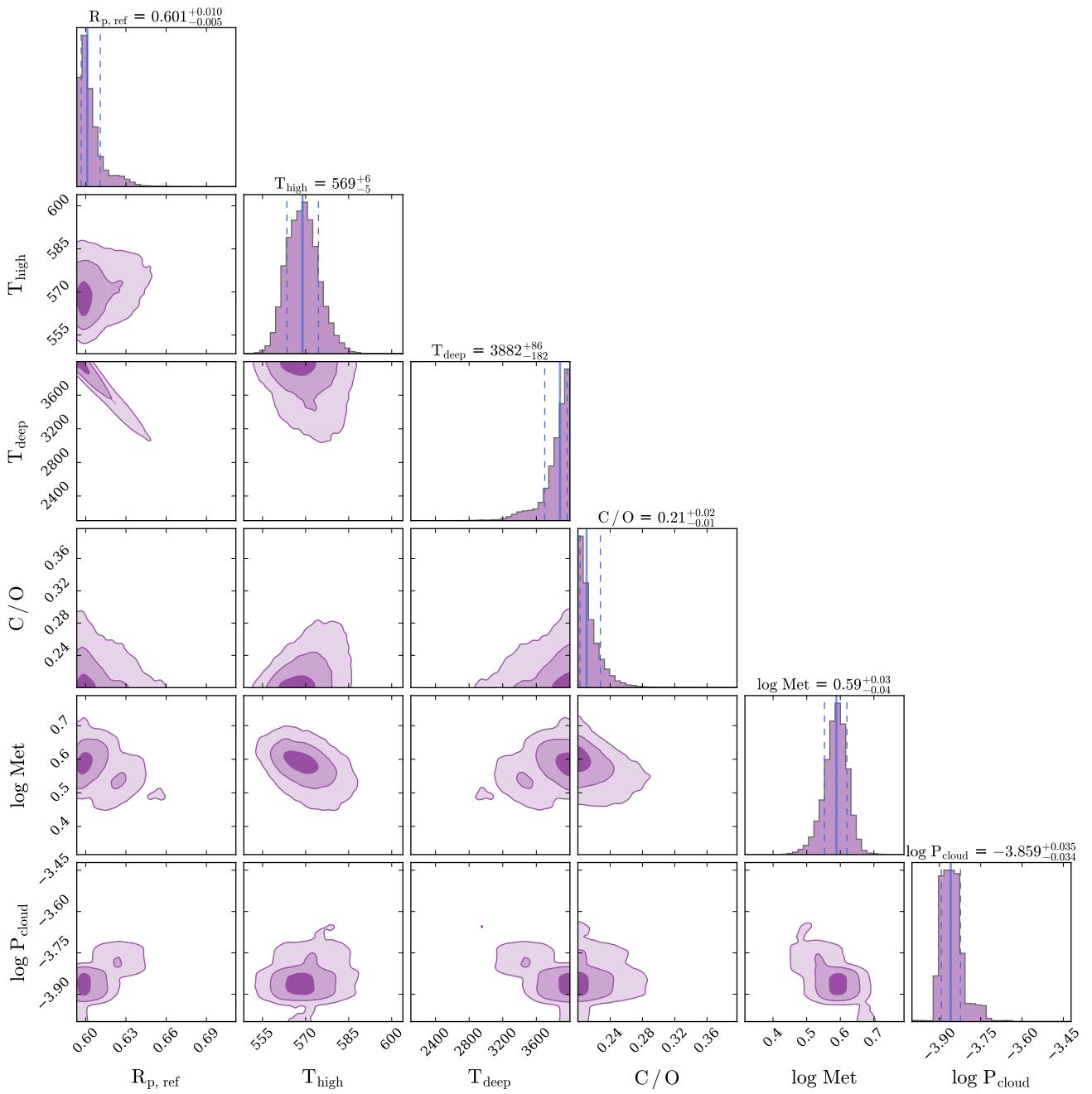


Figura D.32: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRCam con los filtros F322W2 y F444W.

Tabla D.32: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.32.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	log Met	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$0.601^{+0.010}_{-0.005}$	$568.9^{+5.6}_{-5.4}$	$3881.5^{+85.9}_{-181.7}$	$0.21^{+0.02}_{-0.01}$	$0.59^{+0.03}_{-0.04}$	$-3.86^{+0.04}_{-0.03}$

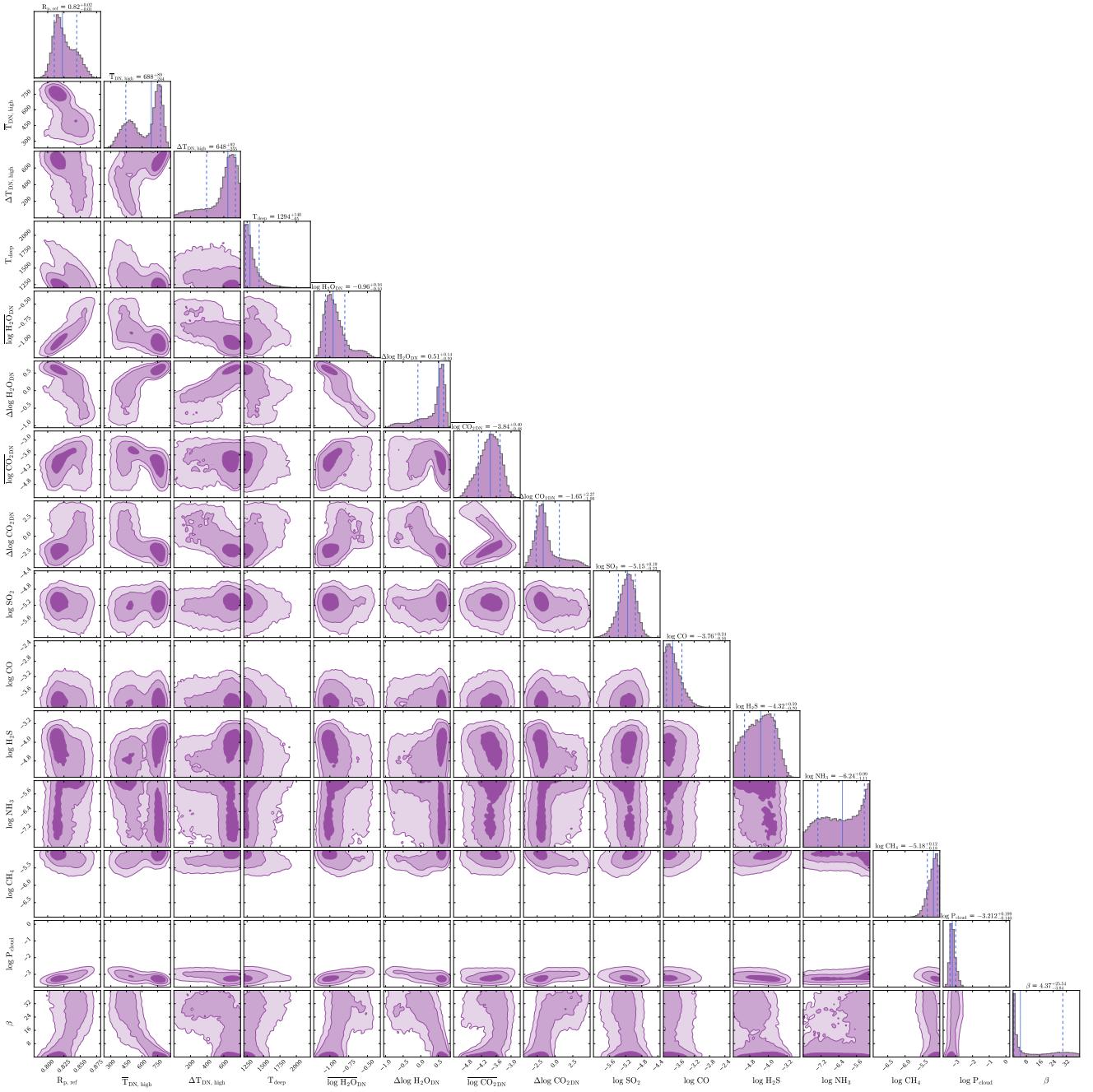


Figura D.33: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de WASP-107b obtenido con el instrumento NIRCam con los filtros F322W2 y F444W.

Tabla D.33: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.33.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$\overline{T}_{\text{DN,high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{DN,high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\Delta \log H_2O$	$\log CO_2$	$\Delta \log CO_2$
$0.82^{+0.02}_{-0.01}$	$688.5^{+89.5}_{-244.3}$	$647.7^{+92.3}_{-254.7}$	$1293.5^{+139.8}_{-64.7}$	$-0.96^{+0.16}_{-0.10}$	$0.51^{+0.14}_{-0.59}$	$-3.84^{+0.40}_{-0.48}$	$-1.65^{+2.27}_{-1.00}$
log SO <sub>2</sub>	log CO	log H <sub>2</sub> S	log NH <sub>3</sub>	log CH <sub>4</sub>	log $P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]	
$-5.15^{+0.19}_{-0.23}$	$-3.76^{+0.24}_{-0.16}$	$-4.32^{+0.59}_{-0.70}$	$-6.24^{+0.99}_{-1.11}$	$-5.18^{+0.12}_{-0.18}$	$-3.21^{+0.20}_{-0.14}$	$4.37^{+25.54}_{-3.84}$	$\delta = 4.37^{+25.54}_{-3.84}$

