

Estudio del medio intergaláctico del Grupo Local de galaxias mediante simulaciones numéricas

Martín Carusso

Directora: Cecilia Scannapieco

Codirector: Sebastián E. Nuza



Tesis de Licenciatura en Ciencias Físicas
Facultad de Ciencias Exactas y Naturales
UNIVERSIDAD DE BUENOS AIRES

Marzo 2019

ALUMNO: Martín Carusso

L.U.: 922/13

LUGAR DE TRABAJO: Departamento de física, FCEN, UBA

DIRECTORA: Cecilia Scannapieco

CODIRECTOR: Sebastián E. Nuza

FECHA DE INICIO: Abril 2018

FECHA DE FINALIZACIÓN: Marzo 2019

FECHA DE EXAMEN: 28 de Marzo de 2019

Informe Final Aprobado por:

Autor

Jurada

Director

Jurado

Codirector

Jurado

Profesor de Tesis de Licenciatura

Resumen

Para estudiar la fase gaseosa del grupo local de galaxias, el uso de simulaciones numéricas hidrodinámicas en un contexto cosmológico es crucial para entender y guiar a las observaciones. Éstas se presentan en forma de espectros de absorción que dan cuenta de la densidad, composición y velocidad de el material gaseoso ionizado, dentro de los halos de galaxias y medio intergaláctico.

En este trabajo, implementamos un método para la generación de espectros de absorción sintéticos a partir de simulaciones del grupo local; y generamos una muestra de observaciones simuladas desde la posición del sol.

Obtenemos diferencias significativas entre líneas de la visual en la dirección MW-M31 y otras direcciones, en términos de densidad y velocidad. Estas apoyan la hipótesis de la existencia de un puente de gas en la región entre MW y M31. Estudiamos las fracciones de cobertura en función de la distancia vistas desde MW y M31, y notamos diferencias al explorar regiones internas de los halos contra escalas más grandes. Al comparar tendencias en la fracción de cobertura de *nubes de alta velocidad* con las observaciones, notamos el mejor acuerdo tiene lugar al elegir como criterio de *alta velocidad* un valor mínimo entre $30 - 40 \text{ km s}^{-1}$, en contraste con el valor observacional de 100 km s^{-1} .

Por último, estudiamos la distribución de gas en M31 y galaxias enanas del grupo local. Los resultados obtenidos están en concordancia con las observaciones: sólo en el caso de M31 se tiene evidencia de un halo gaseoso extendido.

Agradecimientos

Me parece claro que empezar y terminar una carrera no es un esfuerzo individual o mío, sino de las muchísimas personas que me dieron su apoyo directa e indirectamente, e hicieron que esto sea posible. A todas ellas les quiero expresar mi gratitud.

A mi padre y mi madre, que me han permitido mantener la carrera como la prioridad de mi tiempo.

A todxs mis amigxs con quienes compartí interminables horas de cursada, días enteros en la Noriega, noches en el dm hasta que no diéramos más, noches de dureza antes de varios finales, actividades de divulgación, partidos de ping pong en los intervalos, muchísimas birras y papas en el bar de deportes, y fisuras por ahí.

De esta gente, a Gaby, Lucía, Ulises, Luis, Ludmila, Maxi, Thiago, Maru, Sol, Flor, André, José, Sofi, Rago, Juan, Marianito y Nachito, Aylén, Berni, Joan, Diego, Egno, Kevin, Lucas, Gabo, Samantha, Mati, Fede, Sebas, Leila, y Flavia. Pido perdón si omito a alguien.

A mis amigxs externxs a la carrera, que me han dado su apoyo incondicional cada vez que lo necesité: Ayrton, Ro, Clara, Lila, Tomás, Naranjita, Fiore, Iván, Marian, Alan, Sofía, Merk. También a Cristina.

Agradezco muy especialmente a toda la gente que me ha refugiado en su lugar de trabajo, sabiendo cuánto lo valoro y que representa más bien un acompañamiento: Maru, Ludmila, Sol, Paulina, Ulises.

A mis alumnitxs que me han tenido en efetres, flbyg, y especialmente mecánica. Fueron mi primer experiencia como ayudante en la facultad, y me han hecho el año mucho más ameno. Espero haber podido ofrecerles una referencia, como lo fueron otros ayudantes para mí.

A todxs mis alumnxs que tuve a lo largo de estos seis años. De ellxs aprendí muchísimo.

A lxs docentes que he tenido en esta carrera y me han enseñado mucho más que su materia. A Cecilia y Sebastián, por su guía este último año de trabajo y conclusión de esta etapa.

A quienes tuve el agrado de contar como compañeros docentes, especialmente a Pablo. Por último, a las docentes que he tenido en la secundaria, que me motivaron a estudiar este carrera: Claudia, Mirta, Cristina y Valeria.

Índice general

1. Introducción	6
1.1. Modelo cosmológico	6
1.2. Grupo local de galaxias	7
1.2.1. Distribución de gas	8
2. Simulaciones	10
2.1. GADGET	11
2.1.1. SPH (Springel, 2010)	11
2.1.1.1. Extensiones y correcciones	13
2.1.2. Implementación de la gravedad	14
2.1.2.1. Integración cosmológica	14
2.1.3. Formación estelar	15
2.1.4. Enriquecimiento químico	15
2.2. Simulaciones CLUES del grupo local	16
2.2.1. Identificación de subestructuras (SUBFIND)	17
2.3. Generación de espectros de absorción	17
2.3.1. CLOUDY (Ferland et al., 2013)	17
2.3.2. yt (Turk et al., 2011)	18
2.3.3. TRIDENT (Hummels et al., 2017)	19
2.3.3.1. Generación de densidades iónicas	20
2.3.3.2. Creación de <i>lineas de la visual</i>	22
2.3.3.3. Generación de espectros	25
3. Procesamiento y generación de datos	29
3.1. Objetivos y métodos	29
3.2. Lectura de simulaciones cosmológicas	29
3.2.1. Salidas de GADGET	29
3.2.2. Salidas de SUBFIND	30
3.2.3. Deposición a la grilla	30

3.3. Muestreo de líneas de la visual	30
3.3.1. Posición de observación	30
3.3.2. Posiciones de emisión	32
3.3.3. Archivos de datos	35
3.3.4. Muestreo reducido	35
4. Análisis y resultados	37
4.1. Líneas de absorción en dirección a M31	37
4.1.1. Densidad de gas	37
4.1.2. Espectros de absorción	39
4.1.3. Comparación con otras direcciones	44
4.1.3.1. Densidad de gas	44
4.1.3.2. Velocidades en la línea de la visual	45
4.2. Fracciones de cobertura en MW y M31	48
4.3. Fracciones de cobertura para HVCs en MW	50
4.4. Distribución de gas en subhalos	52
4.4.1. Densidad columnar en función del parámetro de impacto	52
5. Conclusiones	57
A. Cálculo del perfil de Voigt	59
Bibliografía	60

Capítulo 1

Introducción

1.1. Modelo cosmológico

El modelo cosmológico más aceptado para la descripción del Universo en que vivimos es el denominado Λ CDM (*cosmological constant Λ with Cold Dark Matter*). Este supone un universo descrito por las ecuaciones de campo de Einstein incluyendo la constante cosmológica (Λ); con una cosmología isótropa y homogénea dada por la solución de Friedmann-Robertson-Walker. Estas suposiciones predicen un universo en expansión (de forma acelerada gracias a la inclusión de Λ), en concordancia con las observaciones realizadas hasta el presente (*e.g.* Nuza et al. (2013)).

De acuerdo con el modelo, aproximadamente sólo un 30 % del universo está formado por materia, y el restante 70 % por *energía oscura*; el nombre que recibe la densidad de energía correspondiente a la inclusión de Λ . Del total de materia, aproximadamente un 85 % está formado por la llamada *materia oscura* que no parece interactuar electromagnéticamente, evitando, de esa forma, su observación mediante emisión u absorción de radiación; apreciándose únicamente sus efectos gravitacionales. El modelo Λ CDM supone que la materia oscura está formada por partículas de baja velocidad térmica -es decir, *frías*.

La cantidad restante de materia en el Universo es conocida como *materia bariónica u ordinaria*, y está compuesta por partículas descritas según el Modelo Estándar. Es esta componente la responsable de brindarnos información electromagnética proveniente de los objetos astrofísicos observados.

En el marco de este modelo, se tiene un escenario jerárquico para la formación de galaxias (*hierarchical clustering model*). Las estructuras cosmológicas emergen de pequeñas fluctuaciones de densidad con estadística gaussiana en el Universo temprano. Como resultado de su evolución, estas perturbaciones son amplificadas gravitacionalmente, y la materia oscura colapsa formando primero pequeñas estructuras. Dentro de

estos halos de materia oscura, el gas colapsa y se enfría, eventualmente dando lugar a la formación estelar. Estas estructuras se agregan y fusionan, generando así sistemas más grandes a partir de otros más pequeños.

Según el modelo actual de formación galáctica, existen dos modos principales de acreción de material gaseoso posteriormente empleado en la formación estelar. Un modo “caliente” en el cual el gas difuso que rodea a la galaxia se enfría radiativamente y colapsa hacia el centro; y un modo “frío”, conformado por filamentos de gas más frío y denso que ingresan dentro del radio virial del halo. Estudios numéricos sugieren que la acreción fría tiende a ocupar las regiones centrales, mientras que la acreción de gas ionizado caliente domina sobre un gran rango de distancias que van desde las proximidades de los discos galácticos hasta el radio virial (Kereš et al., 2005; Nuza et al., 2014).

De esa forma, cada galaxia sigue una historia evolutiva única, con fusiones (o *mergers*) con otros sistemas y acreción de gas particulares. Así, a partir del modelo Λ CDM se espera una gran diversidad en las propiedades de las galaxias.

1.2. Grupo local de galaxias

Nuestra galaxia, *la vía láctea* (o *Milky Way*, MW), no se encuentra aislada sino que forma parte de un grupo, llamado el *grupo local* (*local group*, LG). Integra también este grupo la vecina galaxia espiral de *Andrómeda* (M31), la cual posee una masa similar a MW y está ubicada a una distancia de unos ~ 700 kpc; junto con otras galaxias (en su mayoría satélites) de menor masa (Ribas et al., 2005). Este par de galaxias presenta masas del orden de $10^{12} M_{\odot}$, y ambas se acercan entre sí a una velocidad de aproximadamente 110 km/s (van der Marel et al., 2012). Conociendo la masa de cada galaxia, podemos definir su *radio virial*, R_{vir} , como el radio de una esfera que comprenda una densidad de masa 200 veces mayor a la densidad crítica del universo (Nuza et al., 2014). Esta magnitud nos brinda información acerca del tamaño característico de cada galaxia.

Galaxias espirales semejantes son prevalentes en el universo, lo cual representa una consistencia con la predicción del modelo Λ CDM; es decir, que objetos tales como MW, M31 y el universo local no sean extremadamente improbables (Creasey et al., 2015).

En las últimas décadas, distintos estudios han acumulado evidencia a favor de que el entorno (o *environment*) en donde se residen las galaxias tiene cierta influencia en la determinación de sus propiedades finales. Por ejemplo, predicciones teóricas en el marco de Λ CDM indican que la cantidad de *mergers* que sufren las galaxias incrementa con la densidad de su *environment*. En particular, en Creasey et al. (2015), simulaciones computacionales sugieren que, para *environments* asociados a grupos poco ligados (*loose groups*) como el LG, la morfología de las galaxias integrantes no se ve afectada,

pero su tasa de formación estelar aumenta con la densidad del entorno.

1.2.1. Distribución de gas

La distribución de material gaseoso, tanto en las galaxias como en su *environment*, se presenta como un aspecto clave para el entendimiento de la formación galáctica y su estadio evolutivo. Por ejemplo, la acreción (o *inflow*) de gas frío en el tiempo presente puede dar cuenta de una formación estelar activa en el futuro próximo. Como contrapartida, eyecciones (o *outflows*) de gas caliente pueden indicar que la formación estelar, y su impacto en el medio interestelar producido por supernovas y estrellas de masa intermedia (dicho proceso recibe el nombre genérico de *feedback*), han tenido lugar en el pasado reciente (Nuza et al., 2014).

Estudios teóricos y observacionales indican que una fracción sustancial (y hasta dominante) del material gaseoso difuso en galaxias espirales se encuentra por fuera del disco, en un halo extendido hasta hasta escalas del orden de su radio virial. A esta componente gaseosa se la conoce como *medio circumgaláctico* (*circumgalactic medium*, CGM). A la (gran) cantidad de gas que existe por fuera del radio virial se le denomina genéricamente *medio intergaláctico* (*intergalactic medium*, IGM), el cual puede además estar gravitacionalmente ligado al grupo de galaxias, que suele denominarse *medio intragrupo*. El ciclo de vida de este gas está determinado por la formación de estructura cosmológica, con flujos desde/hacia galaxias y eventos de *mergers*. De ese modo, sus condiciones físicas y abundancias químicas resultan bastante variadas (Nuza et al., 2014; Richter et al., 2017).

En las últimas dos décadas se ha alcanzado un avance significativo en la comprensión de la distribución y las propiedades físicas del gas en el CGM e IGM pertenecientes al LG. En particular, ha sido posible estudiar los halos gaseosos extendidos de MW y M31 gracias a las observaciones de 21cm de la línea hiperfina del hidrógeno neutro (H I), complementadas con espectros de absorción de iones en las bandas óptica y UV, contra fuentes extragalácticas. Se entiende actualmente que el CGM de MW y M31 es de carácter multifásico: en el mismo coexisten una fase fría ($T < 10^4$ K) predominantemente neutra y densa, principalmente concentrada en las zonas internas de los halos; junto con una fase caliente ($T \gtrsim 10^5$ K), mayormente ionizada, extendida también sobre el IGM. Es posible que esta fase caliente y tenue hospede a una gran fracción de la materia bariónica en el LG (Nuza et al., 2014).

En consecuencia, es posible afirmar que la caracterización del CGM de las galaxias del LG, con especial énfasis en MW y M31, así como su conexión con el gas perteneciente al IGM resulta clave a la hora de profundizar nuestra comprensión de la distribución y composición de la materia bariónica en el universo local.

En esta tesis, nuestro objetivo es modelar espectros de absorción mediante espectros sintéticos en simulaciones cosmológicas del grupo local para una posterior comparación con las observaciones y, de esa forma, interpretar las tendencias vistas.

Capítulo 2

Simulaciones

La formación de estructura a escala galáctica en un contexto cosmológico es un proceso altamente no lineal, multiescala y libre de simetrías que lo simplifiquen. Estas características resultan en la imposibilidad de estudiar el problema analíticamente, lo cual posiciona a las simulaciones numéricas como una herramienta esencial. Las simulaciones implementan las leyes físicas relevantes al problema, pero además deben incluirse modelos efectivos de subgrilla a fin de considerar procesos físicos tales como la formación estelar en escalas que no es posible resolver directamente.

En particular, nuestro interés se centra en las simulaciones del LG y su componente gaseosa. Éstas nos permiten identificar estructuras en la distribución del gas con el fin de estudiar su origen y evolución. La comparación de las simulaciones con las observaciones nos permite guiar e interpretar mejor estas últimas. Sin embargo, esta comparación no es trivial, debido a que, mientras que en la simulación contamos con la información completa de las propiedades de la materia en cada punto del espacio, las observaciones proveen información más limitada, y además sufren de sesgos observacionales y efectos de incompletitud. Se debe tener en cuenta qué tipo de resultados se obtienen de las observaciones, y cómo éstos pueden ser contruados a partir de las simulaciones.

En este capítulo veremos un resumen de los distintos códigos y simulaciones necesarias para el presente trabajo. Empezaremos por el código para las simulaciones hidrodinámicas con autogravedad, GADGET-3, pasando por su formalismo de base para la hidrodinámica, SPH (*smoothed particle hydrodynamics*), junto con extensiones para la formación estelar y otros procesos subgrilla, seguidas por la serie de simulaciones particulares a este trabajo. Las últimas secciones están dedicadas a el conjunto de herramientas numéricas necesarias para la síntesis de espectros de absorción a partir de las simulaciones descriptas.

2.1. GADGET

Las simulaciones utilizadas para la formación galáctica en un contexto cosmológico emplean el código GADGET-3 (Springel, 2005; Wang et al., 2008), con modificaciones para la formación estelar, el *feedback* por supernovas, enriquecimiento químico y enfriamiento dependiente de la metalicidad según (Scannapieco et al., 2005, 2006).

El código GADGET describe la evolución acoplada de un gas ideal y un fluido no colisional, dentro de un universo cuya dinámica global está regulada por el modelo cosmológico elegido. La descripción se hace en términos de partículas de tres clases: *materia oscura*, *estrellas* y *gas*. Para los primeros dos tipos, se utiliza únicamente dinámica de auto-gravitación, mientras que las partículas de gas modelan la hidrodinámica según la técnica SPH que detallaremos en las próximas secciones.

Llevar a cabo estas simulaciones implica un gran costo computacional. GADGET es un código masivamente paralelizado, de modo que es capaz de correr en supercomputadoras distribuyendo el trabajo en muchos procesadores, reduciendo así el tiempo total de cómputo. El código fuente está escrito en lenguaje C, y la comunicación entre procesadores se ejecuta mediante una combinación entre los protocolos estandarizados MPI (*Message Passing Interface*) y OpenMP (*Open Multi-Processing*).

2.1.1. SPH (Springel, 2010)

La hidrodinámica en las simulaciones numéricas se implementa con la técnica de *hidrodinámica de partículas suavizadas* (SPH, por sus siglas en inglés). Ésta consiste en una aproximación a la mecánica del continuo utilizando partículas, que pueden pensarse también como puntos de interpolación. La técnica tiene numerosas ventajas, las más relevantes son la simplicidad de las ecuaciones resultantes y la garantía de cumplimiento de varias leyes de conservación.

Para cualquier campo $F(\mathbf{r})$, definido en todo el espacio, podemos definir una versión suavizada e interpolada F_s mediante la convolución con un *núcleo* (*kernel*), $W(\mathbf{r}, h)$, que representa a cada partícula, donde h es una *longitud de suavizado* que describe la longitud característica del *kernel*, siendo

$$F_s(\mathbf{r}) = \int F(\mathbf{r}') W(\mathbf{r} - \mathbf{r}', h) d^3\mathbf{r}'$$

El *kernel* está normalizado a la unidad, e imita a una función δ de Dirac para el límite $h \rightarrow 0$. Para éste se pueden utilizar gaussianas, pero las implementaciones más actuales utilizan *splines* cúbicos con soporte finito.

Si sólo conocemos el campo en una muestra finita de puntos \mathbf{r}_i , *i.e.* $F_i = F(\mathbf{r}_i)$, a los cuales les asignamos masas m_i y densidades ρ_i de forma tal que cada uno tenga un elemento de volumen $\Delta\mathbf{r}_i$, podemos aproximar la integral por la suma

$$\begin{aligned} F_s(\mathbf{r}) &\simeq \sum_i F_i W(\mathbf{r} - \mathbf{r}'_i, h) \Delta\mathbf{r}_i \\ F_s(\mathbf{r}) &\simeq \sum_i F_i W(\mathbf{r} - \mathbf{r}'_i, h) \frac{m_i}{\rho_i} \end{aligned} \quad (2.1)$$

siempre y cuando estos puntos muestreen densamente el volumen del *kernel* (esta aproximación es, efectivamente, una integración de Monte Carlo). Con este esquema, la densidad de cada punto se puede estimar según

$$\rho_s(\mathbf{r}) \simeq \sum_i W(\mathbf{r} - \mathbf{r}'_i, h) m_i$$

Vemos aquí la ventaja de utilizar un *kernel* con soporte finito (de radio $2h$): cada suma sobre partículas se limita entonces a las que estén a una distancia menor a $2h$ del punto para el cual se calcula el campo o la densidad suavizadas, lo cual no sucede para *kernels* de tipo gaussiano.

Para un fluido ideal, las ecuaciones de movimiento (*i.e.* conservación de la masa, momento y energía) se pueden deducir del siguiente lagrangiano:

$$\mathcal{L} = \int \rho \left(\frac{1}{2} \mathbf{v}^2 - u \right) dV$$

donde u es la energía interna por unidad de masa. La idea del método SPH es discretizar este lagrangiano en términos de las partículas de fluido, de masa m_i

$$\mathcal{L}_{\text{SPH}} = \sum_i \left(\frac{1}{2} m_i \mathbf{v}_i^2 - m_i u_i \right)$$

Para obtener la energía interna u_i de cada partícula, se les asigna una entropía específica A_i de modo que la primera se defina en términos del estimado de densidad

$$u_i = A_i \frac{\rho_i^{\gamma-1}}{\gamma - 1}$$

donde γ es el índice adiabático. En consecuencia, la presión de cada partícula puede

escribirse como $P_i = A_i \rho_i^\gamma$.

A partir del lagrangiano para SPH, se obtiene la dinámica de las partículas a partir de las ecuaciones de Euler-Lagrange correspondientes. Éstas resultan un conjunto de ecuaciones diferenciales ordinarias, de primer orden para la velocidad v_i de cada partícula, lo cual es una simplificación notable de las ecuaciones de movimiento para un fluido ideal (las cuales recordemos, son diferenciales parciales).

2.1.1.1. Extensiones y correcciones

Viscosidad artificial: Al describir la dinámica de *gases ideales*, las ecuaciones pueden producir discontinuidades en forma de ondas de choque (*shocks*), incluso partiendo desde condiciones iniciales suaves. Es necesaria entonces una modificación de la dinámica en los *shocks*, que introduzca un mecanismo de disipación necesario. Se introduce entonces una viscosidad artificial que disipe energía cinética en térmica en las ecuaciones de SPH, generando así entropía y ensanchando el choque de forma tal que la descripción en términos diferenciales se mantenga adecuada.

Acoplamiento con auto-gravedad: La interacción auto-gravitatoria es de principal importancia en flujos astrofísicos. Su inclusión en esquemas hidrodinámicos eulerianos (basados en grillas) no es trivial, puesto que no conserva la energía total de forma manifiesta. En cambio, en SPH puede ser incluida de manera simple y precisa modificando el lagrangiano utilizado. El potencial gravitatorio dado por el conjunto de puntos de SPH es

$$\Phi(\mathbf{r}) = G \sum_i m_i \phi(\mathbf{r} - \mathbf{r}_i, \varepsilon_i)$$

donde ε_i es la “longitud de ablandamiento gravitacional” (*gravitational softening length*) de cada partícula, una cota inferior a la distancia para evitar divergencias en el cálculo del potencial. Entonces, la auto-energía potencial total del sistema de partículas será:

$$E_{\text{pot}} = \frac{1}{2} \sum_i m_i \Phi(\mathbf{r}_i) = \frac{G}{2} \sum_{i,j} m_i m_j \phi(r_{ij}, \varepsilon_j)$$

con lo cual, el lagrangiano resulta

$$\mathcal{L}_{\text{SPH}} = \sum_i \left(\frac{1}{2} m_i v_i^2 - m_i u_i \right) - \frac{G}{2} \sum_{i,j} m_i m_j \phi(r_{ij}, \varepsilon_j)$$

2.1.2. Implementación de la gravedad

El cálculo de fuerzas de gravedad entre partículas posee un alto costo computacional si se implementa en forma de una suma directa; *i.e.* para N partículas el algoritmo tiene una complejidad temporal $\mathcal{O}(N^2)$. Para evitar este comportamiento, se suele descomponer la fuerza gravitatoria en una componente de largo alcance que varía suavemente, y otra contribución de las partículas cercanas. GADGET implementa el cálculo de largo alcance con un algoritmo del tipo “malla de partículas” (PM, *particle mesh*) y la del material cercano con un algoritmo de árbol (*tree*), integrando ambos esquemas en el llamado método *TreePM*.

El método PM consiste en dividir la materia en una serie de “superpartículas” ubicadas en una malla regular. Con éstas se calcula la fuerza sobre los puntos de la grilla, la cual luego se interpola para obtener la fuerza en cualquier punto del volumen de simulación. En cambio, para el algoritmo *Tree* las partículas cercanas se arreglan en una jerarquía de grupos, y la fuerza resultante de cada uno se calcula mediante la suma de una expansión multipolar del grupo. Este algoritmo representa una mejora notable en términos de complejidad temporal respecto de la suma directa: escala a orden $\mathcal{O}(N \log N)$.

2.1.2.1. Integración cosmológica

La cosmología se tiene en cuenta a la hora de integrar numéricamente las ecuaciones de movimiento de cada partícula. Dentro del código, se describen las posiciones \mathbf{x} y velocidades \mathbf{v} en el marco comóvil, que se relacionan con las coordenadas físicas mediante $\mathbf{r} = a\mathbf{x}$ y $\dot{\mathbf{r}} = \dot{a}\mathbf{x} + a\mathbf{v}$; donde a es el factor de escala cosmológico.

Por ejemplo, para una partícula de materia oscura, la ecuación dinámica está dada por

$$\ddot{\mathbf{x}} + 2H\dot{\mathbf{x}} = -\frac{1}{a^3}\nabla\Phi$$

donde $H \equiv \dot{a}/a$ es el parámetro de Hubble (que da cuenta de la expansión del universo) y Φ es el potencial gravitatorio.

Para la integración temporal, GADGET adopta un esquema *leap-frog*, en el cual las partículas y velocidades se avanzan según

$$\begin{aligned}\mathbf{x}^{n+1/2} &= \mathbf{x}^{n-1/2} + \mathbf{v}^n \Delta t + \mathcal{O}(\Delta t^3) \\ \mathbf{v}^{n+1} &= \mathbf{v}^n + \frac{d\mathbf{v}^{n+1/2}}{dt} \Delta t + \mathcal{O}(\Delta t^3)\end{aligned}$$

donde n indica el paso de la simulación y Δt es el paso temporal de integración. En el có-

digo, cada partícula posee un paso de integración particular, el cual se calcula teniendo en cuenta la fuerza total ejercida sobre ésta y la capacidad del esquema de integración para *predecir* la evolución inmediata.

2.1.3. Formación estelar

En la simulación, la formación estelar se da por la fragmentación de una partícula de gas en otra partícula de gas y una de estrella, cuando se cumplen ciertas condiciones. Estas emulan la *inestabilidad de Jeans*, producida cuando el soporte de presiones de una nube de gas no es suficiente para balancear su colapso auto-gravitatorio, mientras el gas se mantenga frío durante este colapso. Las partículas de gas elegibles para la fragmentación deben presentar una densidad mayor a un valor crítico ($\rho > \rho_* = 7,0 \times 10^{26} \text{g cm}^{-3}$) y deben ubicarse dentro de un flujo convergente ($\nabla \cdot \mathbf{v} < 0$). Para estas partículas elegibles, se asume una tasa de formación estelar volumétrica

$$\dot{\rho}_* = c \frac{\rho}{\tau_{\text{dyn}}}$$

donde c es una *eficiencia de formación estelar* (tomada como $c = 0,1$) y $\tau_{\text{dyn}} = 1/\sqrt{4\pi G\rho}$ es el tiempo dinámico de la partícula.

La formación estelar es tomada como un proceso estocástico: para cada partícula de gas elegible en un dado tiempo se asigna una probabilidad de fragmentación p_* , con la cual ésta tendrá lugar o no en la iteración temporal siguiente. Esta probabilidad está dada por

$$p_* = \frac{m}{m_*} \left[1 - \exp \left(-c \frac{\Delta t}{\tau_{\text{dyn}}} \right) \right]$$

donde Δt es el paso de integración temporal de la simulación, m es la masa de la partícula de gas y $m_* = m/2$ es la masa de la partícula de estrella a formarse. En caso de una formación exitosa, la masa de la partícula de gas se reduce en m_* . Si tuviera lugar una segunda formación sobre la misma partícula de gas, ésta es íntegramente transformada en una de estrella, en lugar de proceder a su fragmentación.

2.1.4. Enriquecimiento químico

Los elementos químicos son sintetizados en el interior de las estrellas y posteriormente eyectados al medio interestelar mediante explosiones de supernova (SN). Para modelar la producción y distribución de metales en el contexto de estas simulaciones debemos considerar tres elementos: la tasa de SN (*i.e.* la cantidad de explosiones de SN

por unidad de tiempo), los *yields* químicos (*i.e.* qué tipo de elementos químicos son eyectados en las explosiones) y los tiempos de vida típicos de las estrellas, que determinan el tiempo característico en que los metales serán liberados.

En este modelo, se incluye un tratamiento separado para las SN de tipo II y tipo Ia (SNII y SNIa). Estos dos tipos de SN se originan a partir de diferentes poblaciones estelares, y tienen distintas tasas, *yields* y escalas temporales. Teniendo esto en cuenta, el modelo refleja estas diferencias en su implementación. Por ejemplo, las SNII producen la mayor parte de los elementos químicos, excepto por el hierro, que es producido principalmente por las SNIa. Por otro lado, las SNII se producen en los estadios finales de la evolución de estrellas masivas con tiempos de vida cortos; en contraste con las SNIa, que resultan de la evolución de sistemas binarios con tiempos de vida de ~ 1 Gyr.

Inicialmente, se asume que las partículas de gas contienen las abundancias primordiales de hidrógeno y helio, $X_{\text{H}} = 0,76$ y $Y_{\text{He}} = 0,24$, y se considera el enriquecimiento químico asumiendo que los metales¹ son producidos por SNII y SNIa, de manera tal de obtener un valor de metalicidad global (*i.e.* el cociente entre la masa de metales en una partícula y su masa total).

2.2. Simulaciones CLUES del grupo local

Las simulaciones particulares utilizadas en el presente trabajo se enmarcan en el contexto del Proyecto CLUES (*Constrained Local Universe Simulations*)². Éste apunta a simular de manera más realista el grupo local, incluyendo los efectos del *environment*, y otras de las estructuras circundantes más prominentes.

Las simulaciones utilizadas en el presente trabajo son las correspondientes a Nuza et al. (2014) y Scannapieco et al. (2015). Fueron corridas con el código GADGET-3, junto con las extensiones de Scannapieco et al. (2005, 2006) antes comentadas. Las condiciones iniciales fueron construidas de forma tal de imponer un conjunto de vínculos gaussianos a alto corrimiento al rojo (o *redshift* z), usando restricciones observacionales a $z \approx 0$. La distribución inicial de materia consiste en una caja cúbica de $64 \text{ Mpc}/h$ de lado, con una región de alta resolución esférica de radio $2 \text{ Mpc}/h$, ubicada en su centro.

La simulación se inicia a $z = 50$ asumiendo la cosmología Λ CDM consistente con los datos del fondo cósmico de microondas medido por la sonda WMAP5 (*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe 5*). Los parámetros cosmológicos adoptados fueron: una densidad de materia $\Omega_{\text{m}} = 0,279$, una densidad de bariones $\Omega_{\text{b}} = 0,046$, una densidad de constante cosmológica $\Omega_{\Lambda} = 0,721$, una constante de Hubble $H_0 = 100h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$

¹En astrofísica y cosmología, se denomina *metales* a todos los elementos de la tabla periódica posteriores al H y He.

²<https://www.clues-project.org>

con $h = 0,7$, y una normalización del espectro de potencias de $\sigma_8 = 0,8$. Las masas de las partículas de gas y materia oscura dentro de la región de alta resolución son $M_g = 3,89 \times 10^5 M_\odot/h$ y $M_{\text{dm}} = 1,97 \times 10^6 M_\odot/h$ respectivamente.