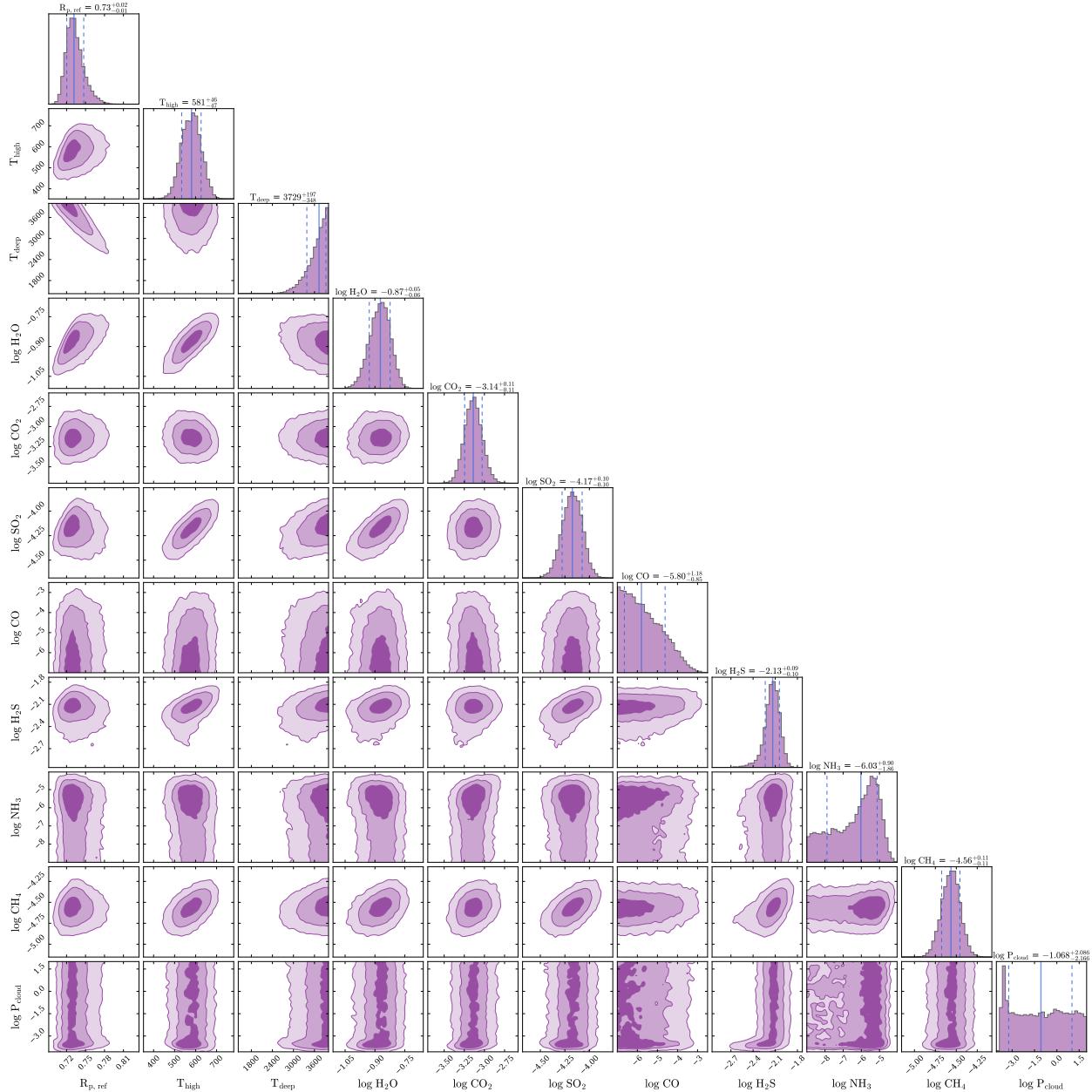


Figura D.34: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión combinado de WASP-107b.

Tabla D.34: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.34.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log \text{H}_2\text{O}$	$\log \text{CO}_2$	$\log \text{SO}_2$
$0.73^{+0.02}_{-0.01}$	$580.5^{+45.7}_{-47.1}$	$3729.5^{+197.1}_{-347.9}$	$-0.87^{+0.05}_{-0.06}$	$-3.14^{+0.11}_{-0.11}$	$-4.17^{+0.10}_{-0.10}$
$\log \text{CO}$	$\log \text{H}_2\text{S}$	$\log \text{NH}_3$	$\log \text{CH}_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	
$-5.80^{+1.18}_{-0.85}$	$-2.13^{+0.09}_{-0.10}$	$-6.03^{+0.90}_{-1.86}$	$-4.56^{+0.11}_{-0.11}$	$-1.07^{+2.09}_{-2.17}$	

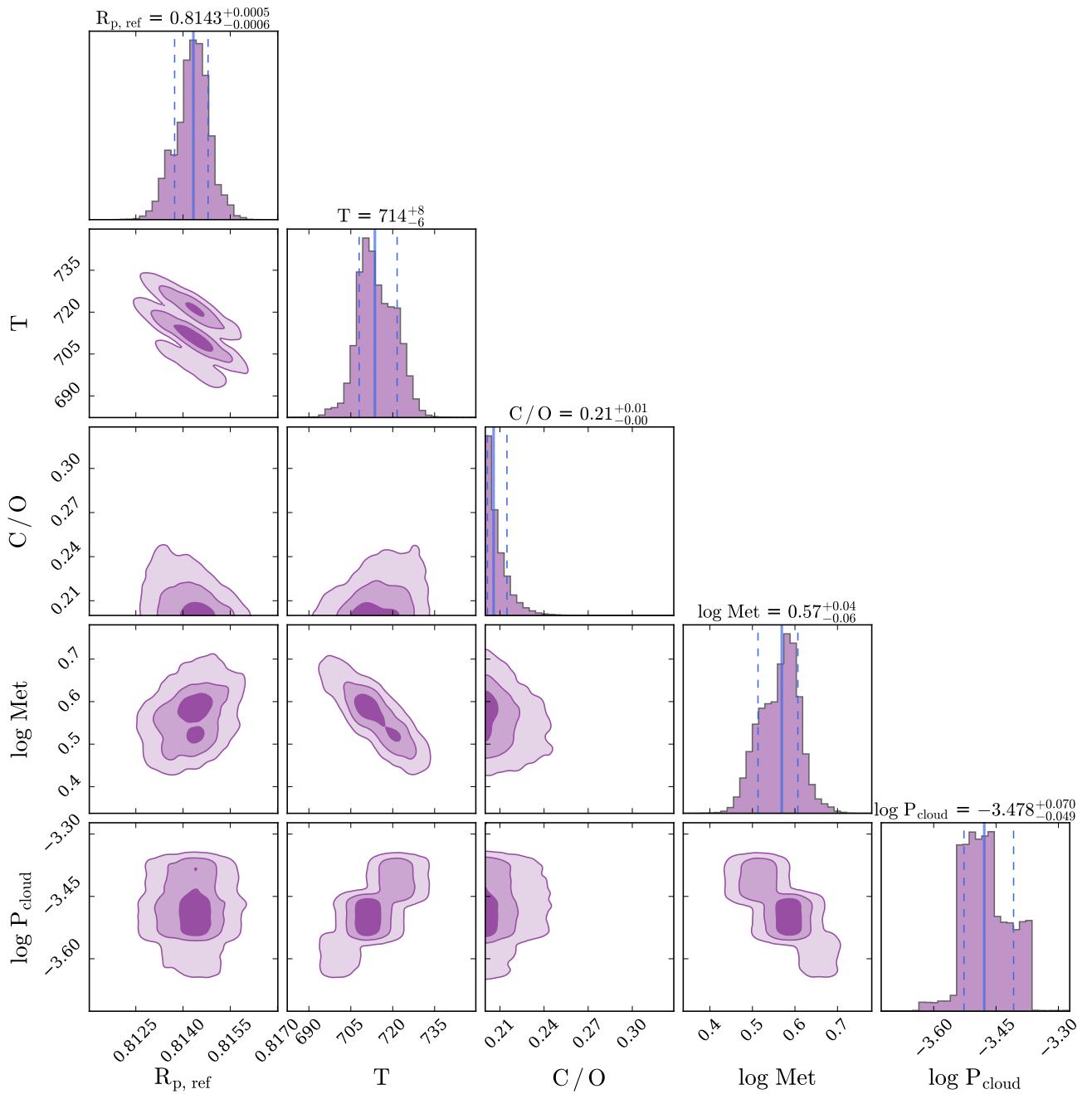


Figura D.35: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión combinado de WASP-107b.

Tabla D.35: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.35.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $\text{R}_J$ ]	$T$ [K]	$\text{C}/\text{O}$	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$0.8143^{+0.0005}_{-0.0006}$	$713.6^{+8}_{-5.6}$	$0.21^{+0.01}_{-0.00}$	$0.57^{+0.04}_{-0.06}$	$-3.48^{+0.07}_{-0.05}$