La simulación contiene también estructuras similares a los cúmulos de galaxias Virgo, Fornax, Perseo y Gran Atractor. Como las escalas en las cuales actúan los vínculos son del orden de algunos Mpc, la formación de estructura a escalas menores es esencialmente aleatoria. Por esta razón, se corrió una serie de realizaciones de la simulación a efectos de obtener los mejores acuerdos posibles entre las masas y velocidad radial relativa observadas para MW y M31, con las propiedades de sus candidatas simuladas.

2.2.1. Identificación de subestructuras (SUBFIND)

La identificación de *subestructuras* en la simulación se lleva a cabo mediante el algoritmo SUBFIND (Dolag et al., 2009). Éste permite la detección de galaxias y objetos auto-gravitacionalmente ligados (con un mínimo de 32 partículas) basándose en su energía de ligadura. Dicha identificación permite determinar la pertenencia de cada partícula a un dado *subhalo*, los cuales pueden corresponder a galaxias o satélites asociados.

De esta manera, es posible identificar estructuras que corresponden a las candidatas de MW y M31, así como caracterizar varias de sus propiedades: lista de las partículas que las conforman, posición de sus centros, masa total, etc.

2.3. Generación de espectros de absorción

En las siguientes secciones veremos la *suite* de herramientas que nos permitirán la generación de espectros de absorción sintéticos a partir de las simulaciones hidrodinámicas antes detalladas. El *software* CLOUDY es la base necesaria para la determinación de la densidad de especies iónicas que producen la absorción en el medio gaseoso a partir de las propiedades termodinámicas del mismo y las abundancias iniciales. Las librerías numéricas yt y TRIDENT, implementadas en el lenguaje de programación Python, proveen el enlace entre los resultados de nuestras simulaciones y la generación de espectros asociados a estructuras de gas dentro del volumen de la simulación.

2.3.1. CLOUDY (Ferland et al., 2013)

CLOUDY es un programa que determina las abundancias iónicas dentro de un gas fuera del equilibrio, con posibilidad de exposición a una fuente externa de radiación, generando así el espectro resultante. Esto posibilita la predicción de magnitudes obser-

vables especificando sólo las propiedades de la nube de gas y el campo de radiación incidente.

El código parte de primeros principios, y calcula el estado térmico, químico y de ionización de una nube de gas fuera del equilibrio. Para esto, se asume que ha transcurrido un tiempo tal que los procesos atómicos que ocurran tiendan al estado estacionario. La densidad de partículas de una especie ó nivel i estará dada por

$$\frac{\partial n_i}{\partial t} = \sum_{j \neq i} n_j R_{ji} + \text{Fuente} - n_i \left(\sum_{j, i} R_{ij} + \text{Sumidero} \right) = 0$$

donde aquí R_{ji} representa la tasa [s^{-1}] a la cual la especie j migra a i , “Fuente” es la tasa por unidad de volumen [$\text{cm}^{-3}\text{s}^{-1}$] a la cual aparecen nuevos átomos en i , y “Sumidero” es la tasa [s^{-1}] a la cual se pierden.

Esta ecuación de balance, junto con la conservación de masa, carga, y energía determinan completamente el problema. El código resuelve éstas ecuaciones de manera auto-consistente con un número mínimo de parámetros libres.

2.3.2. yt (Turk et al., 2011)

yt³ es una librería de Python para el análisis y visualización de simulaciones astrofísicas. Permite la visualización de magnitudes de una simulación en volumen mediante cortes y proyecciones, entre otras herramientas.

En particular, provee el enlace necesario entre las simulaciones de GADGET y las herramientas de generación de espectros que detallaremos en la siguiente sección. Esto es, transformar los datos de la simulación basada en partículas a una basada en elementos de grilla. Este proceso (referido como *deposición a la grilla*) consiste en la generación de una grilla de tipo *octree*⁴ en el volumen de la simulación según las posiciones de las partículas presentes. El *octree* se construye dividiendo el recinto de simulación de manera recursiva hasta que cada celda contenga, como máximo, una partícula. En la Figura 2.1 se muestra una representación del *octree* construido para una distribución de partículas.

Luego, para cada celda en esa estructura, se define cada una de las magnitudes físicas (e.g. densidad, temperatura, etc.) *depositadas a la grilla*, mediante la integración descrita para SPH (dada por la Ecuación 2.1). De esa forma, obtenemos un equivalente basado en grilla de una simulación SPH, junto con todas sus magnitudes físicas.

³<http://yt-project.org/>

⁴Ésta es una estructura de datos de árbol en la cual cada celda que se divida, debe hacerlo en ocho octantes iguales.



Figura 2.1: *Octree* construido para la distribución de partículas dada. Notemos que cada celda puede contener una única partícula o ninguna.

2.3.3. TRIDENT (Hummels et al., 2017)

TRIDENT⁵ es una librería de Python para la generación de espectros de absorción sintéticos a partir de simulaciones hidrodinámicas, basado en la librería *yt* antes detallada. Permite además obtener información detallada acerca de las densidades de iones presentes en la simulación, calculadas a partir de ciertas asunciones, junto con características espectroscópicas tales como *redshift*, ancho equivalente, ampliación térmica, intensidad de la absorción, etc. Éstas pueden, consiguientemente, trazar estructuras físicas a partir de características espectrales, asociándoles su contraparte espacial y dinámica dentro del universo de la simulación.

El código TRIDENT consta de los siguientes pasos: primero, construir una *línea de la visual* uniendo dos puntos dentro del volumen de la simulación con un rayo de luz. A el punto de partida se lo considera como una fuente de emisión de un espectro continuo, y al punto de llegada como el de observación. Entonces, para el gas atravesado por el rayo de luz, se calculan la densidad de los iones presentes según sus condiciones físicas. Finalizando este proceso, se obtiene el espectro de la fuente, sobre el cual figuran las líneas de absorción calculadas. Podemos ver una ilustración de este protocolo en la Figura 2.2.

Detallaremos a continuación los mecanismos que utiliza TRIDENT, divididos en tres módulos:

- a) `ion_balance`: módulo que lleva a cabo el cálculo de densidades iónicas a partir de CLOUDY.
- b) `LightRay`: objeto (clase)⁶ representando una el rayo de luz en una *línea de la visual*.
- c) `SpectrumGenerator`: objeto (clase) capaz de generar el espectro de absorción a partir de un objeto `LightRay`.

⁵<http://trident-project.org>

⁶Recordamos de la *programación orientada a objetos*: un *objeto* es una abstracción conveniente de algún concepto, implementada en un código. Una *clase* es un elemento del código que genera *instancias* particulares de objetos. Ambos se refieren por el mismo nombre (en este caso `LightRay`).

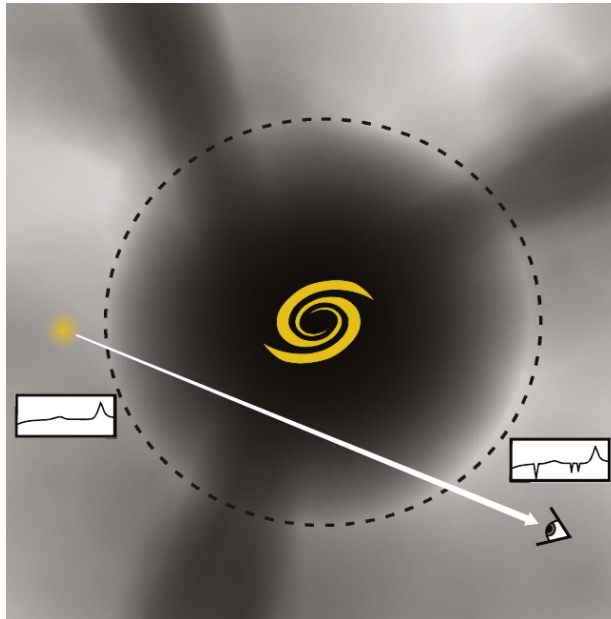


Figura 2.2: Ilustración del protocolo de generación de espectros de absorción. En el centro de la imagen se ubica una galaxia, con su CGM encerrado por la línea punteada y el IGM por fuera. Desde el inicio del rayo de luz una fuente emite con el espectro adjunto. Éste es absorbido en longitudes de onda discretas por el gas atravesado por el rayo de luz, y finalmente visto por el ojo observador, según indica el esquema a su lado. Extraído de Hummels et al. (2017).

2.3.3.1. Generación de densidades iónicas

El módulo `ion_balance` recibe la una estructura de datos conteniendo la simulación hidrodinámica y calcula la densidad numérica para cada ion solicitado en las partículas⁷ de la simulación que lo requieran. Este cálculo se basa en una serie de asunciones según se registre o no la presencia de metales en la simulación; la primera de las cuales es la condición de equilibrio iónico.

Para cada partícula, se define la densidad de partículas de un ion i del elemento químico X según

$$n_{X_i} = n_X f_{X_i}$$

donde n_X es la densidad numérica de núcleos de todas las especies del elemento X , y f_{X_i} es la *fracción de ionización* de su i -ésimo ion. La densidad de núcleos puede escribirse

⁷Los elementos computacionales serán partículas si la simulación fuera de tipo SPH, previa a la deposición por yt. En otro caso, serán directamente celdas de una malla.

según la densidad de masa ρ_X y la masa de cada nucleón m_X :

$$\rho_X = n_X m_X$$

y esta última, a su vez, en términos de su masa atómica \mathcal{M}_X y la masa de hidrógeno m_H

$$m_X = \mathcal{M}_X m_H$$

En en términos de ρ_X , se calcula entonces la densidad de núcleos según

$$n_X = \frac{\rho_X}{\mathcal{M}_X m_H} \quad (2.2)$$

Se puede calcular ρ_X , mediante algunas aproximaciones. En principio, si X es H ó He, se toma su abundancia solar A_X

$$A_X = \left. \frac{n_X}{n_H} \right|_{\odot}$$

de modo que sus densidades nucleares sean

$$n_X = A_X n_H$$

Para obtener ρ_H , se asume la fracción de masa primordial para el hidrógeno $\chi = 0,76$. En ese caso

$$n_H = \frac{\chi \rho}{m_H}$$

con lo cual

$$n_X = A_X \frac{\chi \rho}{m_H}$$

Por otro lado, si X es un metal, tenemos la metalicidad total Z , dada por

$$Z = \frac{\rho_{\text{metales}}}{\rho}$$

y asumimos la abundancia solar para cada metal. Así, obtenemos la densidad de masa del metal ρ_X según el producto

$$\rho_X = Z \rho \times \left. \frac{\rho_X}{\rho} \right|_{\odot} \quad (2.3)$$

Para reescribir este resultado en términos de la abundancia solar A_X antes definida, tomamos el cociente entre la densidad de metales ρ_X y la densidad de hidrógeno ρ_H , según

la ecuación 2.2

$$\frac{\rho_X}{\rho_H} = \frac{n_X \mathcal{M}_X m_H}{n_H m_H} = \frac{n_X \mathcal{M}_X}{n_H}$$

de modo tal que, considerado este cociente con los valores solares, obtenemos

$$\left. \frac{\rho_X}{\rho_H} \right|_{\odot} = \left. \frac{n_X}{n_H} \right|_{\odot} \mathcal{M}_X = A_X \mathcal{M}_X$$

De esa forma, podemos escribir la ecuación 2.3 según

$$\rho_X = Z \rho_H A_X \mathcal{M}_X$$

Estimamos ρ_H según la fracción primordial de hidrógeno para obtener

$$\rho_X = Z \rho_X A_X \mathcal{M}_X$$

y así, usando la ecuación 2.2, podemos finalmente obtener la densidad de núcleos del metal X

$$n_X = \frac{Z \rho_X A_X}{m_H}$$

Mediante la cual se obtiene la densidad del i -ésimo ión utilizando la fracción de ionización f_{X_i}

$$n_{X_i} = f_{X_i} \frac{Z \rho_X A_X}{m_H} \quad (2.4)$$

Bajo la asunción de equilibrio de ionización, la fracción de ionización es una función de la temperatura y densidad del gas y forma e intensidad del campo de radiación incidente. El módulo `ion_balance` considera la radiación de fondo UV de modelos metagalácticos, en partículas de Haardt and Madau (2012). En este modelo, el campo de radiación está parametrizado únicamente por el *redshift*, de forma que la fracción de ionización es sólo función de la temperatura y densidad cósmica. El módulo accede a una tabla de valores de f_{X_i} precalculada mediante CLOUDY. Así, la fracción de ionización deseada para cada ion se obtiene interpolando linealmente los valores de esta tabla.

En la Figura 2.3 podemos ver un esquema del proceso de generación de densidades iónicas, junto con las magnitudes necesarias para este.

2.3.3.2. Creación de *lineas de la visual*

Según adelantábamos en las secciones previas, la generación de espectros se computa para el gas atravesado por una trayectoria o *línea de la visual* en el volumen de la simulación. Esta trayectoria se define por un punto de *emisión* como su origen, y un punto

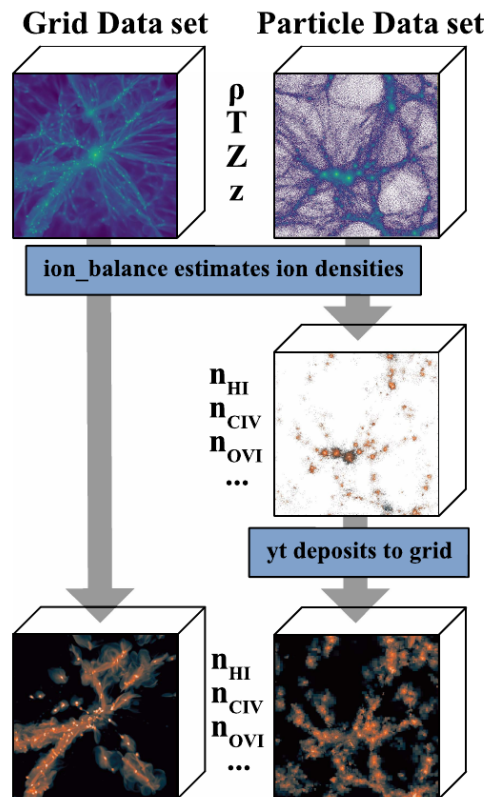


Figura 2.3: Esquema de la generación de densidades iónicas. Desde la simulación se requieren: una lista de los iones a calcular (aquí fueron elegidos H I, C IV y O VI), la densidad, temperatura, metalicidad del gas, y el *redshift*. Para una simulación basada en partículas, como es nuestro caso, *primero* se calculan las densidades iónicas correspondientes sobre cada partícula, y *luego* se efectúa la deposición al *octree* mediante yt. Extraída de Hummels et al. (2017)

de *observación* como su extremo. TRIDENT implementa este concepto en forma de objetos generados por la clase `LightRay`; éstos consisten en una secuencia unidimensional ordenada de las celdas de la simulación atravesadas por la línea de la visual (las celdas aquí pertenecen al *octree* generado por la deposición a la grilla mediante yt).

El objeto `LightRay` puede contener además, una selección de campos definidos para cada una de sus celdas, tales como la posición, velocidad, densidad, temperatura, volumen de la celda, etc. Cabe aclarar que las celdas contenidas en el rayo no tienen todas las mismas dimensiones: habrá celdas de menor tamaño en las regiones de la simulación con mayor densidad de partículas.

Para cada celda en el rayo, TRIDENT calcula su longitud de camino, su intervalo de *redshift* cosmológico, su *redshift* cosmológico, su velocidad a lo largo de la línea de la visual, su *redshift* por efecto Doppler y su *redshift efectivo*. Veremos aquí el cálculo espe-

cífico de cada una de estas magnitudes.

Definimos la línea de la visual de un objeto `LightRay` como un vector ℓ dentro del volumen de la simulación que parte de un punto r_a a un punto r_b (de observación). Este vector será entonces la suma de n elementos de línea $d\ell$, tantos como celdas atravesadas por el rayo:

$$\ell = r_b - r_a = \sum_{i=0}^n d\ell_i$$

La longitud de camino $d\ell$ de cada celda será entonces $d\ell_i = |d\ell_i|$

Se asume una expansión de Hubble suave entre los puntos a y b , de tal forma que su separación en *redshift* es la distancia radial comóvil:

$$\ell = D_H \int_{z_a}^{z_b} \frac{dz'}{E(z')} \quad (2.5)$$

donde D_H es la distancia de Hubble, y el denominador es

$$E(z) = \sqrt{\Omega_m (1+z)^3 + \Omega_k (1+z)^2 + \Omega_\Lambda}$$

El lado izquierdo de la ecuación es la distancia comóvil ℓ , conocida en la simulación, mientras que se desea obtener la diferencia de *redshifts* $z_a - z_b$. Dado que no hay solución analítica para esta ecuación, la misma se resuelve iterativamente mediante el método de Newton-Raphson. Cabe destacar que se adopta la siguiente convención: el *redshift* asignado **siempre** es mayor en el punto a (emisión), y **decrece** en la dirección del rayo hacia b .

Teniendo la diferencia de *redshift* entre los extremos del rayo, se asume que el intervalo de *redshift* en cada celda depende linealmente de su longitud de camino $d\ell$:

$$dz_i = \frac{d\ell_i}{\ell_i} (z_b - z_a)$$

(notemos que este incremento es *negativo*, pues z decrece de a hacia b). Así, se puede obtener el *redshift* cosmológico para cada celda atravesada por el rayo

$$z_i = z_b - \sum_{j=i}^n dz_j$$

Al generar un espectro, no es posible distinguir observacionalmente si el corrimiento en frecuencia de una línea de absorción corresponde al *redshift* cosmológico o al efecto Doppler debido al movimiento del gas. Por esa razón, TRIDENT incluye las siguientes

magnitudes dentro del objeto `LightRay`. La *velocidad en la línea de la visual* (*line of sight*, en inglés) de una celda es simplemente la proyección de la velocidad de la celda sobre la dirección del rayo:

$$v_{\text{LOS},i} = \mathbf{v}_i \cdot \mathbf{d}\ell_i = v_i d\ell_i \cos(\theta_i) \quad (2.6)$$

donde θ_i es el ángulo entre el vector velocidad de la celda i -ésima y la dirección de la línea de la visual. Con esta información se puede calcular el *redshift* debido al efecto Doppler, para cada celda del rayo

$$1 + z_{\text{dopp},i} = \frac{1 + \frac{v_i}{c} \cos(\theta_i)}{\sqrt{1 - \left(\frac{v_i}{c}\right)^2}}$$

siendo c la velocidad de la luz. El *redshift efectivo*, la magnitud con la cual se modifica directamente la longitud de onda de una línea de absorción dentro del espectro, está definido para cada celda como una combinación del cosmológico y el Doppler (Peebles, 1993):

$$1 + z_{\text{eff},i} = (1 + z_{\text{dopp},i})(1 + z_i) \quad (2.7)$$

2.3.3.3. Generación de espectros

La clase `SpectrumGenerator` contiene las herramientas necesarias para generar un espectro de absorción y sus magnitudes asociadas a partir de un objeto `LightRay`. Para definir un objeto de esta clase, se le debe cargar el rango de longitudes de onda deseado con un espaciamiento entre valores consecutivos, y una lista de las líneas de absorción a generar sobre un espectro continuo. TRIDENT contiene una base de datos con 220 líneas de absorción en el visible y UV frecuentemente utilizadas; para cada una incluye su ion fuente, su longitud de onda λ , su fuerza de oscilador f_{val} y su probabilidad de transición Γ .

`SpectrumGenerator` tiene dos funciones: calcular y guardar atributos observables y generar el espectro de absorción propiamente dicho. Para ambas operaciones, recibe el objeto `LightRay` que porta los datos de velocidad, *redshift*, y densidades numéricas de iones. Con ellos calcula, para cada una de las líneas de absorción y para cada una de las celdas del rayo, las siguientes magnitudes:

- *Densidad columnar* N_X de la especie iónica, obtenida como el producto de la densidad numérica n_X y la longitud de camino de cada celda $d\ell$

$$N_X = n_X d\ell$$

- Longitud de onda *observada* de la línea λ , calculada como la longitud de onda de la transición λ_0 corregida según el *redshift efectivo* que da cuenta del *redshift* cosmológico y el efecto Doppler, según la ecuación 2.7

$$\lambda = \lambda_0 (1 + z_{\text{eff}})$$

- Parámetro de ensanchamiento térmico ó Doppler (*thermal broadening*) de la línea producto de la agitación térmica del gas, calculado según

$$b = \sqrt{\frac{2kT}{\mathcal{M}}}$$

siendo k la constante de Boltzmann, T la temperatura del gas, y \mathcal{M} la masa atómica del ion considerado.

- *Ancho equivalente* de la línea.
- *Profundidad óptica* τ de la absorción, que caracteriza la absorbancia de la línea particular. La examinaremos en detalle en la siguiente sección.

Recordemos que cada una de estas magnitudes se obtiene **para cada celda en el rayo**, de modo que tiene cuenta de su dependencia espacial, en contraste con las observaciones.

La otra función es la generación del espectro de absorción según las líneas especificadas y las características observables antes descritas. Dada esta información, es posible generar un espectro de absorción *en bruto*, como vemos en la Figura 2.4.

Este “espectro” es simplemente una gráfica del flujo relativo (ó *transmitancia*) de radiación incidente que atraviesa al gas en función de su longitud de onda. Vemos que este flujo toma el valor de la unidad cuando el gas es completamente transparente a la radiación; y decrece hasta un valor nulo a medida que se produce la absorción. La magnitud física que regula la absorción es la *profundidad óptica* τ ⁸, a partir de la cual el flujo relativo se obtiene como

$$f = e^{-\tau} \tag{2.8}$$

En la Figura 2.5 podemos apreciar la manifestación de estructuras físicas en el gas absorbente con características en el espectro. Vemos cómo una mayor densidad de partículas genera una mayor absorción, y cada valle en el espectro se compone de las absorciones de las celdas con valores de λ contiguos.

⁸Esta magnitud se relaciona con la *absorbancia* A según $\tau = A \ln 10$.

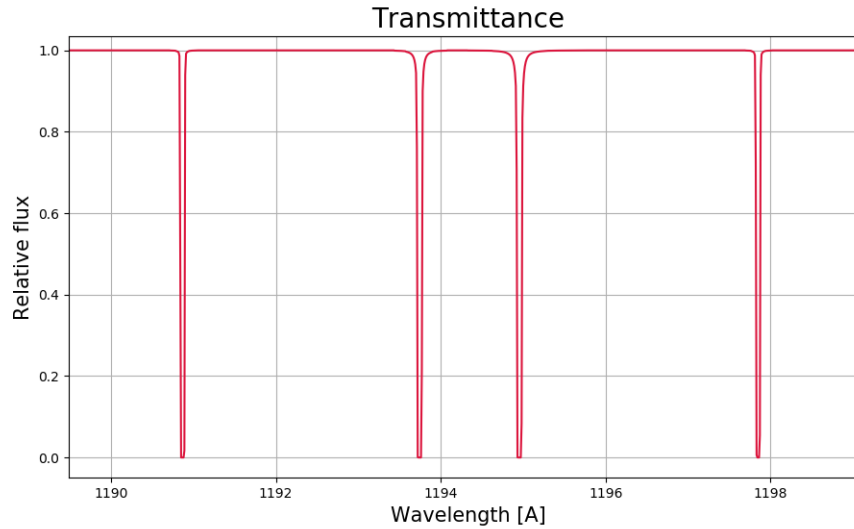


Figura 2.4: Espectro de absorción *en bruto*. El flujo relativo de valor unidad indica una transmisión total, mientras que de valor nulo indica una absorción total. Podemos ver la absorción en líneas discretas, producto de transiciones iónicas en el gas sobre el cual se incide la radiación.

Cada valle en la Figura 2.4 representa una línea de absorción. Podemos apreciar que éstas absorciones no están completamente concentradas en una longitud de onda única, sino que presentan un ancho característico. Por otro lado, las absorciones no necesariamente son *completas* (produciendo un flujo relativo nulo), sino que pueden ser *parciales* (como vemos en la Figura 2.5 G), absorbiendo sólo una parte de la intensidad incidente.

En primer lugar, la forma de la línea de absorción está determinada por dos características del gas absorbente: el ensanchamiento Doppler debido a la distribución térmica de velocidades en el gas, y el *ensanchamiento por presión* producto de las colisiones entre partículas. El primero de estos efectos es bien descrito por un perfil gaussiano, mientras que el segundo se puede modelar con un perfil lorentziano. La combinación de estos dos efectos se realiza mediante la convolución de ambos perfiles, obteniendo así el denominado *perfil de Voigt*. Detallamos su cálculo explícito en el apéndice A.

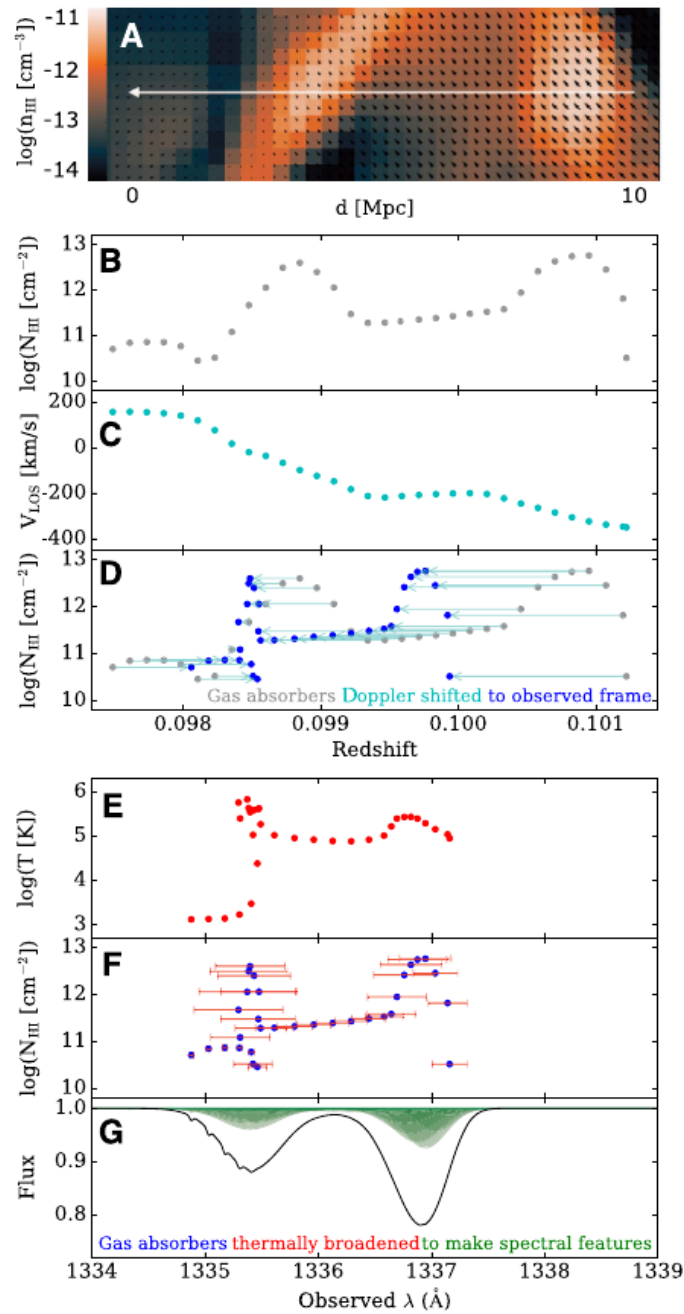


Figura 2.5: Conexión entre estructuras físicas y características espectrales. *A*: corte en la simulación, indicando la densidad de hidrógeno neutro H I y vector velocidad en cada celda, junto en el rayo. *B*: densidad columnar de H I de cada celda a lo largo del rayo. *C*: perfil de velocidad en la línea de la visual, v_{LOS} , a lo largo del rayo. *D*: perfil de densidad columnar, ahora con la posición en el espacio de *redshift* de cada celda corregida por el efecto Doppler utilizando la correspondiente v_{LOS} . *E*: temperatura para cada celda en función de su longitud de onda observada. *F*: densidad columnar de cada celda, en su correspondiente longitud de onda, junto con su ensanchamiento térmico. *G*: perfiles de Voigt calculados para cada celda (en verde), junto con el espectro de absorción final en negro. Extraída de Hummels et al. (2017)

Capítulo 3

Procesamiento y generación de datos

3.1. Objetivos y métodos

El objetivo del presente trabajo es implementar un método para la generación de espectros sintéticos a partir de las simulaciones cosmológicas desarrolladas en Nuza et al., (2014) (de ahora en más, N14) y establecer una comparación con las observaciones en Richter, Nuza, et. al., (2017) (de ahora en más, RN17). En el capítulo anterior hemos visto las herramientas que nos permiten llevar a cabo esta tarea; en este capítulo veremos los pasos particulares ejecutados para cumplir con el objetivo y su implementación.

3.2. Lectura de simulaciones cosmológicas

3.2.1. Salidas de GADGET

La primer tarea a realizar consiste en la lectura de las salidas (*outputs*) de las simulaciones realizadas con GADGET. Cada output consiste en un estado o *snapshot* de las partículas de gas y estrella para cada tiempo de registro. Este estado contiene, para cada una de las partículas: un identificador único (ID), la posición y velocidad, las propiedades termodinámicas tales como energía interna, temperatura y densidad; y su metalicidad.

Para la lectura de los datos, empleamos y adaptamos un módulo ya desarrollado en Python, *iccpy*¹. Este contiene rutinas que reciben los archivos de snapshot e introducen sus datos dentro de un objeto, facilitando el acceso individualizado a cada una de las propiedades de las partículas.

¹Ver <https://github.com/Lowingbn/iccpy> y <https://github.com/martincss/iccpy>

3.2.2. Salidas de SUBFIND

Como habíamos detallado en la sección 2.2.1, el algoritmo SUBFIND permite la identificación de estructuras (*subhalos*) que corresponden a galaxias o sus satélites menores.

Para acceder a los resultados de este algoritmo, utilizamos el mismo módulo `iccpy` que permite la lectura de sus *outputs*. De esa forma, se obtiene una lista con los subhalos, junto con las partículas que los integran y varios otros atributos. Entre ellos podemos destacar la masa total del subhalo, su radio virial, vector velocidad, y posición del mínimo local de potencial. En el caso de las simulaciones del grupo local que utilizamos, los dos principales subhalos corresponden a candidatos para la MW y M31; de modo que podemos obtener sus posiciones con este método.

3.2.3. Deposición a la grilla

El próximo paso es el que posibilita la interacción entre las simulaciones hidrodinámicas de GADGET y la generación de espectros sintéticos utilizando TRIDENT: la deposición a una grilla mediante el código `yt`. Recordemos que éste nos permite transformar la simulación hidrodinámica basada en partículas a una grilla (en forma de *octree*) con todas las magnitudes definidas en cada celda. Nos permite también realizar visualizaciones de la simulación, tales como cortes y proyecciones.

Con estas herramientas, centramos el dominio de la simulación en la posición del centro de MW y realizamos la proyección de densidad que vemos en la Figura 3.1.

En esta proyección es posible distinguir claramente a las regiones más densas en los halos de MW y M31. Se observan también (por ejemplo, abajo a la izquierda) pequeñas galaxias satélite; y un filamento gaseoso que atraviesa todo el dominio e incluye a MW y M31.

A modo de ejemplo, realizamos también una proyección de densidad, pero ahora centrándonos en M31 (ver Figuras 3.2 y 3.3), en donde también puede observarse la estructura de celdas *octree* utilizada.

Comparando ambas figuras, notamos (como era de esperar), que hay una mayor cantidad de celdas del *octree* en las regiones más densas de la simulación.