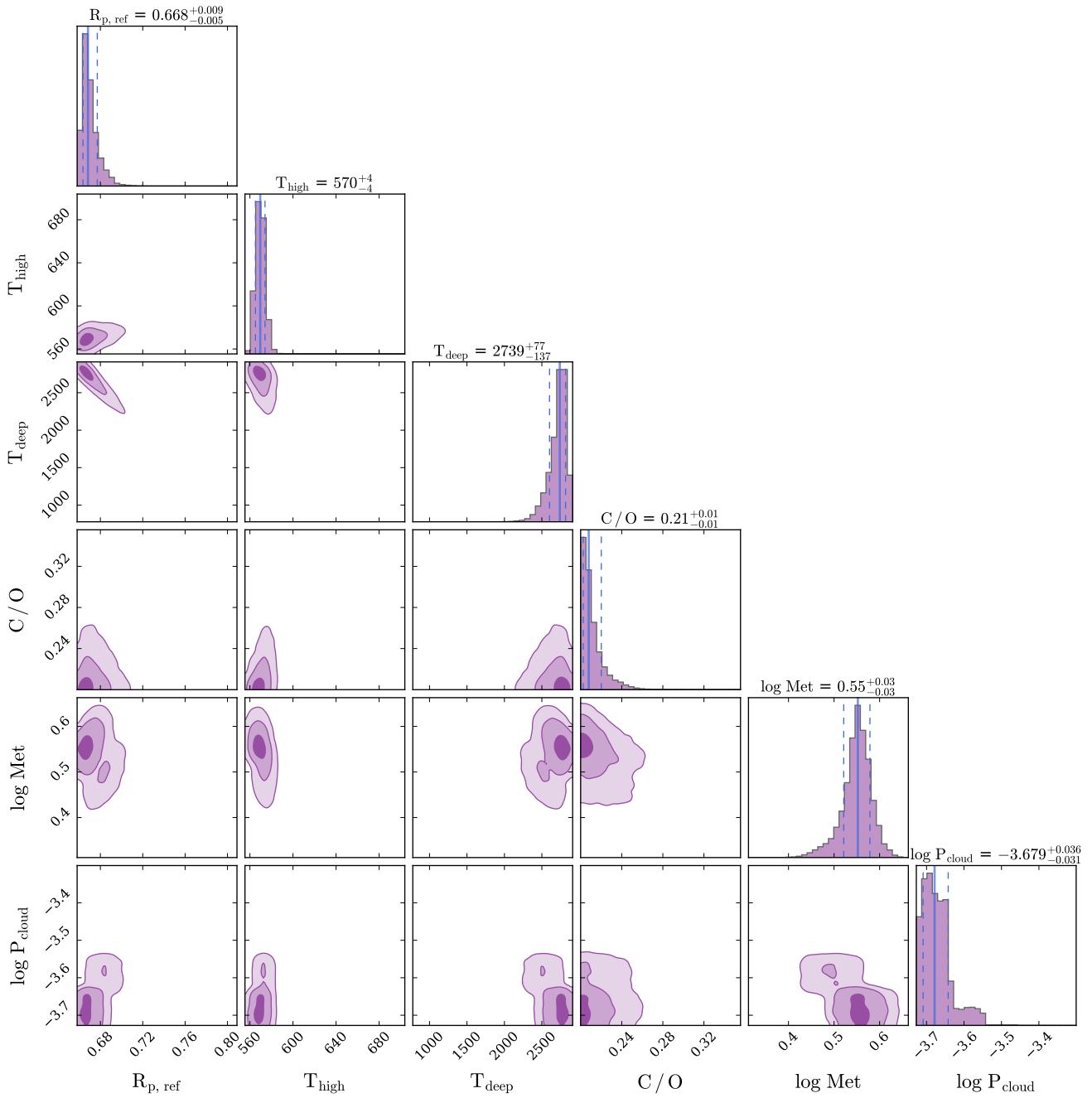


Figura D.36: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión combinado de WASP-107b.

Tabla D.36: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.36.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	log Met	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$0.668^{+0.009}_{-0.005}$	$569.6^{+4.4}_{-4.4}$	$2739.2^{+77.2}_{-136.5}$	$0.21^{+0.01}_{-0.01}$	$0.55^{+0.03}_{-0.03}$	$-3.68^{+0.04}_{-0.03}$

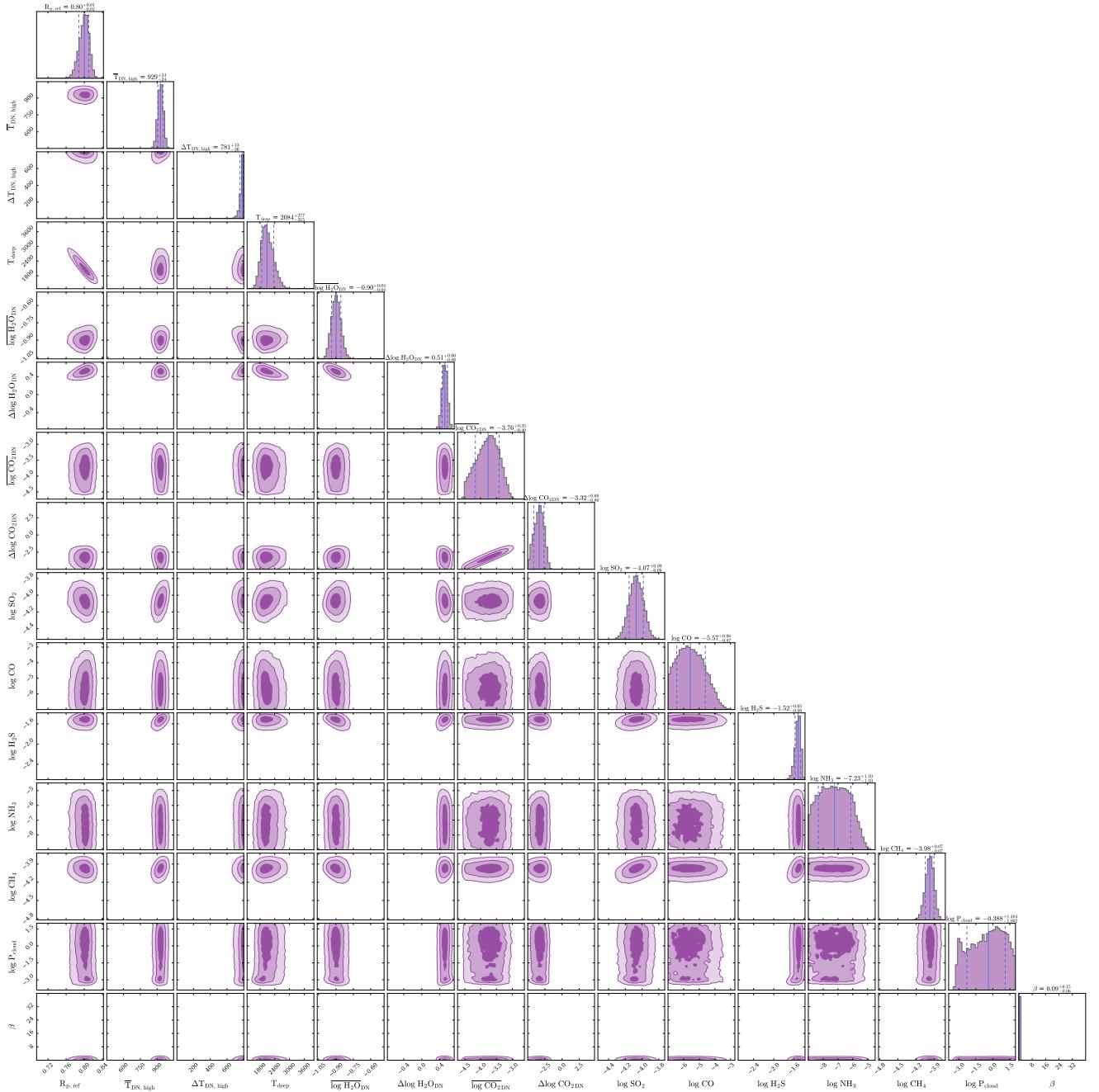


Figura D.37: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión combinado de WASP-107b.

Tabla D.37: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.37.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$\overline{T}_{\text{DN,high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{DN,high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\overline{\log H_2O_{\text{DN}}}$	$\Delta \log H_2O_{\text{DN}}$	$\overline{\log CO_{2\text{DN}}}$	$\Delta \log CO_{2\text{DN}}$
$0.80^{+0.01}_{-0.01}$	$929.3^{+24.0}_{-24.2}$	$781.0^{+13.2}_{-26.2}$	$2084.3^{+277.5}_{-215.1}$	$-0.90^{+0.04}_{-0.04}$	$0.51^{+0.06}_{-0.06}$	$-3.76^{+0.35}_{-0.40}$	$-3.32^{+0.69}_{-0.80}$
$\log SO_2$	$\log CO$	$\log H_2S$	$\log NH_3$	$\log CH_4$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]	
$-4.07^{+0.09}_{-0.09}$	$-5.57^{+0.96}_{-0.87}$	$-1.52^{+0.05}_{-0.06}$	$-7.23^{+1.10}_{-1.10}$	$-3.98^{+0.07}_{-0.07}$	$-0.39^{+1.48}_{-1.90}$	$0.09^{+0.15}_{-0.06}$	

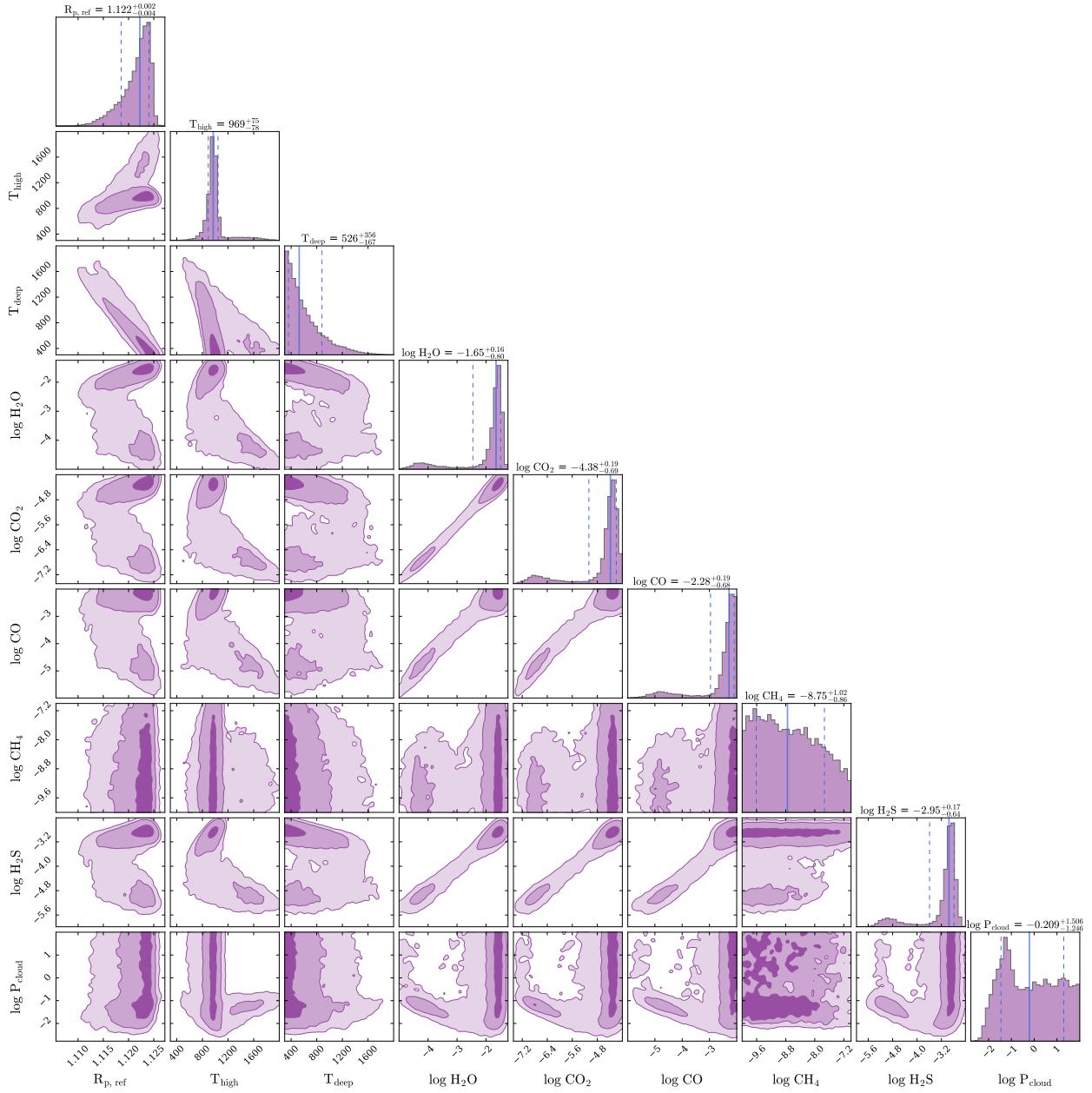


Figura D.38: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espektro de transmisión de HD 189733b.

Tabla D.38: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.38.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log H_2O$	$\log CO_2$
$1.122^{+0.002}_{-0.004}$	$969.0^{+75.4}_{-77.9}$	$526.0^{+355.5}_{-167.2}$	$-1.65^{+0.16}_{-0.80}$	$-4.38^{+0.19}_{-0.69}$
$\log CO$	$\log CH_4$	$\log H_2S$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	
$-2.28^{+0.19}_{-0.68}$	$-8.75^{+1.02}_{-0.86}$	$-2.95^{+0.17}_{-0.64}$	$-0.21^{+1.51}_{-1.25}$	

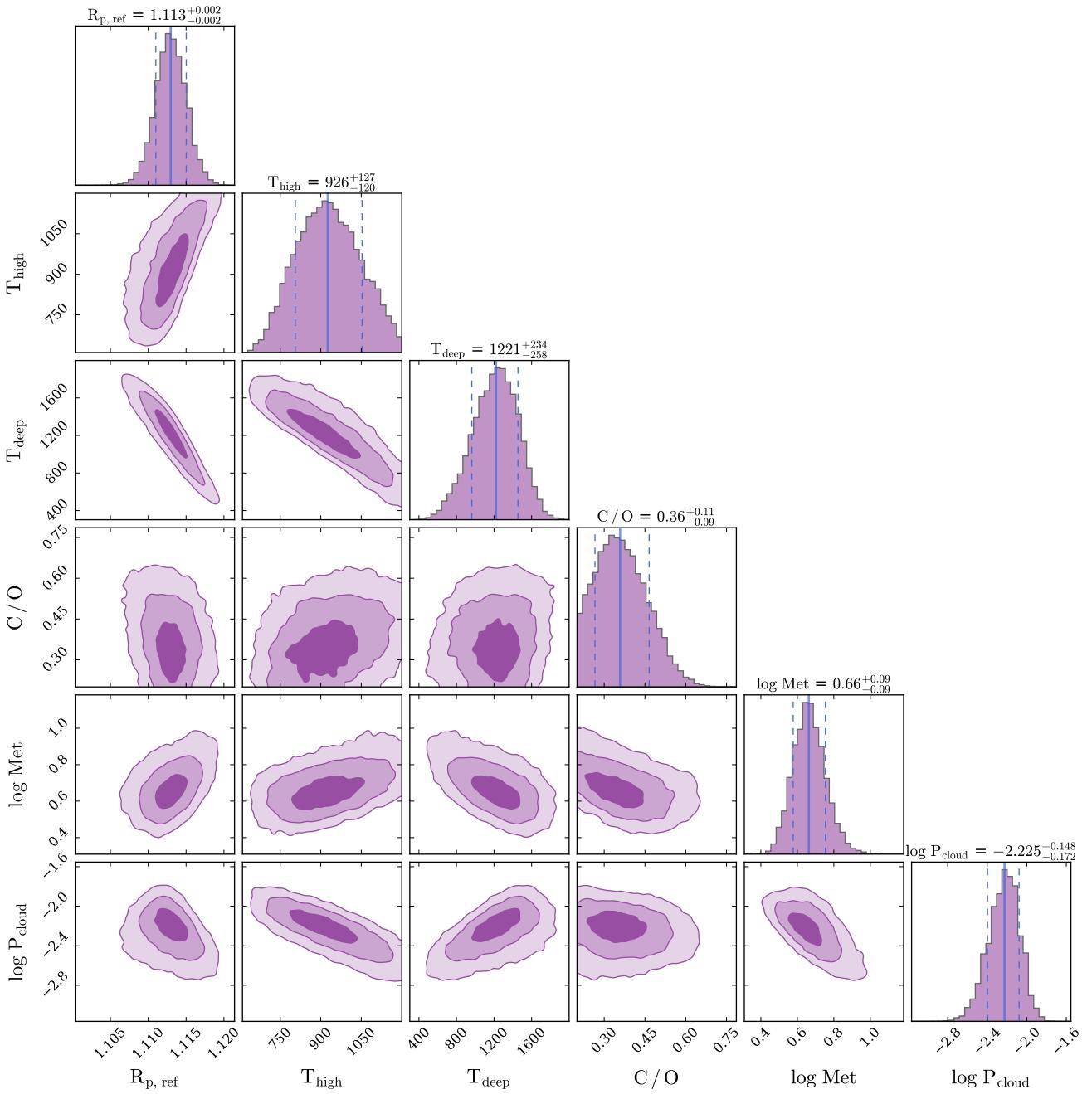


Figura D.39: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de HD 189733b.

Tabla D.39: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.39.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.113^{+0.002}_{-0.002}$	$925.8^{+127.1}_{-120.0}$	$1220.7^{+233.9}_{-257.6}$	$0.36^{+0.11}_{-0.09}$	$0.66^{+0.09}_{-0.09}$	$-2.23^{+0.15}_{-0.17}$

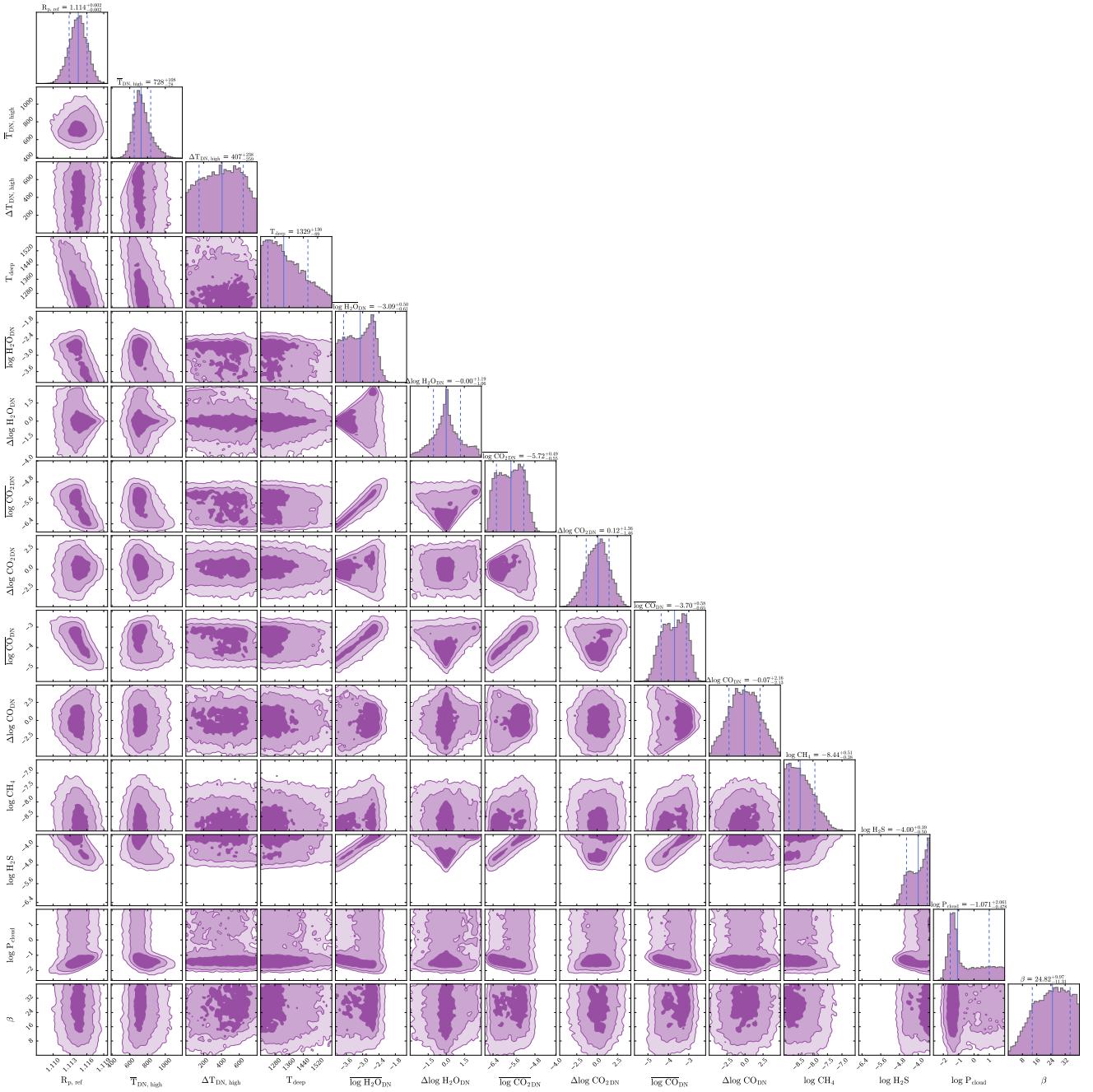


Figura D.40: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de HD 189733b.