3.3. Muestreo de líneas de la visual

3.3.1. Posición de observación

Una vez hecha la deposición al *octree*, la estructura de datos de la simulación es compatible con TRIDENT. Para la generación de líneas de la visual, debemos definir primero

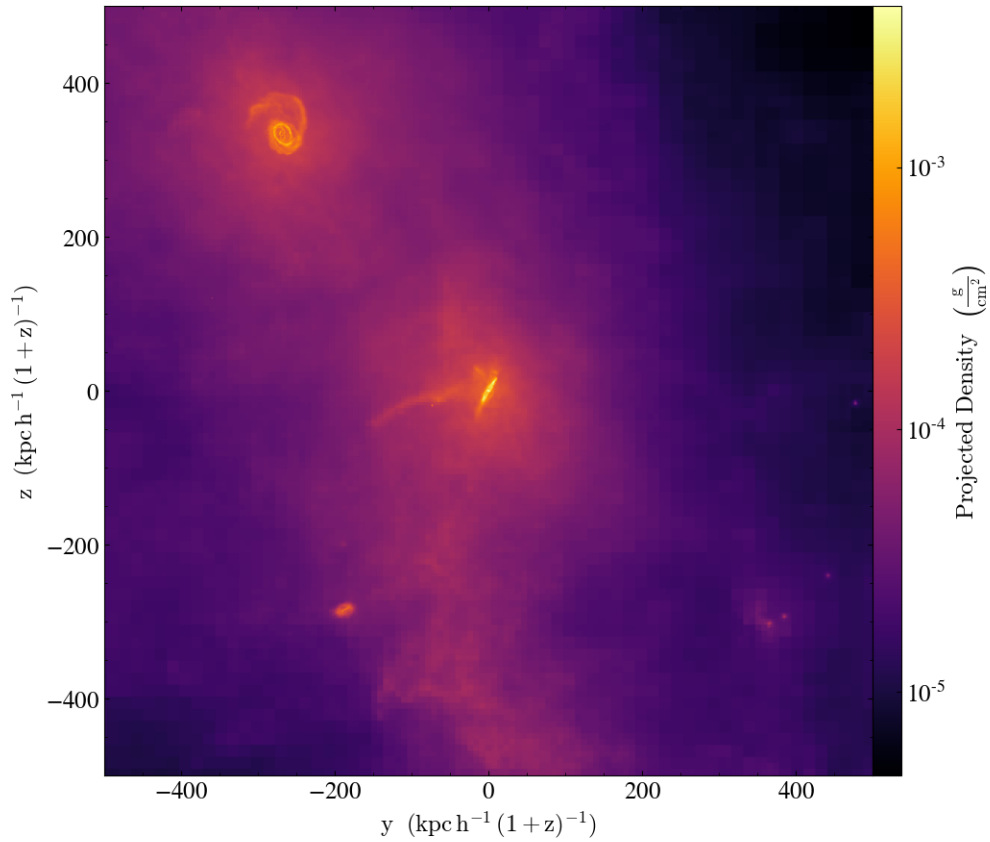


Figura 3.1: Proyección de la densidad de gas en el dominio de la simulación. En el centro se ubica MW, y en dirección *noroeste*, M31. Las unidades de distancia son kpc, en longitud comóvil.

la posición de observación. Si bien tomar directamente el centro de MW es una opción razonable, para una comparación más precisa con las observaciones construiremos un análogo a la posición del sol.

Para esto, debemos primero determinar el plano del disco de MW, para luego ubicar a nuestro “sol” sobre este plano a una distancia de 8 kpc del centro. El plano del disco de MW corresponde al plano cuya normal corresponde a la dirección del momento angular total de la galaxia. Entonces, a partir del *snapshot* de GADGET, calculamos el vector momento angular de MW sumando las contribuciones de cada una de las partículas de gas pertenecientes al subhalo que le corresponde.

Con la dirección de este momento angular como nuevo eje z , podemos construir la posición del “sol” simplemente tomando un vector perpendicular de norma 8 kpc (con ángulo arbitrario); el cual luego sumamos como un desplazamiento a la posición del centro de MW.

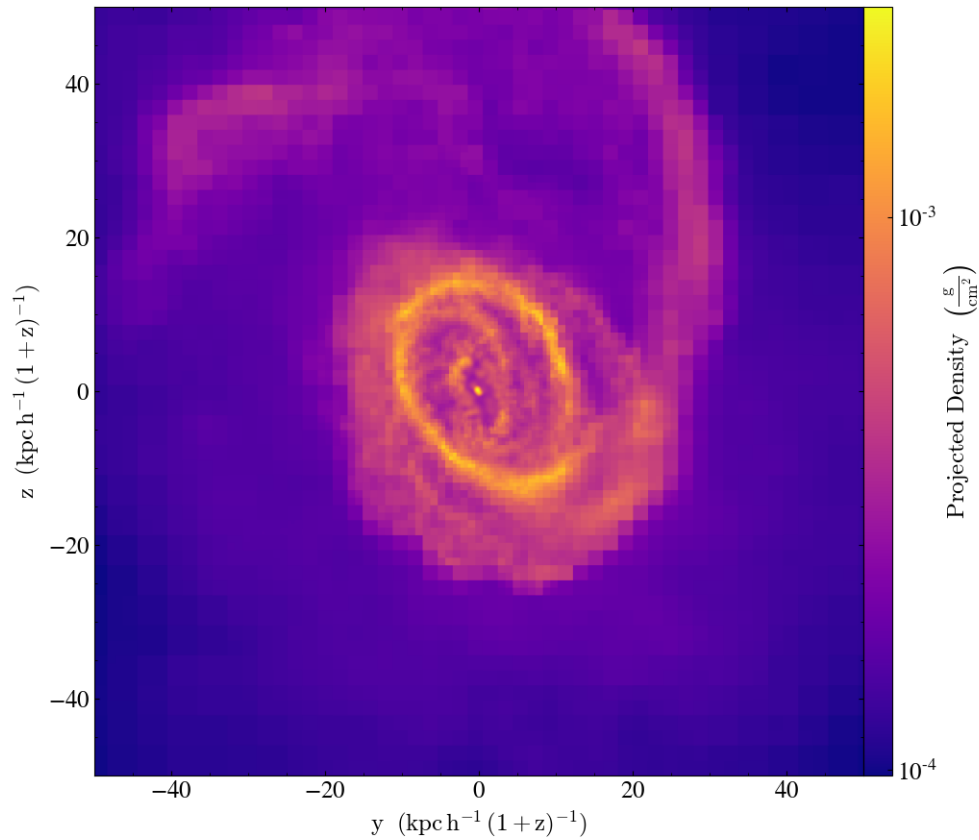


Figura 3.2: Proyección de la densidad de gas en el halo de M31. Las unidades de distancia son kpc, en longitud comóvil.

3.3.2. Posiciones de emisión

Podemos ahora tomar cada línea de la visual dirigida hacia nuestro “sol”, al definir un punto de emisión. Con el fin de explorar exhaustivamente el dominio de la simulación, tomamos una muestra de 500 direcciones distribuidas uniformemente en la esfera; y sobre cada una asignamos una posición de emisión a una distancia de 2800 kpc del “sol”. En la Figura 3.4 podemos ver una representación de las 500 direcciones de observación, y en la Figura 3.5 vemos algunas de esas líneas de la visual superpuestas sobre el dominio de la simulación, visto en la Figura 3.1.

En el muestreo de estas 500 líneas de la visual, debemos tomar algunos recaudos. En principio, debemos recordar que, bajo la convención de TRIDENT, el redshift *decrece* en dirección al punto de observación (ver sección 2.3.3.2). Por lo tanto, para imponer que el *redshift* sea nulo en la posición de observación, es necesario ajustar adecuadamente esta cantidad en cada punto de emisión. Esto implicó resolver numéricamente la Ecua-

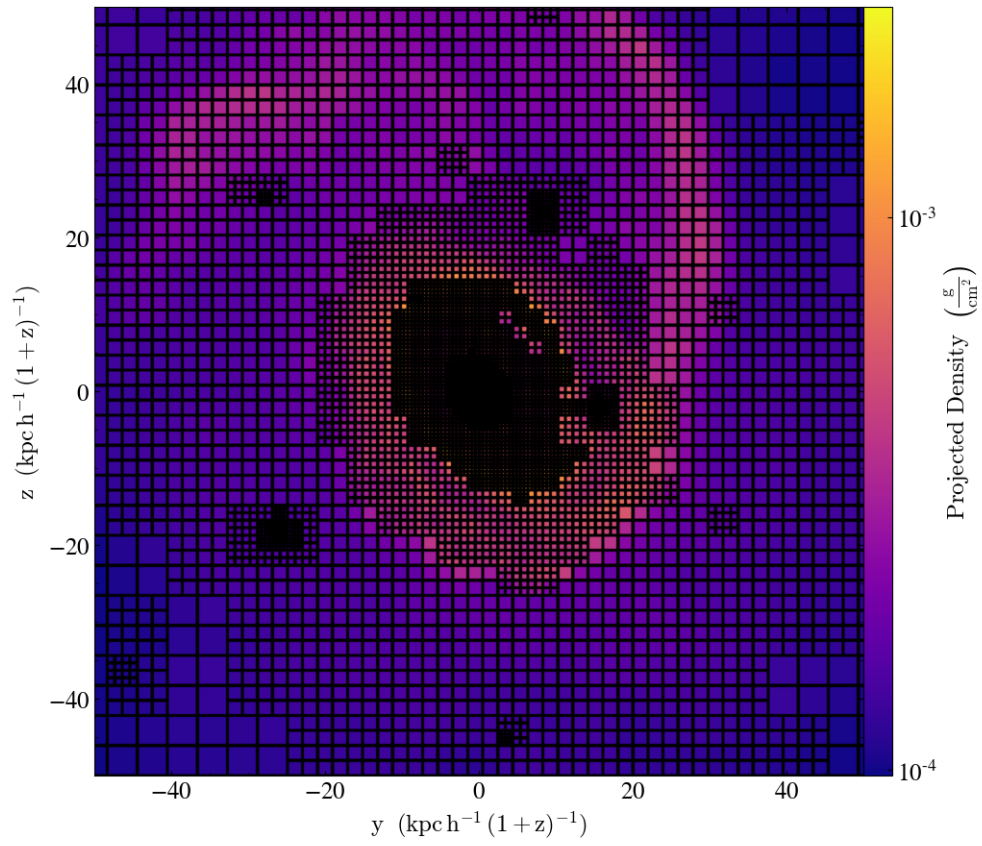


Figura 3.3: *Ibid.* Figura 3.2. Superponemos los bordes de las celdas del *octree* sobre el cual *yt* realizó la deposición.

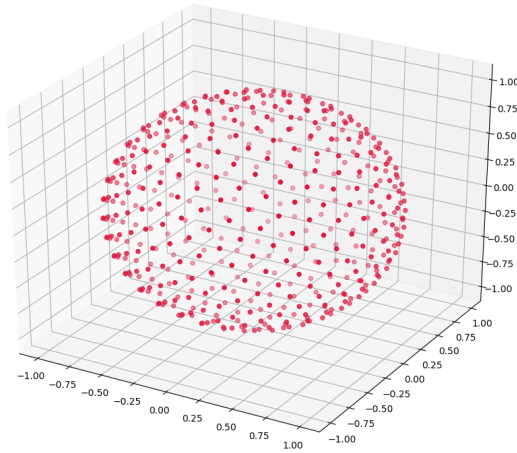


Figura 3.4: Visualización de las direcciones de muestreo de líneas de la visual sobre como puntos sobre una esfera. Se tienen 500 direcciones uniformemente distribuidas.

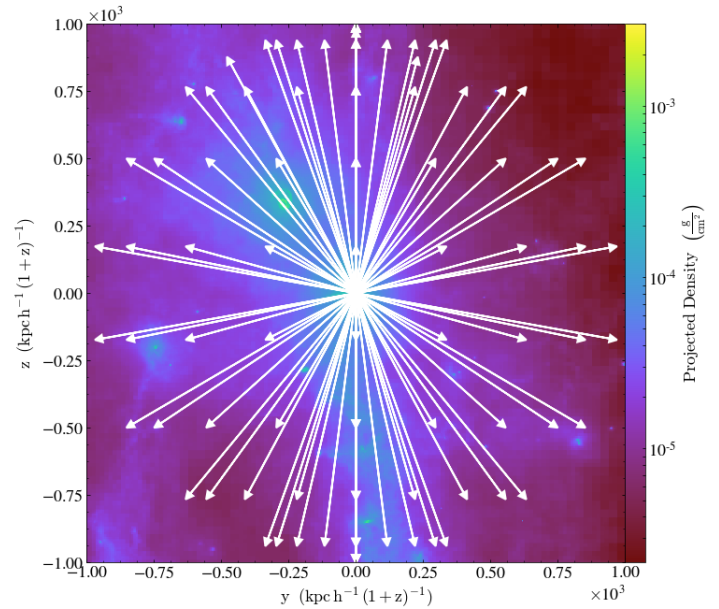


Figura 3.5: *Ibid.* Figura 3.1, con la superposición de algunas de las líneas de la visual con punto de observación en la posición del “sol” (cerca del centro del dominio).

ción 2.5 para determinar el *redshift* correspondiente al punto de emisión para una dada distancia.

El otro aspecto a considerar es particular a la implementación numérica del muestreo. La generación de cada línea de la visual insume un cierto tiempo computacional, que resulta extenso en el desarrollo del trabajo hasta obtener una muestra definitiva. Más aún, la generación de cada línea de la visual es independiente de las otras, de modo que la creación de la muestra no debe ser necesariamente secuencial. Esto hace al problema *vergonzosamente paralelo*². Teniendo esto en cuenta, implementamos el sampleo siguiendo un esquema de paralelización de tareas. Es decir, se puede generar una cantidad de líneas de la visual de manera simultánea según la cantidad de procesadores y memoria disponibles; reduciendo así el tiempo de cómputo.

²N. del A.: éste es el término utilizado en la literatura (*embarrassingly parallel* en inglés).

3.3.3. Archivos de datos

Según hemos visto en la Sección 2.3.3.2, cada línea de la visual se representa mediante un objeto `LightRay` en el código, donde se guardan algunos de sus atributos. Para tener un acceso simultáneo a las magnitudes que calcula un objeto `SpectrumGenerator` (Sección 2.3.3.3) en una dada línea de la visual, tales como densidad columnar y diversos parámetros espectrales, implementamos un protocolo para la creación de archivos de datos de fácil acceso. Nuevamente, la generación de cada archivo es independiente de los demás, por lo cual utilizamos también un esquema de paralelización de tareas.

3.3.4. Muestreo reducido

Si bien la muestra de 500 líneas de la visual en direcciones uniformemente distribuidas nos permite una exploración exhaustiva del dominio de la simulación, las observaciones no presentan esa distribución. En particular, cada línea de la visual observada en RN17 proviene de un cuásar³ que actúa como fuente de radiación donde se detecta el espectro de absorción; los cuales no podemos ubicar a nuestra merced. En la Figura 3.6 se muestra la distribución celeste de las 270 líneas de la visual consideradas en RN17, en coordenadas galácticas. Podemos notar una mayor densidad de líneas en las regiones cercanas a los polos, a partir $\pm 30^\circ$ de latitud; y en la dirección general de M31 ($l = 121^\circ$, $b = -21^\circ$).

Para emular esa distribución de líneas (al menos a primer orden), seleccionamos, a partir de nuestra muestra de 500 líneas de la visual, aquellas que se encuentran comprendidas en sendos conos de 60° de amplitud en torno a las direcciones polares, y en un cono de 30° de amplitud en torno a la dirección de M31. Podemos ver esta selección en la Figura 3.7; en contraste con la Figura 3.4, este muestreo reducido contiene 259 líneas, un número comparable con las observaciones de RN17.

³núcleos galácticos activos ubicados a distancias cosmológicas.