Tabla D.40: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.40.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>J</sub> ]	$\overline{T_{\text{DN,high}}}$ [K]	$\Delta T_{\text{DN,high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\overline{\log H_2O_{\text{DN}}}$	$\Delta \log H_2O_{\text{DN}}$	$\overline{\log CO_{2,\text{DN}}}$
$1.114^{+0.002}_{-0.002}$	$727.9^{+108.1}_{-78.5}$	$407.4^{+237.9}_{-258.8}$	$1329.3^{+136.0}_{-88.8}$	$-3.09^{+0.50}_{-0.61}$	$-0.00^{+1.19}_{-1.06}$	$-5.72^{+0.49}_{-0.55}$
$\Delta \log CO_{2,\text{DN}}$	$\overline{\log CO_{\text{DN}}}$	$\Delta \log CO_{\text{DN}}$	$\log CH_4$	$\log H_2S$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta [{}^\circ]$
$0.12^{+1.36}_{-1.46}$	$-3.70^{+0.58}_{-0.65}$	$-0.07^{+2.16}_{-2.14}$	$-8.44^{+0.51}_{-0.38}$	$-4.00^{+0.39}_{-0.50}$	$-1.07^{+2.06}_{-0.48}$	$24.82^{+9.97}_{-11.31}$

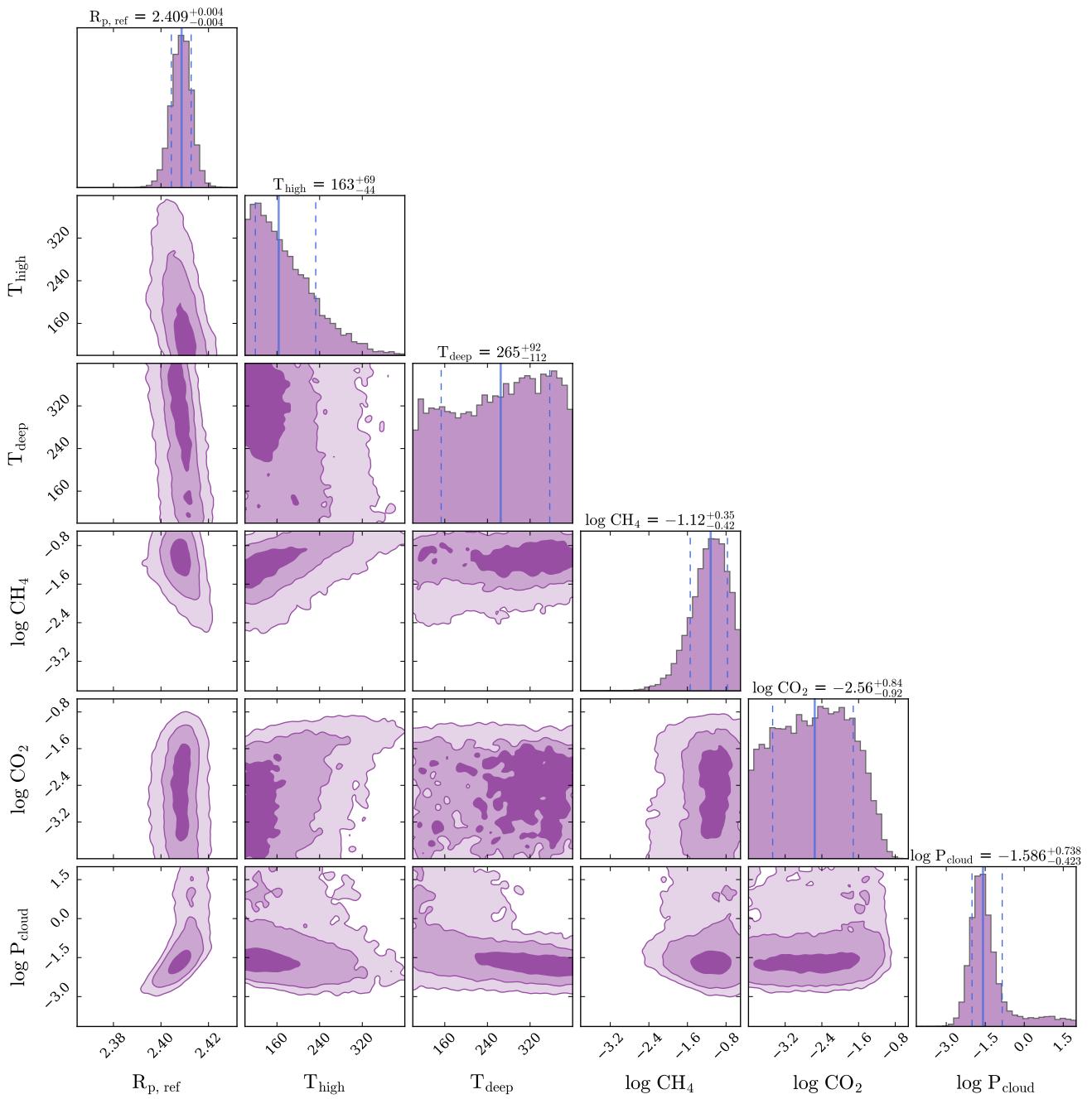


Figura D.41: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de K2-18b con resolución nativa.

Tabla D.41: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.41.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_\oplus$ ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log CH_4$	$\log CO_2$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$2.409^{+0.004}_{-0.004}$	$163.2^{+69.5}_{-43.7}$	$264.9^{+92.0}_{-111.7}$	$-1.12^{+0.35}_{-0.42}$	$-2.56^{+0.84}_{-0.92}$	$-1.59^{+0.74}_{-0.42}$

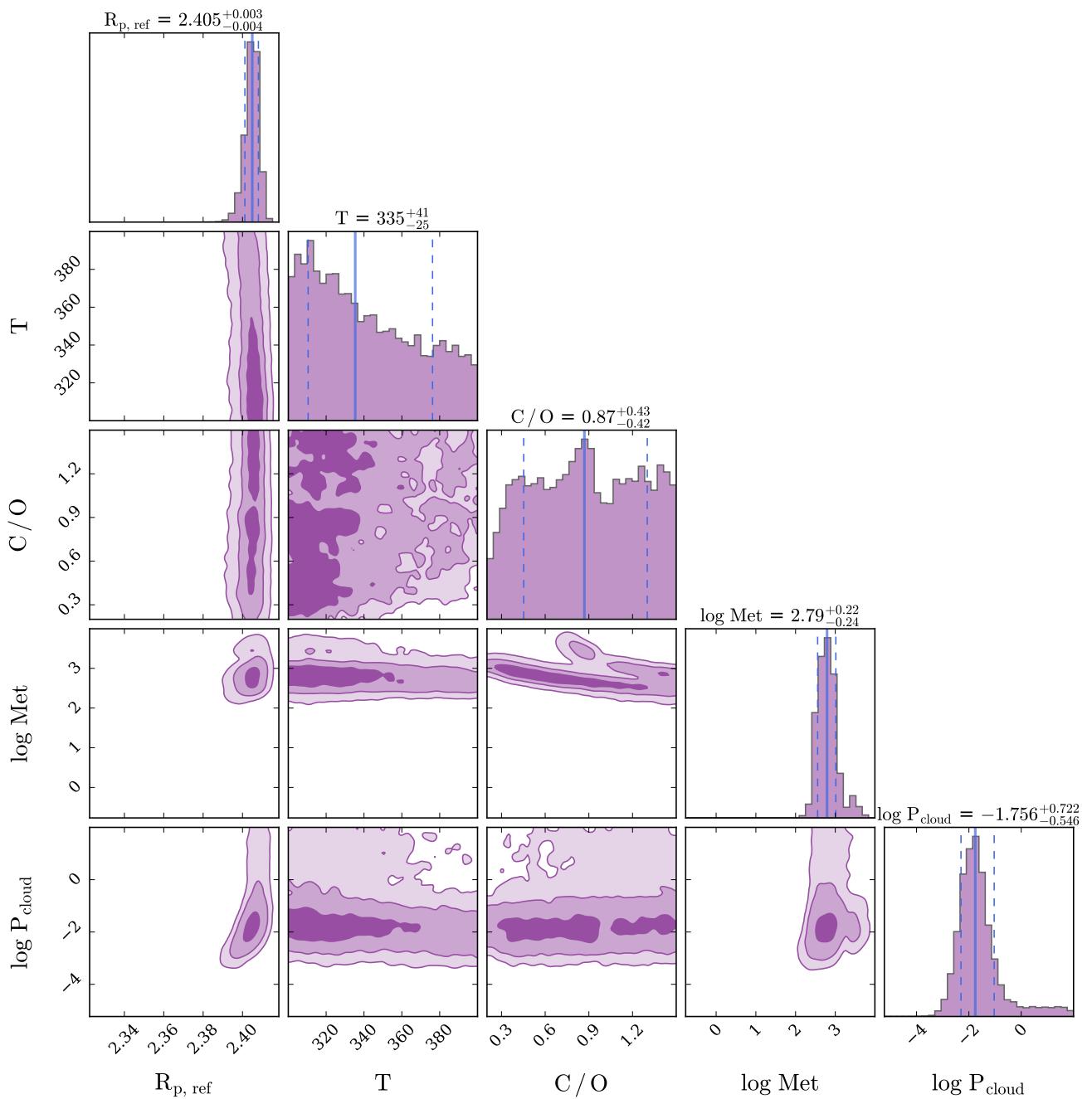


Figura D.42: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de K2-18b con resolución nativa.

Tabla D.42: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.42.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_\oplus$ ]	$T$ [K]	C/O	log Met	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$2.405^{+0.003}_{-0.004}$	$335.4^{+40.8}_{-24.9}$	$0.87^{+0.43}_{-0.42}$	$2.79^{+0.22}_{-0.24}$	$-1.76^{+0.72}_{-0.55}$

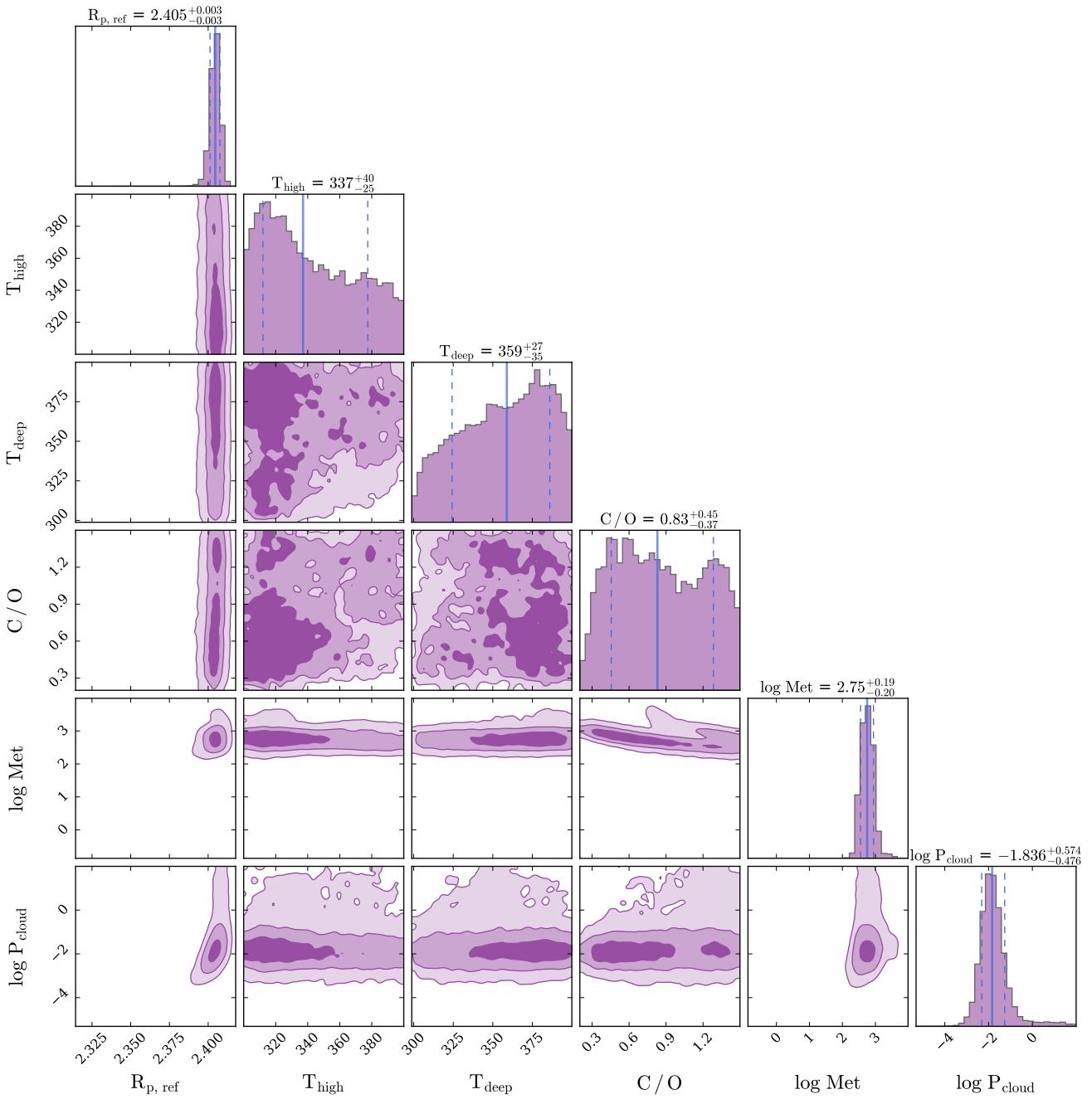


Figura D.43: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de K2-18b con resolución nativa.

Tabla D.43: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.43.

$R_{p,\text{ref}} [R_\oplus]$	$T_{\text{high}} [\text{K}]$	$T_{\text{deep}} [\text{K}]$	$\text{C}/\text{O}$	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}} [\text{bar}]$
$2.405^{+0.003}_{-0.003}$	$337.1^{+40.4}_{-25.0}$	$358.9^{+27.1}_{-34.6}$	$0.83^{+0.45}_{-0.37}$	$2.75^{+0.19}_{-0.20}$	$-1.84^{+0.57}_{-0.48}$

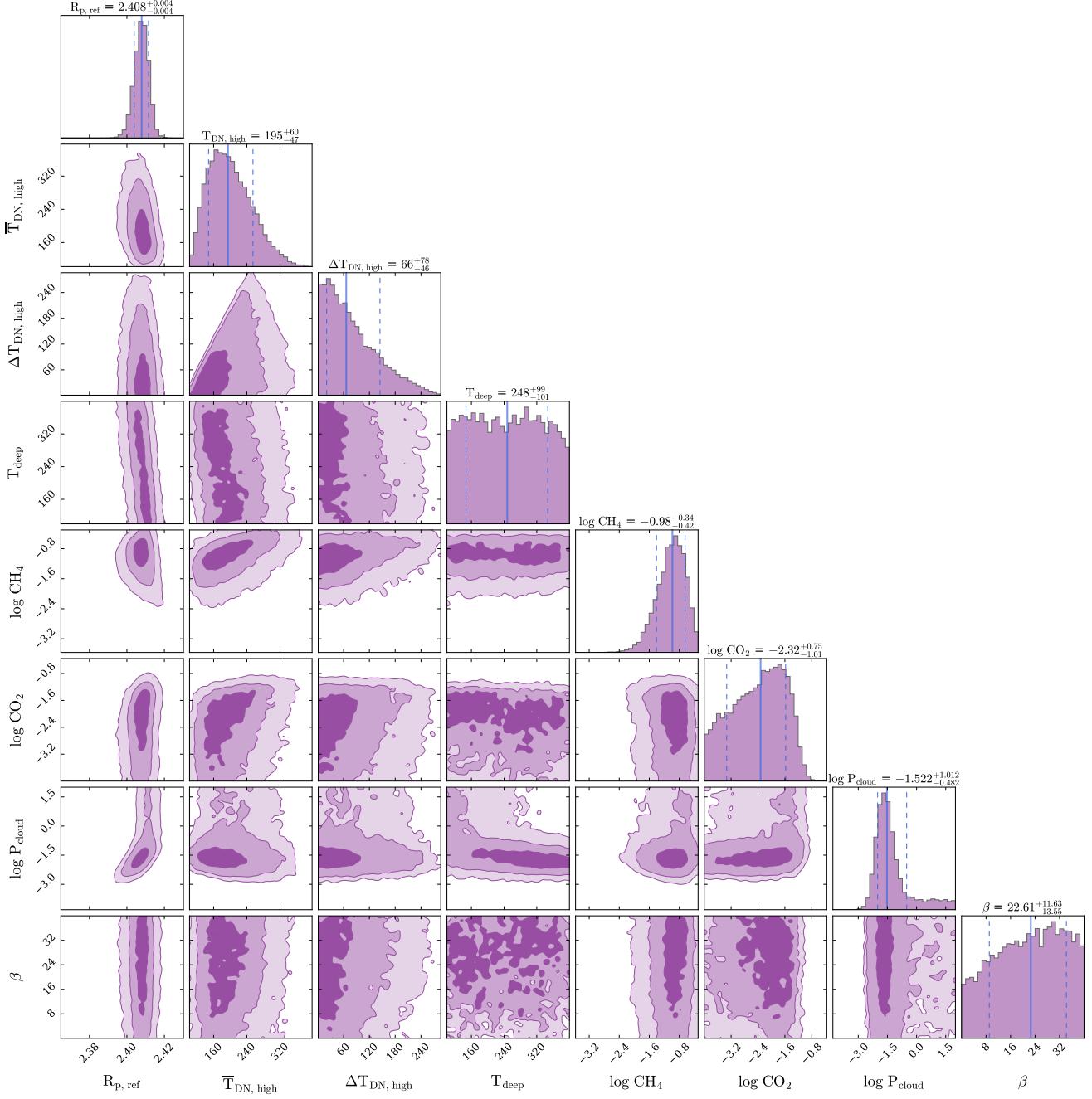


Figura D.44: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de K2-18b con resolución nativa.