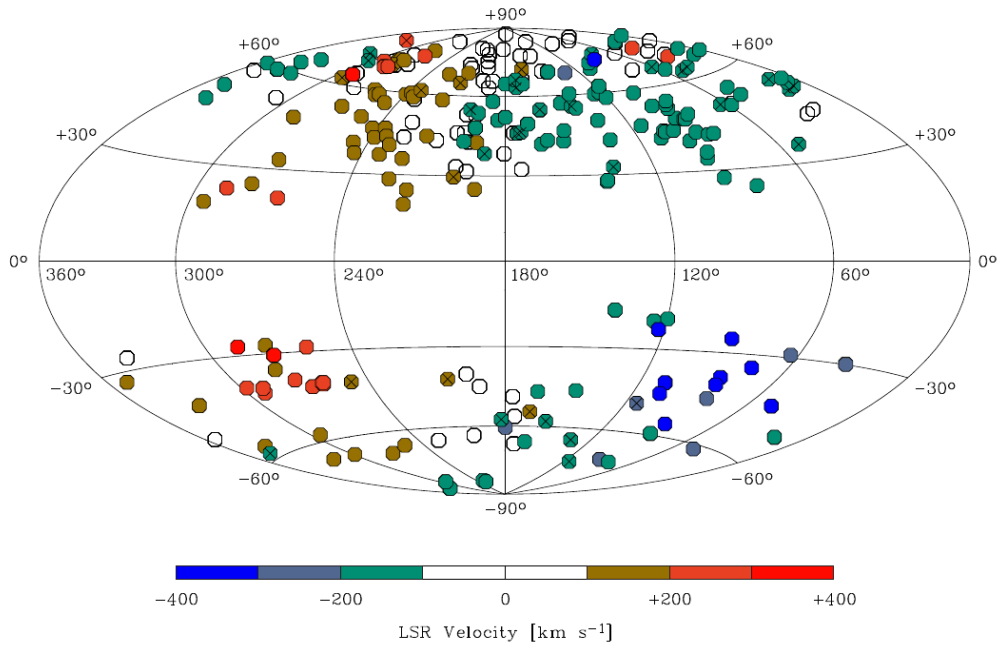


Figura 3.6: Distribución celeste de las líneas de la visual observadas en RN17 en coordenadas galácticas. Las coordenadas de M31 son ($l = 121^\circ$, $b = -21^\circ$). El color indica su velocidad radial sistémica. Extraída de RN17.

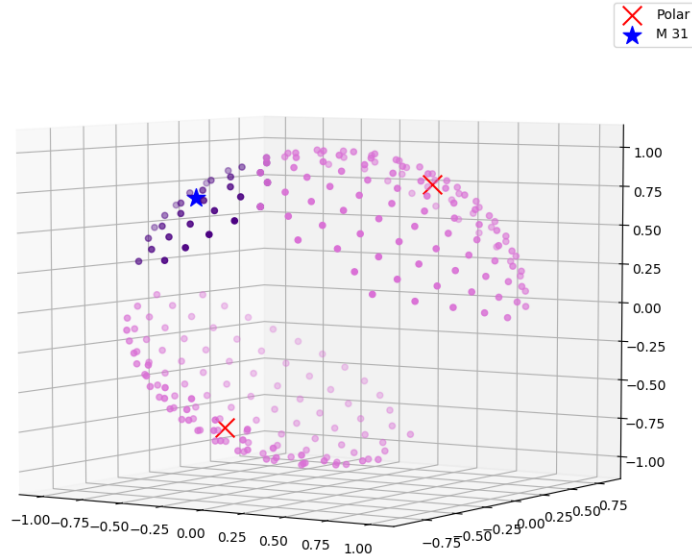


Figura 3.7: Visualización de las direcciones seleccionadas a partir de la muestra de la Figura 3.4. Se indican la dirección de M31 con una estrella azul, y las direcciones polares con cruces rojas. Los círculos de color índigo corresponden a las direcciones dentro de un cono de 30° en torno a M31; y los de color orquídeo a las direcciones dentro de conos de 60° en torno a cada dirección polar.

Capítulo 4

Análisis y resultados

En este capítulo veremos un desarrollo de los principales resultados y su comparación con las observaciones correspondientes. A lo largo del capítulo, nos referiremos a los candidatos para MW y M31 en las simulaciones simplemente como “MW” y “M31”; y a la posición del “sol” artificial desarrollada en la Sección 3.3.1 como posición del sol.

En todo el trabajo, nos concentramos en cuatro líneas de absorción utilizadas en RN17: C II 1335, C IV 1548, Si II 1193, y Si III 1206

4.1. Líneas de absorción en dirección a M31

Un primer aspecto interesante discutido en RN17 es la existencia plausible de una sobredensidad o “puente” de gas entre MW y M31, amparada por observaciones de absorción de O VI con altas velocidades radiales hacia MW, en la dirección general de M31 (Sembach et al., 2003). Una explicación posible puede ser un exceso de gas caliente en esta región, según implican las simulaciones de N14.

Con esta motivación, analizaremos nuestros resultados para sendas líneas de la visual, una que apunte en dirección a M31, y otra en una dirección perpendicular arbitraria, que denominamos *away*. Seleccionamos dos rayos de nuestra muestra con esas características, que podemos ver en la Figura 4.1 sobre una proyección de densidad en el dominio.

Si bien aquí sólo mostramos una proyección, hemos verificado que los rayos elegidos cumplen estas condiciones al observar las otras proyecciones.

4.1.1. Densidad de gas

A modo de una primera comparación, queremos estudiar las diferencias de densidad de gas entre estas direcciones y cómo se reflejan en los espectros de absorción, siendo

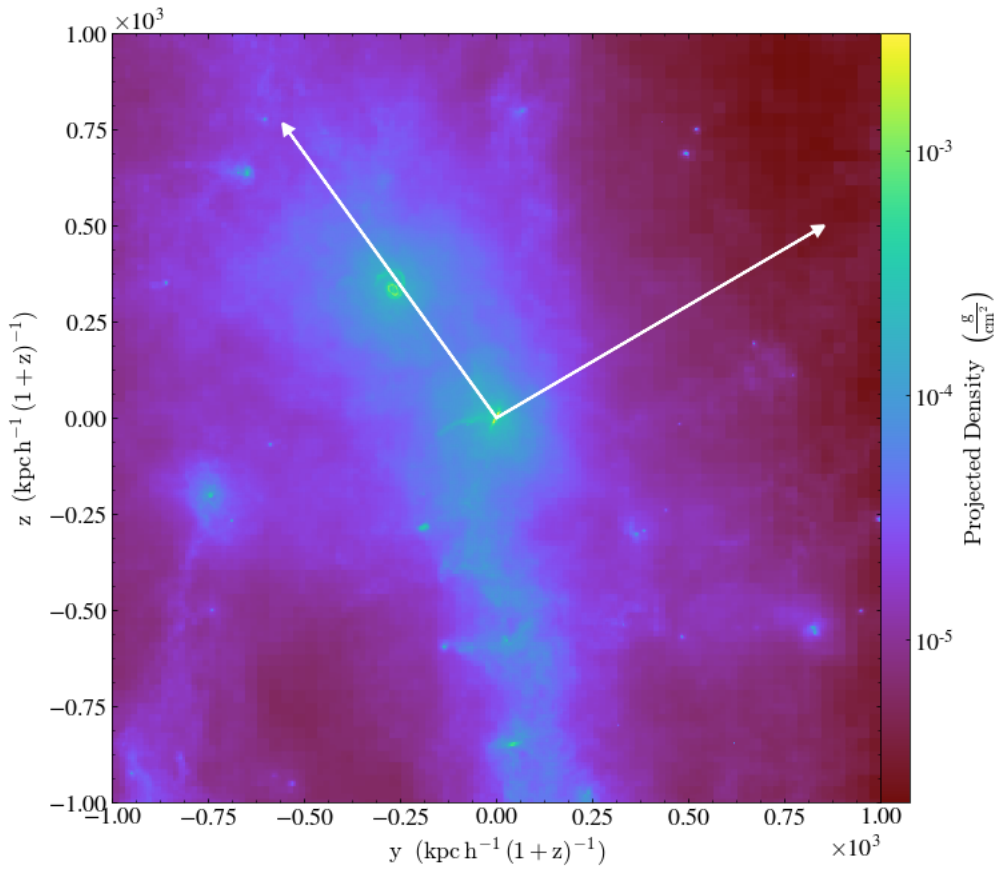


Figura 4.1: Proyección de la densidad de gas en el dominio de la simulación a $z = 0$. En el centro se ubica MW, y en dirección *noroeste*, M31. Las dos flechas indican las líneas de la visual en dirección a M31 y *away*. Las unidades de distancia son kpc, en longitud comóvil.

éstos la única magnitud de acceso observacional directo. Para eso, graficamos la densidad de gas ρ en función de la distancia para ambas direcciones, como se muestra en la Figura 4.2. Recordamos que cada rayo consiste en un conjunto de celdas consecutivas de la simulación, alineadas entre los puntos inicial y final. De este modo, la densidad graficada para una distancia particular en la figura corresponde a la obtenida en una celda del rayo a dicha distancia.

En la Figura 4.2 podemos ver que la densidad de masa muestra una tendencia generalmente decreciente con la distancia en ambas direcciones, salvo en escalas de ~ 500 kpc en la dirección hacia M31. Es a esta distancia en la cual el rayo comienza a atravesar el halo de M31, explicando así el pico de densidad, cuya posición coincide aproximadamente con la distancia MW-M31 en la simulación (652 kpc). Vemos entonces que la densidad del gas en la dirección de M31 es siempre mayor (exceptuando las regio-

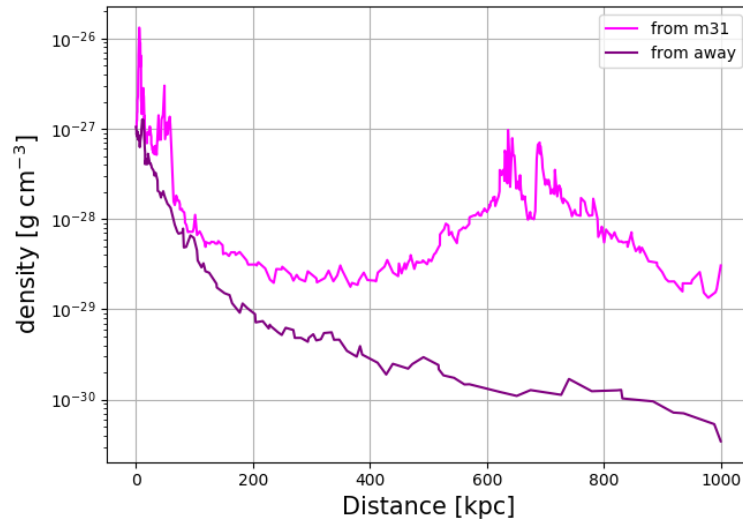


Figura 4.2: Perfiles de densidad de gas en función de la distancia a MW para las dos líneas de la visual, hacia M31 y *away*.

nes centrales de MW, a menos de 50 kpc) comparada con la dirección *away*, de forma significativa, en algunos casos, por un orden de magnitud.

4.1.2. Espectros de absorción

En vistas de la marcada diferencia en la densidad de gas entre ambas direcciones, queremos estudiar de qué forma se reflejan estas características en su contraparte observacional. Para eso, recordamos que el punto de acceso a la densidad de gas en las observaciones se da mediante los espectros de absorción. En particular, las simulaciones nos permiten no sólo acceder al espectro de la forma en la cual es observado directamente (*i.e.* con fuentes de radiación naturales que provean líneas de la visual en posiciones fijas), sino también ubicar el inicio de las líneas de la visual a distancias variables en direcciones dadas. Esta técnica nos permite “sondear” estructuras físicas en una dada dirección de observación permitiendo estudiar así las características de las líneas de absorción como función de la distancia.

Procedemos a tomar dichos espectros de absorción en ambas direcciones a distancias variables. Para esto, dejamos el extremo de ambos rayos fijo en la posición del sol y movemos su origen (en donde se ubica la fuente de radiación) a lo largo de cada dirección, incrementando la distancia al sol hasta un valor de 1000 kpc, como se ve en la Figura 4.1. Obtenemos los espectros de absorción para cuatro de las líneas utilizadas en RN17 comentadas al principio de éste capítulo, y representamos el espectro utilizando

la *velocidad espectral* como variable. Esta transformación se hace según

$$v(\lambda) = c \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = cz_{\text{eff}}$$

donde λ es la longitud de onda observada, λ_0 es la longitud de onda de la línea, c es la velocidad de la luz, y z_{eff} es el *redshift efectivo*, según la ecuación 2.7. De esa forma, obtenemos una velocidad equivalente a la combinación de los efectos de *redshift* cosmológico y Doppler debido a la velocidad intrínseca del gas.

La progresión de espectros de absorción en función de la distancia está disponible como material audiovisual complementario; representamos aquí los espectros para tres distancias importantes, en las Figuras 4.3, 4.4 y 4.5. Éstas corresponden a los orígenes de líneas de la visual ubicados: justo fuera del radio virial de MW; a la distancia de M31, y a la máxima distancia tomada.

La Figura 4.3 corresponde a posiciones de origen de los rayos justo por fuera del radio virial de MW, de modo que la absorción sólo es producida por el gas dentro del halo de MW. Ya a esta distancia, podemos apreciar que la dirección hacia M31 presenta una mayor absorción en cada línea, debida a la mayor densidad de gas. Estas asimetrías dentro del halo gaseoso son consistentes con lo estudiado en N14, que utiliza esta misma simulación. Podemos notar aquí una característica común en estos espectros: la absorción en forma de campana es aproximadamente simétrica. Esta forma particular de absorción para una dada línea se debe a que, respecto de la velocidad del centro de la campana, el gas adopta velocidades tanto mayores como menores por igual. Esto implica que la nube de gas atravesada por la línea de la visual se mueve globalmente con la velocidad del centro de la campana, y su ancho está dado por una dispersión en las velocidades y ensanchamiento térmico (ver Figura 2.5 F).

En la Figura 4.4, vemos que los espectros de absorción en la dirección *away* no presentan cambios, mientras que en la dirección hacia M31 se observan nuevas *features* importantes en todas las líneas. Dado que a esta distancia se ubica ya M31, podemos entender estas diferencias como producto de la absorción del gas en el halo de M31. Notemos también que la velocidad espectral a la cual se presentan estas absorciones es negativa; esto quiere decir que el efecto combinado del *redshift* cosmológico y Doppler por velocidad intrínseca resulta en un *corrimiento al azul* (menor longitud de onda que en reposo). Puesto que el *redshift* cosmológico siempre produce un corrimiento al rojo, podemos concluir que el efecto dominante aquí es el Doppler debido a la propia velocidad del gas, que se acerca al punto de observación. Esto es esperable ya que las galaxias MW y M31 se están acercando. Tendremos en cuenta este hecho en un posterior análisis.

Por último, en la Figura 4.5 disponemos los espectros de absorción para la última dis-

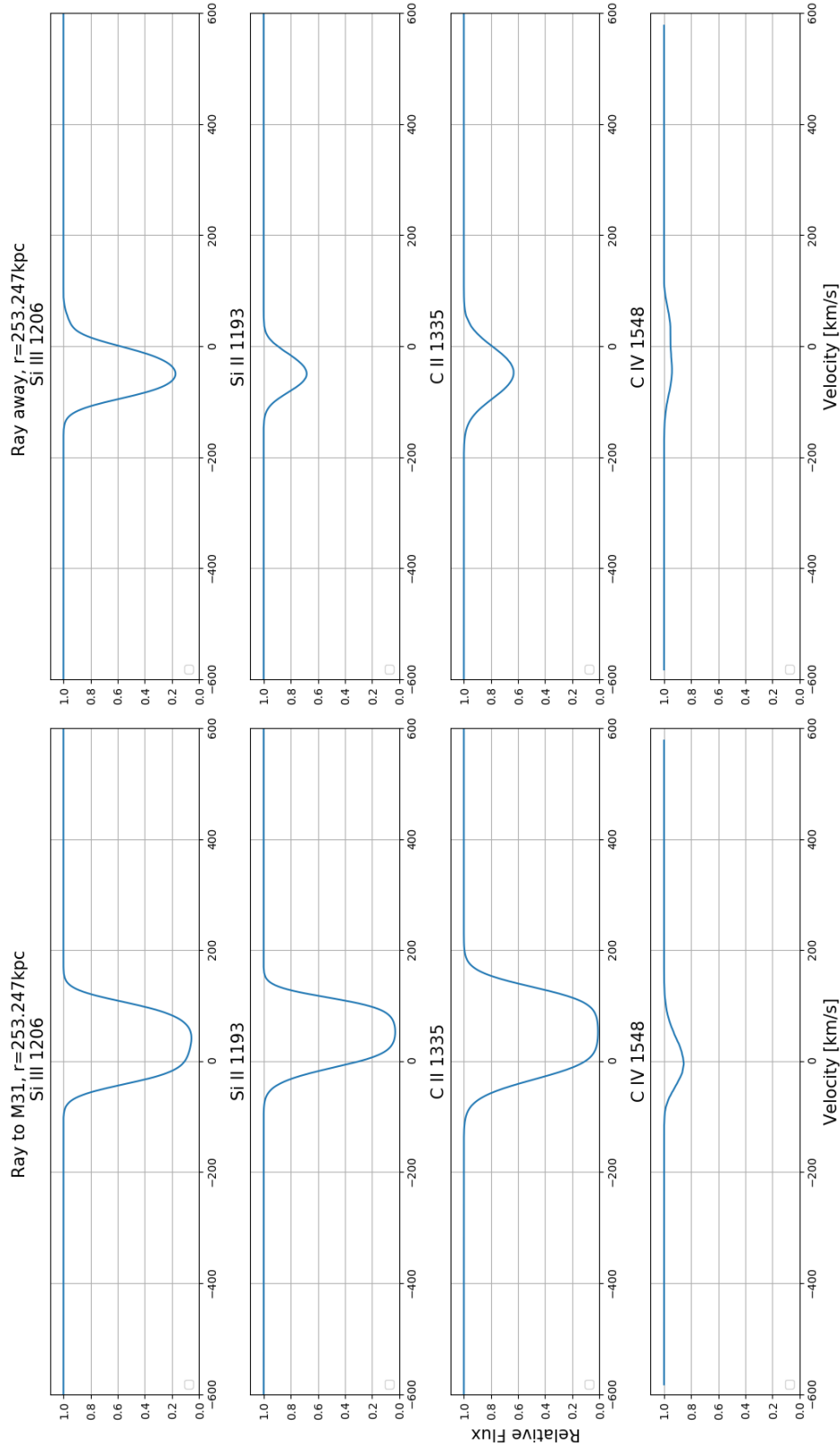


Figura 4.3: Espectros sintéticos de absorción para las líneas de la visual consideradas, que comienzan a una distancia de 253 kpc del sol. Cada fila corresponde al espectro de un ión particular en ambas direcciones; la columna izquierda corresponde a la dirección hacia M31 y la derecha a la dirección *away*.

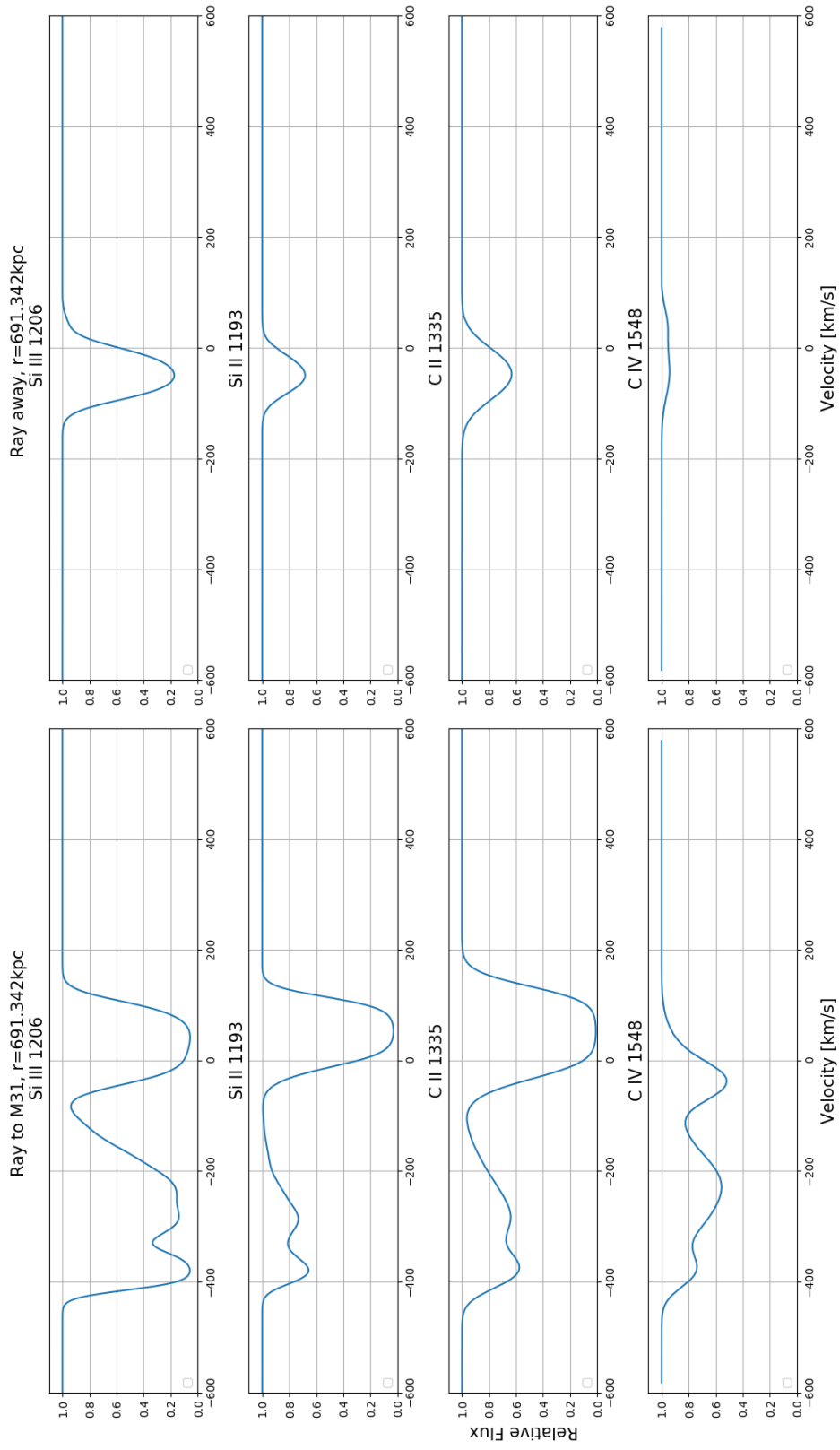


Figura 4.4: *Ibid.* Figura 4.3, a una distancia de 691 kpc del sol.

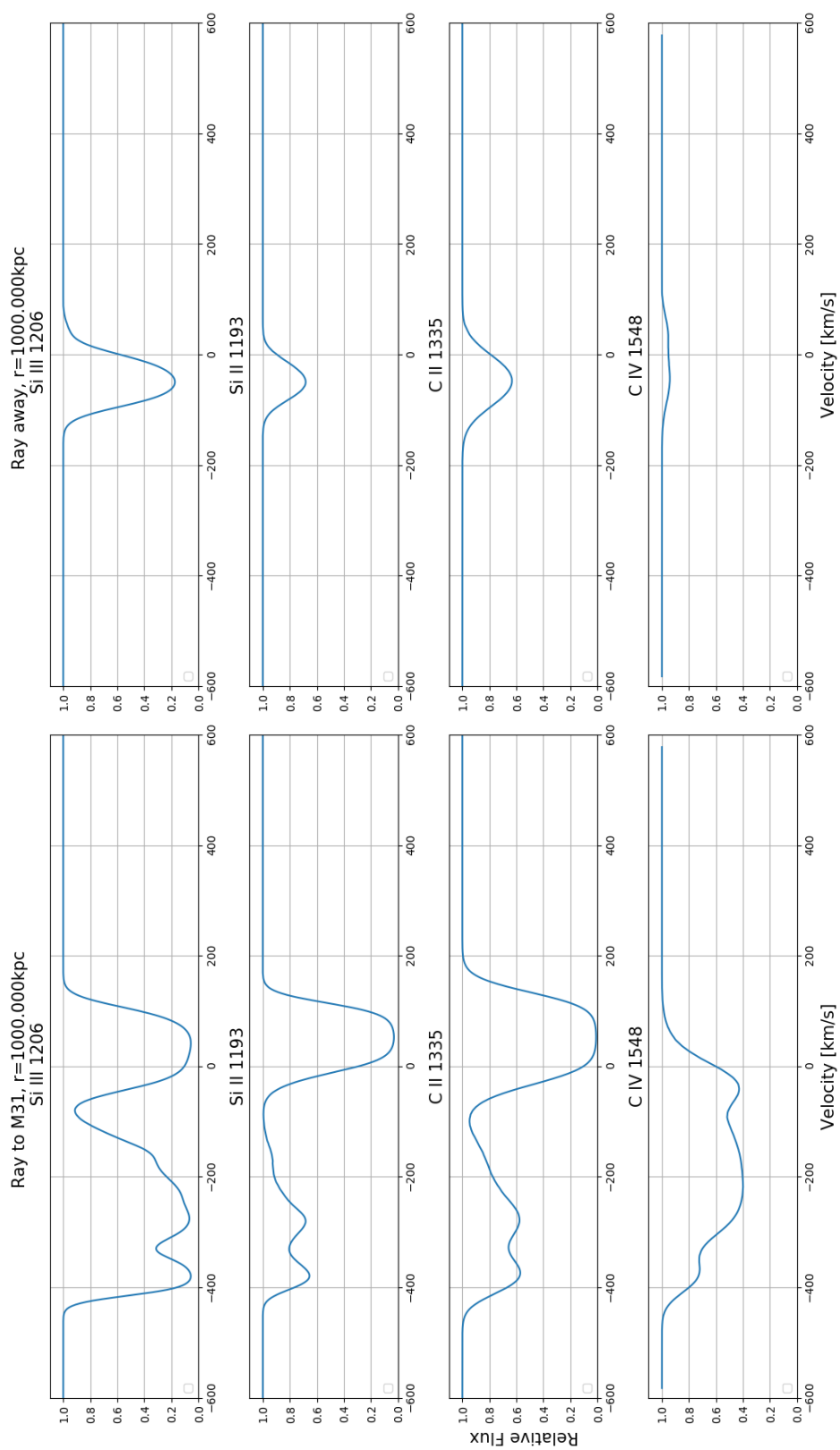


Figura 4.5: *Ibid.* Figura 4.3, a una distancia de 1000 kpc del sol.

tancia tomada, 1000 kpc, que supera ya el radio virial de M31. Nuevamente vemos aquí que para la dirección *away* no han habido cambios respecto a la anterior distancia. Para la dirección hacia M31 no se presentan mayores diferencias, salvo una ligera absorción mayor en la línea CIV 1548, lo cual nos puede indicar que este elemento se encuentra en el IGM, además de en los halos galácticos. Como en ninguna línea se observa una saturación total de la absorción (*i.e.* que el flujo alcance un valor nulo), queda abierta la posibilidad de una absorción mayor en la dirección hacia M31, que no observamos. Esto nos permite concluir que la principal componente de absorción es la producida por el gas en los halos galácticos de MW y M31, en concordancia con los resultados presentados en RN17.

El conjunto de estos resultados dan cuenta de la forma en la cual se manifiestan las variaciones en la densidad de gas en función de la dirección en las observaciones. Ya desde los datos directos de la simulación (*i.e.* densidades de gas en cada celda) como desde los espectros sintéticos vemos diferencias apreciables entre ambas direcciones, que dan cuenta de la existencia del puente de gas en la dirección MW-M31.

4.1.3. Comparación con otras direcciones

En el análisis anterior, comparamos únicamente las dos líneas de la visual vistas en la Figura 4.1, correspondientes a la dirección que une MW y M31, y otra dirección ortogonal. Esta primera comparación tomando una única línea ortogonal nos permitió entender en detalle el efecto de la diferencia de densidad en los espectros de absorción simulados. No obstante, nos gustaría verificar si esta tendencia se mantiene al seleccionar cualquier otra dirección ortogonal, o es producto de una fluctuación estadística.

Para eso, comparamos la misma línea de la visual que une MW y M31 con un conjunto de líneas en direcciones ortogonales. De nuestra muestra de 500 líneas de la visual, seleccionamos un total de 90 rayos *away* que formen un ángulo de $90^\circ \pm 10^\circ$ con la dirección MW-M31, como podemos observar en la Figura 4.6.

4.1.3.1. Densidad de gas

Repetimos la comparación mostrada en la Figura 4.2, ahora considerando todas las direcciones ortogonales mencionadas. Para esto, obtenemos la densidad en cada una de las direcciones *away*, y calculamos su promedio y varianza para cada distancia. En la Figura 4.7 graficamos nuevamente la densidad de gas ρ en función de la distancia en la dirección hacia M31; incluyendo también el promedio de la densidades en las direcciones ortogonales, sombreando la región flanqueada por su primer desviación estándar hacia valores superiores.

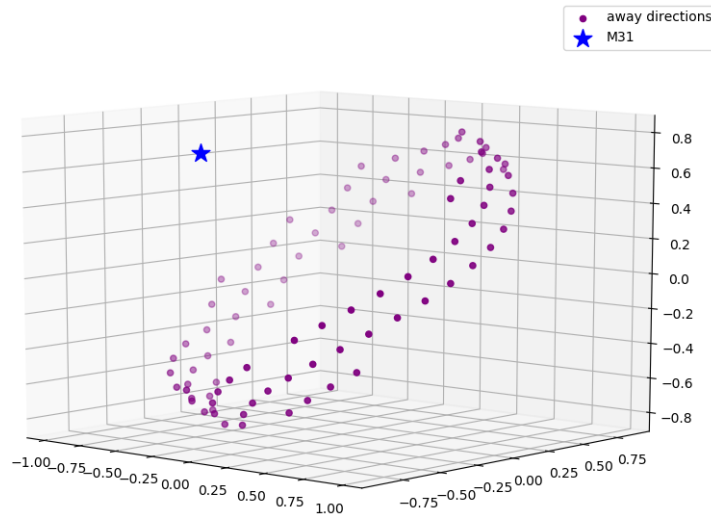


Figura 4.6: Dirección hacia M31 (estrella azul) y conjunto de direcciones *away* (puntos púrpura) representadas como puntos sobre la esfera.

Podemos apreciar que las curvas hacia M31 y promedio de *away* (salvo en la región central a escalas pequeñas) toman valores similares hasta que comienzan a diverger en una distancia aproximadamente igual al radio virial de MW, $R_{\text{MW}} = 222,2 \text{ kpc}$. A partir de este valor (que corresponde al exterior del halo de MW) notamos que la densidad en la dirección hacia M31 se mantiene mayor al intervalo de confianza de las direcciones *away*. Esta diferencia es consistente con la hipótesis de la existencia de un puente de gas en la región entre MW y M31. A partir de una distancia $\sim 500 \text{ kpc}$, la diferencia se hace muy pronunciada debido a la presencia del halo de M31, como hemos visto en la Figura 4.2.

4.1.3.2. Velocidades en la línea de la visual

Como última comparación entre estas direcciones, observamos la velocidad del gas proyectada sobre cada línea de la visual (la v_{LOS} , según la ecuación 2.6). Obtener esta magnitud directamente de la simulación nos permitirá comparar con la calculada mediante los espectros de absorción, y asegurar la efectividad de esta técnica para su determinación observacional.