Tabla D.44: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.44.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_\oplus$ ]	$T_{\text{DN,high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{DN,high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]
$2.408^{+0.004}_{-0.004}$	$194.6^{+60.1}_{-46.8}$	$66.1^{+78.5}_{-45.5}$	$247.6^{+99.3}_{-101.0}$
$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]	$\log CH_4$	$\log CO_2$
$-1.52^{+1.01}_{-0.48}$	$22.60^{+11.63}_{-13.55}$	$-0.98^{+0.34}_{-0.42}$	$-2.32^{+0.75}_{-1.01}$

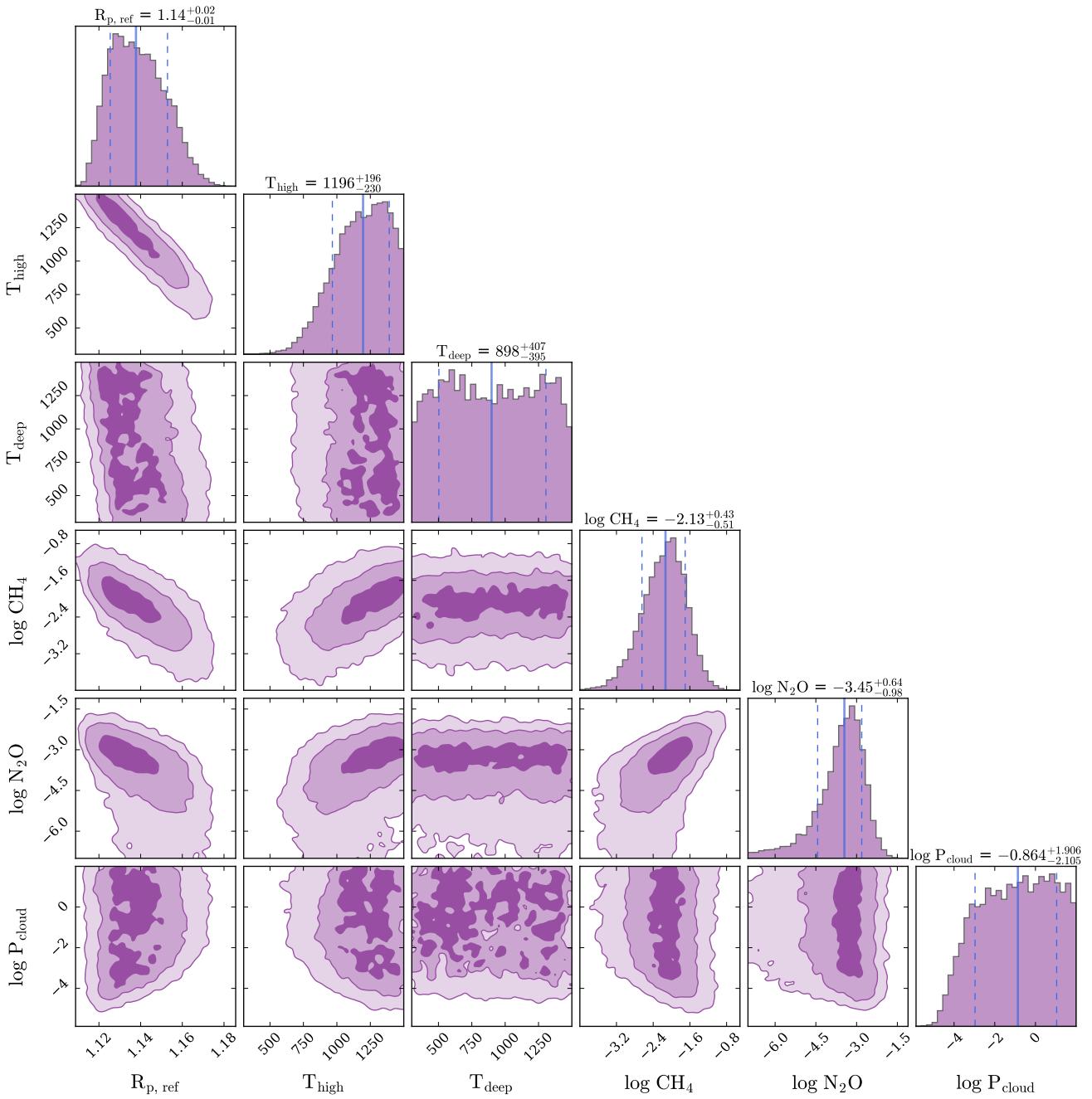


Figura D.45: Distribución de probabilidad posterior del modelo isoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de GJ 1132b.

Tabla D.45: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.45.

$R_{p,\text{ref}} [R_\oplus]$	$T_{\text{high}} [\text{K}]$	$T_{\text{deep}} [\text{K}]$	$\log CH_4$	$\log N_2O$	$\log P_{\text{cloud}} [\text{bar}]$
$1.14^{+0.02}_{-0.01}$	$1195.8^{+195.8}_{-229.6}$	$898.1^{+407.6}_{-394.8}$	$-2.13^{+0.43}_{-0.51}$	$-3.45^{+0.64}_{-0.98}$	$-0.86^{+1.91}_{-2.10}$

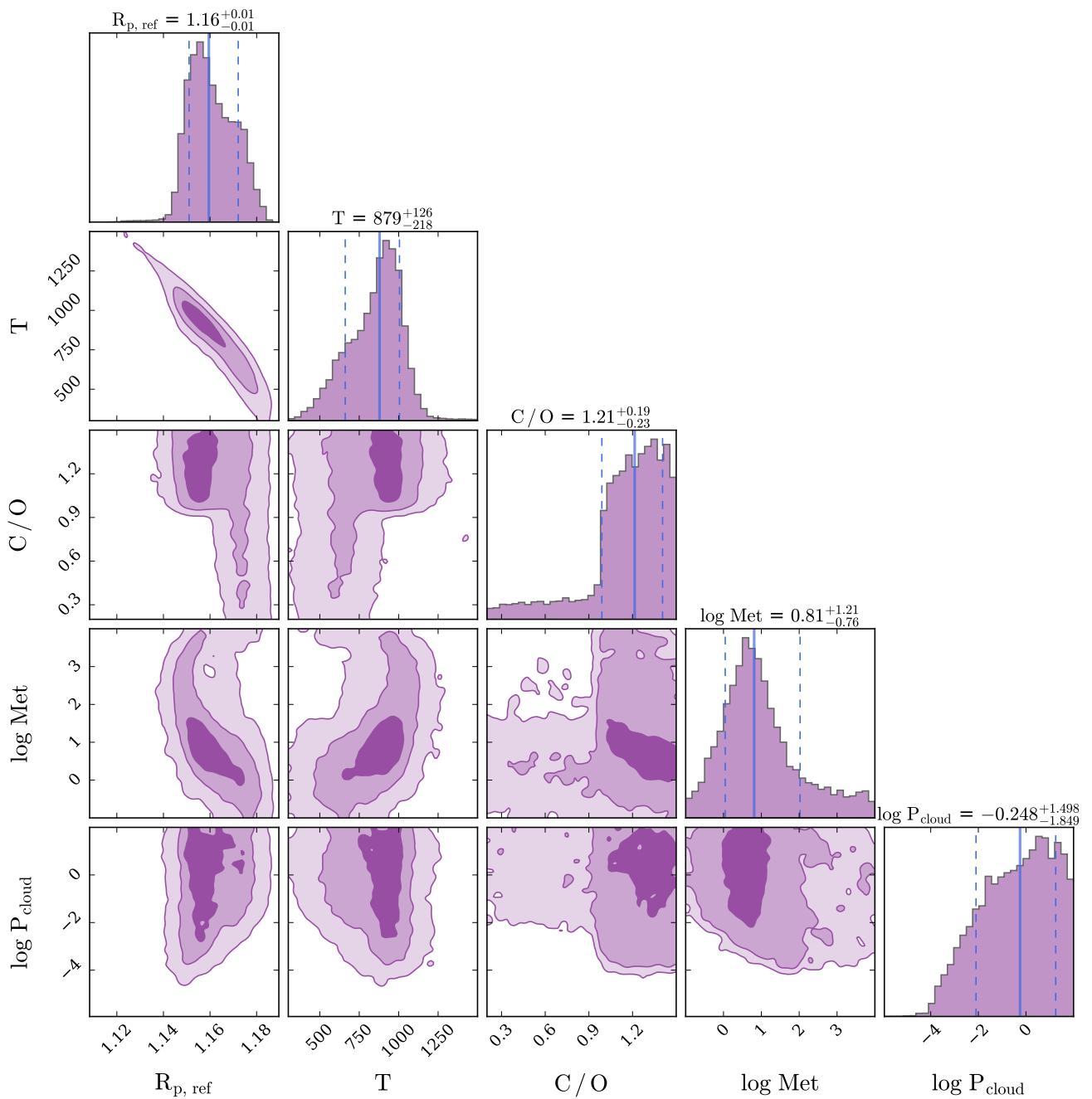


Figura D.46: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-isotérmico para el espectro de transmisión de GJ 1132b.

Tabla D.46: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.46.

$R_{p,\text{ref}}$ [R <sub>E</sub> ]	$T$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.16^{+0.01}_{-0.01}$	$878.7^{+126.3}_{-217.6}$	$1.21^{+0.19}_{-0.23}$	$0.81^{+1.21}_{-0.76}$	$-0.25^{+1.50}_{-1.85}$

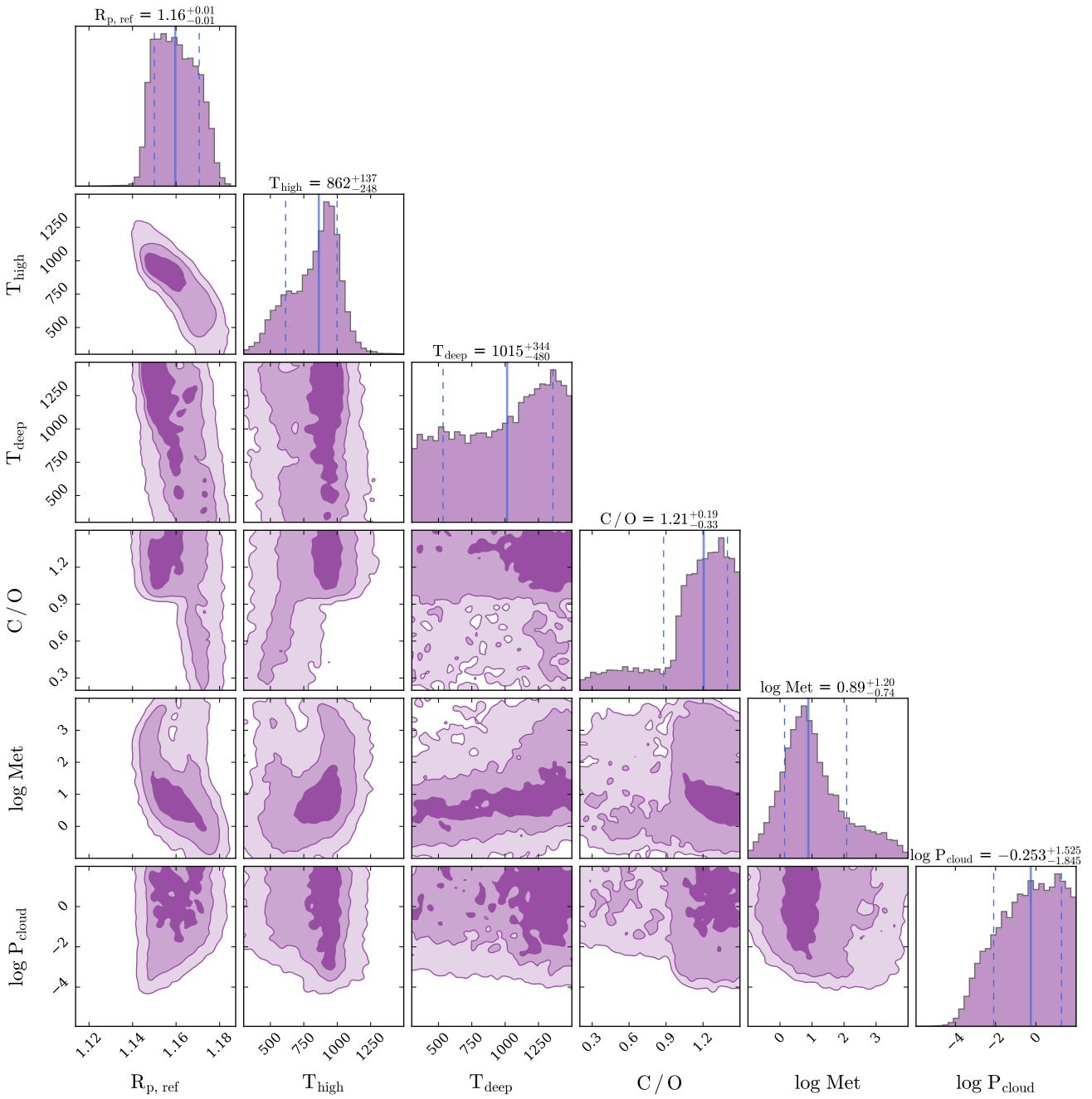


Figura D.47: Distribución de probabilidad posterior del modelo equilibrio termoquímico-gradiente para el espectro de transmisión de GJ 1132b.

Tabla D.47: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.47.

$R_{p, \text{ref}}$ [R <sub>E</sub> ]	$T_{\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	C/O	$\log \text{Met}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]
$1.16^{+0.01}_{-0.01}$	$862.2^{+136.7}_{-248.2}$	$1014.8^{+343.5}_{-480.3}$	$1.21^{+0.19}_{-0.33}$	$0.89^{+1.20}_{-0.74}$	$-0.25^{+1.53}_{-1.85}$

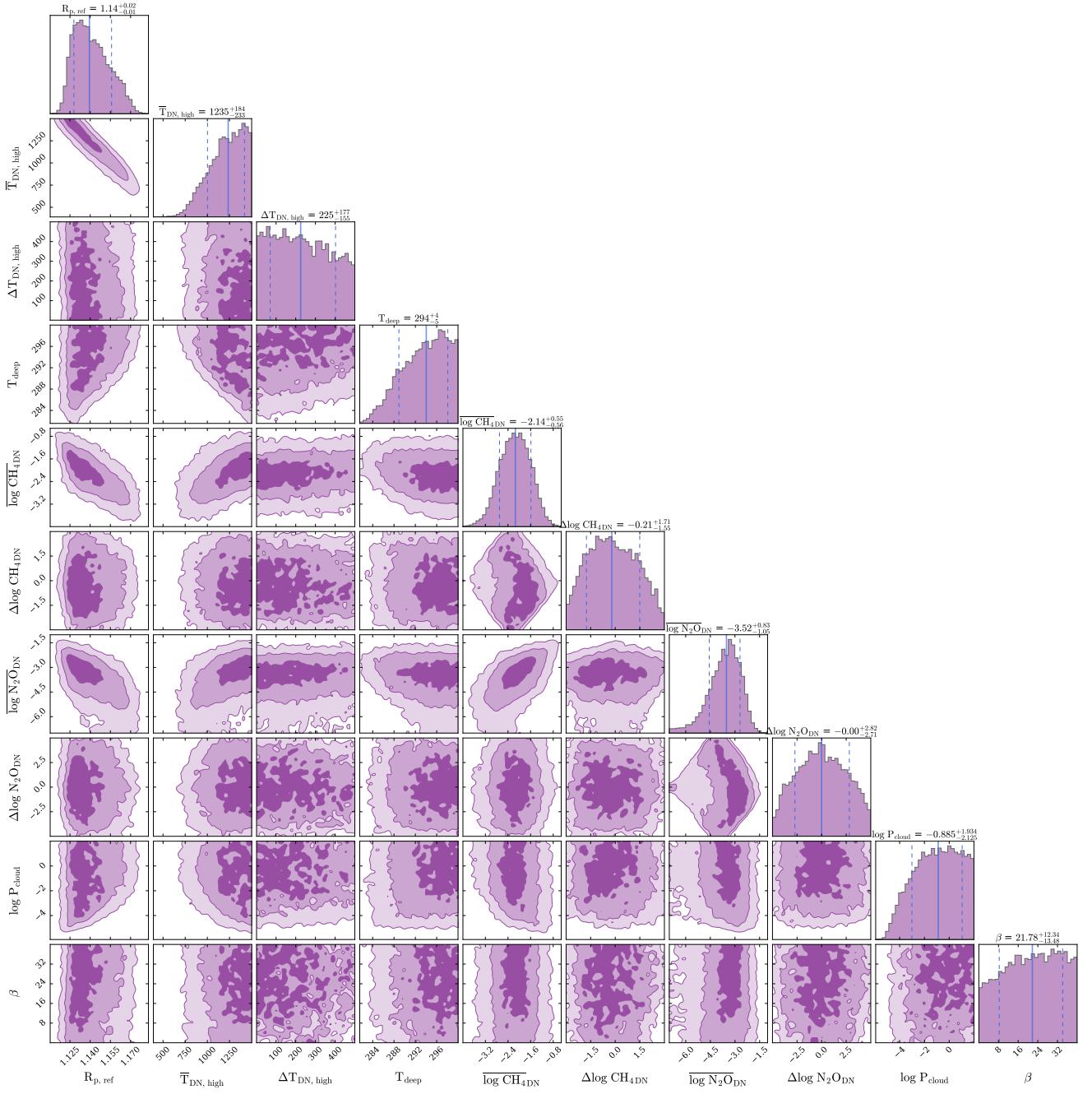


Figura D.48: Distribución de probabilidad posterior del modelo de bloqueo tidal para el espectro de transmisión de GJ 1132b.

Tabla D.48: Valores medios y errores ( $\pm 1\sigma$ ) de los parámetros libres asociados a Figura D.48.

$R_{p,\text{ref}}$ [ $R_\oplus$ ]	$\overline{T}_{\text{DN},\text{high}}$ [K]	$\Delta T_{\text{DN},\text{high}}$ [K]	$T_{\text{deep}}$ [K]	$\log CH_{4,\text{DN}}$
$1.14^{+0.02}_{-0.01}$	$1235.1^{+184.2}_{-233.4}$	$225.0^{+176.9}_{-154.6}$	$294.0^{+4.0}_{-5.1}$	$-2.14^{+0.55}_{-0.56}$
$\Delta \log CH_{4,\text{DN}}$	$\log N_2O_{\text{DN}}$	$\Delta \log N_2O_{\text{DN}}$	$\log P_{\text{cloud}}$ [bar]	$\beta$ [°]
$-0.21^{+1.71}_{-1.55}$	$-3.52^{+0.83}_{-1.05}$	$0.00^{+2.82}_{-2.71}$	$-0.89^{+1.93}_{-2.13}$	$21.78^{+12.34}_{-13.48}$

Los abajo firmantes, miembros del Tribunal de evaluación de tesis, damos fe que el presente ejemplar impreso se corresponde con el aprobado por este Tribunal.

Dr. Luciano H. García

Dra. Carolina A. Chavero

Dra. Leila Y. Saker