Repetimos la metodología de la sección anterior: comparamos la v_{LOS} en la dirección hacia M31 con su promedio sobre todas las direcciones ortogonales seleccionadas. Graficamos estas magnitudes en función de la distancia en la Figura 4.8, nuevamente sombreando la región con una desviación estándar en torno al promedio sobre las di-

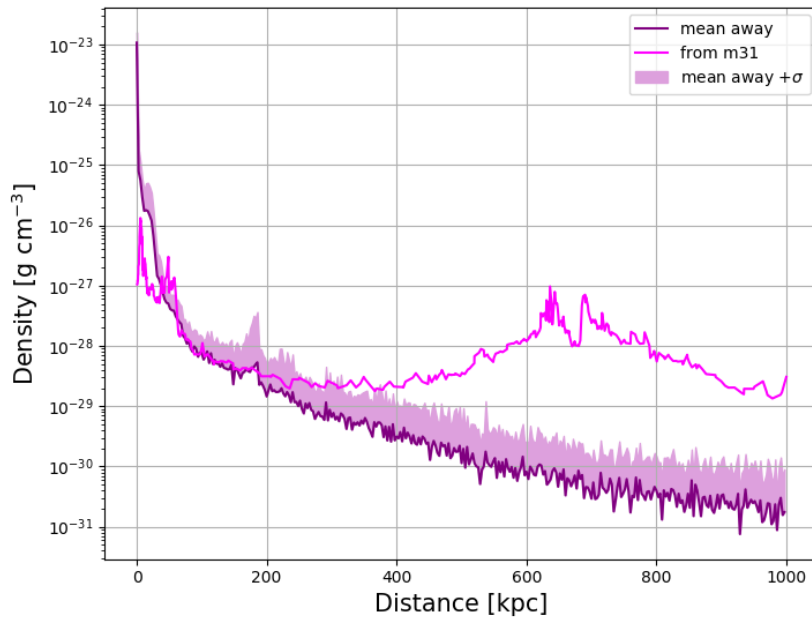


Figura 4.7: Perfiles de densidad de gas en función de la distancia a MW, según la dirección. En magenta representamos la dirección hacia M31 (vista en la Figura 4.2), y en púrpura el promedio del perfil de densidades en las direcciones *away*. El sombreado indica el intervalo de confianza superior sobre este promedio, a una desviación estándar.

recciones *away*. También se muestra, con una línea horizontal quebrada la v_{LOS} correspondiente a la estructura M31, obtenida desde la salida de SUBFIND.

En principio, podemos notar que en dirección hacia M31, la velocidad es siempre negativa salvo en una pequeña región a distancias muy bajas (< 100 kpc), correspondiente al interior del halo de MW. En esta región es donde se produce la absorción con el espectro corrido al rojo, según vemos en la Figura 4.3; correspondiente a la zona de mayor densidad de gas en esta dirección, como se ve en la Figura 4.2. El resto del rayo, posee velocidades negativas, indicando que todo el gas muestreado en esta dirección (MW-M31) se acerca hacia MW. Entre 600 y 800 kpc, podemos notar una región de un pico de velocidad hacia MW, que corresponde a la sobredensidad producida por el halo de M31, como se ve en la Figura 4.2. Las altas velocidades se reflejan en la absorción corrida al azul que se observa en el espectro de la Figura 4.4. Podemos notar también que estas velocidades son siempre mayores a la del centro de M31.

Por otro lado, para las direcciones *away*, vemos que el promedio de velocidad es en general negativo y cercano a cero, de menor valor absoluto que en la dirección hacia M31. No obstante, notamos que la dispersión de velocidades es notable, adoptando va-

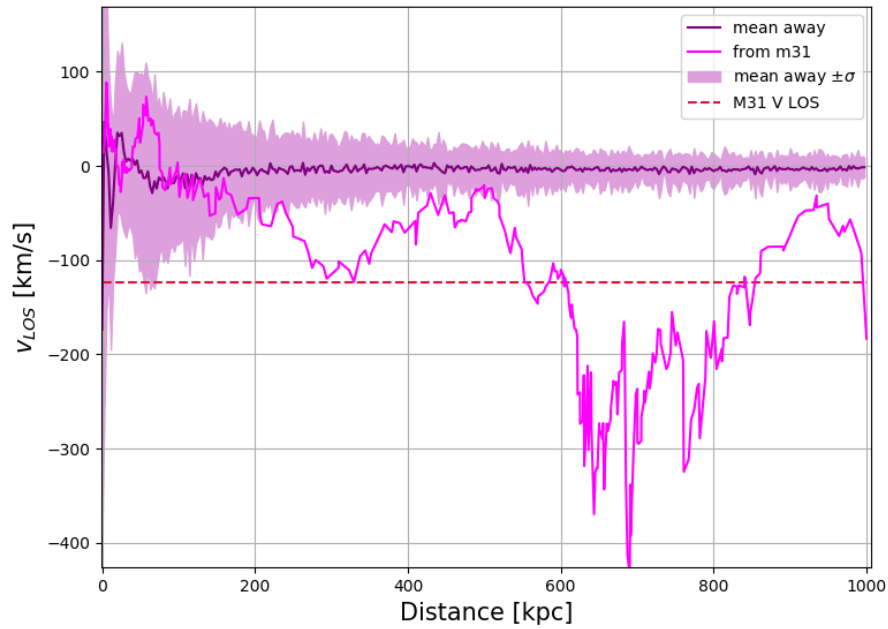


Figura 4.8: Perfiles de v_{LOS} en función de la distancia a MW, según la dirección. En magenta representamos la dirección hacia M31 y en púrpura el promedio del perfil de velocidades en las direcciones *away*. El sombreado indica el intervalo de confianza sobre este promedio, a una desviación estándar. En línea punteada, incluimos el valor de velocidad del subhalo M31 en la línea de la visual.

lores muy altos a distancias cortas debido a las fuertes asimetrías del flujo de gas dentro del halo de MW.

Considerando las diferencias entre las direcciones hacia M31 y ortogonal, podemos concluir que la primer dirección presenta velocidades que apuntan consistentemente hacia MW a lo largo de toda la línea; en cambio, en las direcciones ortogonales estas velocidades pueden ser tanto positivas como negativas. Vemos también, que en la dirección hacia M31, tienen lugar valores de velocidad muy altos en la posición correspondiente al halo de esta galaxia, que no se observan en las direcciones ortogonales. Podemos atribuir este hecho a la acreción combinada del gas hacia M31 y de M31 hacia MW.

4.2. Fracciones de cobertura en MW y M31

Estudiaremos ahora otra magnitud que nos permite establecer un nexo entre simulaciones y observaciones: la denominada *fracción de cobertura* (*covering fraction*). Observacionalmente, esta magnitud se define como la fracción de líneas de la visual cuya densidad columnar en un elemento particular supere un valor dado (correspondiente a la sensibilidad del instrumento); dando así una noción de qué fracción del cielo está cubierta por gas de una dada especie química. Esta magnitud brinda una primera aproximación a la distribución del gas en el halo e IGM, teniendo en cuenta la perspectiva de quien observe.

En principio, no es posible conocer directamente la distancia a la cual se ubica una nube de gas únicamente mediante observaciones de las líneas de absorción; lo cual motiva la definición anterior como una medida que no tenga en cuenta dicha distancia. En cambio, desde las simulaciones contamos con la información completa sobre esta distribución, y podemos entonces extender esta definición para incluir la dependencia con la distancia, como veremos más abajo.

Recordemos que cada rayo que representa una línea de la visual consiste en una secuencia de celdas de la simulación ordenadas por distancia, cada una conteniendo un valor para la densidad columnar N de los iones registrados. Para un dado valor umbral de densidad columnar N_{thresh} y una resolución entre distancias Δr , definimos la fracción de cobertura f_c a una distancia r como la cantidad de celdas con $N > N_{\text{thresh}}$ dentro del cascarón esférico de radios r y $r + \Delta r$, sobre el total de celdas en el cascarón.

$$f_c(r) = \frac{\sum_{r_i \in [r, r+\Delta r]} \Theta(N_i - N_{\text{thresh}})}{\sum_{r_i \in [r, r+\Delta r]} 1}$$

donde Θ es la función de Heaviside y r_i es la posición de cada celda considerada.

Con esta definición en cuenta, queremos comparar las tendencias de cobertura en función de la distancia desde los puntos de vista de MW y M31, para el gas en el halo de cada una. Utilizando el conjunto de 500 líneas de la visual muestradas uniformemente desde la posición del sol, y otro desde el centro de M31, calculamos la cobertura en cada caso, para las líneas de absorción antes mencionadas y dos valores de N_{thresh} . Presentamos los resultados en la Figura 4.9.

Podemos notar varias tendencias en los resultados, empezando por el umbral menor, correspondiente a $N_{\text{thresh}} = 10^{10} \text{ cm}^{-2}$. En primer lugar, en ambas galaxias las fracciones decrecen desde la unidad hasta un valor cercano a cero en una distancia aproximada al radio virial de cada una. Esto sucede en todas las líneas de absorción salvo C IV 1548, en

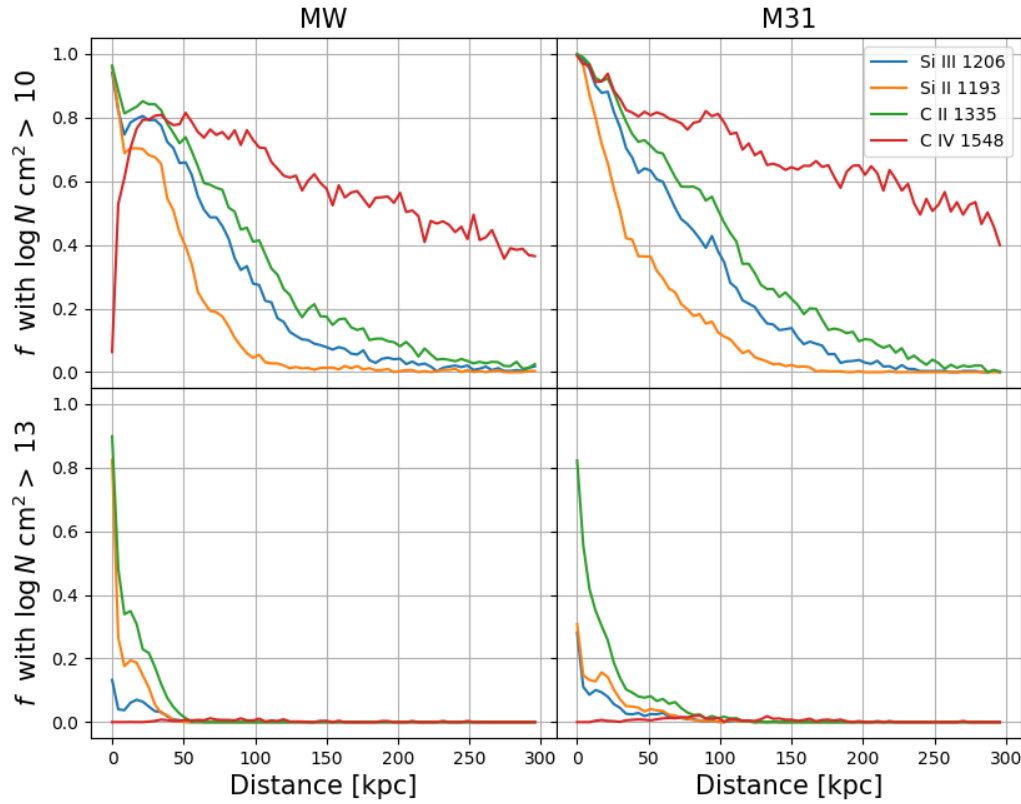


Figura 4.9: Fracciones de cobertura en función de la distancia, vistas desde MW (columna izquierda) y M31 (columna derecha). En la primera fila el valor umbral de densidad columnar es $N_{\text{thresh}} = 10^{10} \text{ cm}^{-2}$, y en la segunda fila es $N_{\text{thresh}} = 10^{13} \text{ cm}^{-2}$. Las distancias representadas superan sendos radios viriales: $R_{\text{MW}} = 222,2 \text{ kpc}$ y $R_{\text{M31}} = 244,9 \text{ kpc}$. Utilizamos $\Delta r = 4,3 \text{ kpc}$.

la cual se observa un decrecimiento mucho más lento. Para las otras líneas, en ambas galaxias notamos que el decrecimiento se hace menos pronunciado conforme aumenta la distancia. El único caso en el cual esta tendencia no tiene lugar corresponde a la línea CIV 1548 desde MW: su fracción comienza en un valor $\sim 0,1$, *crece* hasta cerca de 0,8, para luego decrecer con la distancia. Salvo por esa excepción, notamos también que el ordenamiento de elementos de menor a mayor cobertura es el mismo para ambas galaxias, siendo las especies del carbono más abundantes que las del silicio.

Por otro lado, para el umbral mayor $N_{\text{thresh}} = 10^{13} \text{ cm}^{-2}$, notamos que el decrecimiento es mucho más pronunciado que en el caso anterior, de manera tal que las fracciones se anulan en $r \sim 50 \text{ kpc}$ para MW, y $r \sim 100 \text{ kpc}$ para M31. Notamos también que, en ambas galaxias, la cobertura de la línea CIV 1548 es casi nula en todas las distancias; lo

cual representa un fuerte contraste con el umbral menor. En cuanto al ordenamiento de los elementos según la cobertura, vemos que nuevamente es el mismo en ambas galaxias. No obstante, el ordenamiento ha cambiado en comparación con el umbral menor, puesto que la línea de menor cobertura (exceptuando a C IV 1548) es ahora Si III 1206, en lugar de Si II 1193, siendo estas dos líneas las de menor cobertura.

El comportamiento anterior puede interpretarse teniendo en cuenta las consideraciones descriptas en la sección 1.2.1, según los resultados de N14. Es claro que en el umbral más bajo se está explorando la región del halo extendido de cada galaxia, y en el más alto la región más interna del mismo. Dado que asumimos abundancias solares para la distribución de los elementos en toda la simulación, es esperable que la componente de carbono domine por sobre la de silicio. No obstante, la distribución de iones de un dado elemento depende de las condiciones termodinámicas locales (que determinan la fracción de ionización en la Ecuación 2.4) del material gaseoso. Se puede entender entonces, que en las escalas más grandes del halo (correspondientes al umbral más bajo de densidad columnar) dominen los iones más altos (CIV, SiIII), ya que el gas en estas regiones es más caliente. De igual forma, en las regiones internas del halo (vistas en el corte alto) dominan los iones más bajos, dado que el gas frío y denso se concentra en dichas zonas.

4.3. Fracciones de cobertura para HVCs en MW

Realizaremos ahora una comparación con un conjunto particular de observaciones en RN17. Estudiaremos la fracción de cobertura según la definición observacional; *i.e.* sin tener en cuenta la dependencia con la distancia. Para esto, en cada línea de la visual comparamos la suma de la densidad columnar en todas sus celdas con un valor umbral; y calculamos la fracción de líneas que cumplan este criterio. Nos interesa, en particular, esta fracción considerando únicamente el gas en forma de *nubes de alta velocidad* (HVCs, *high velocity clouds*). Esto es, el gas cuya *velocidad espectral* cumpla algún criterio para ser considerada “alta” (en RN17, se adopta que su módulo sea mayor a 100 km/s).

Calculamos la fracción de cobertura en función del umbral de densidad columnar, variando también el valor absoluto de la velocidad a partir del cual una celda de gas es considerada como HVC (que define si su N contribuirá al total de la línea que se compara con N_{thresh}). Utilizamos aquí la muestra de líneas de la visual tomadas emulando la distribución de RN17 (ver Sección 3.3.4 y Figura 3.7). Disponemos estos resultados en la Figura 4.10, junto con las observaciones correspondientes a RN17.

Podemos observar que en todos los casos la cobertura es monótonamente decrecien-

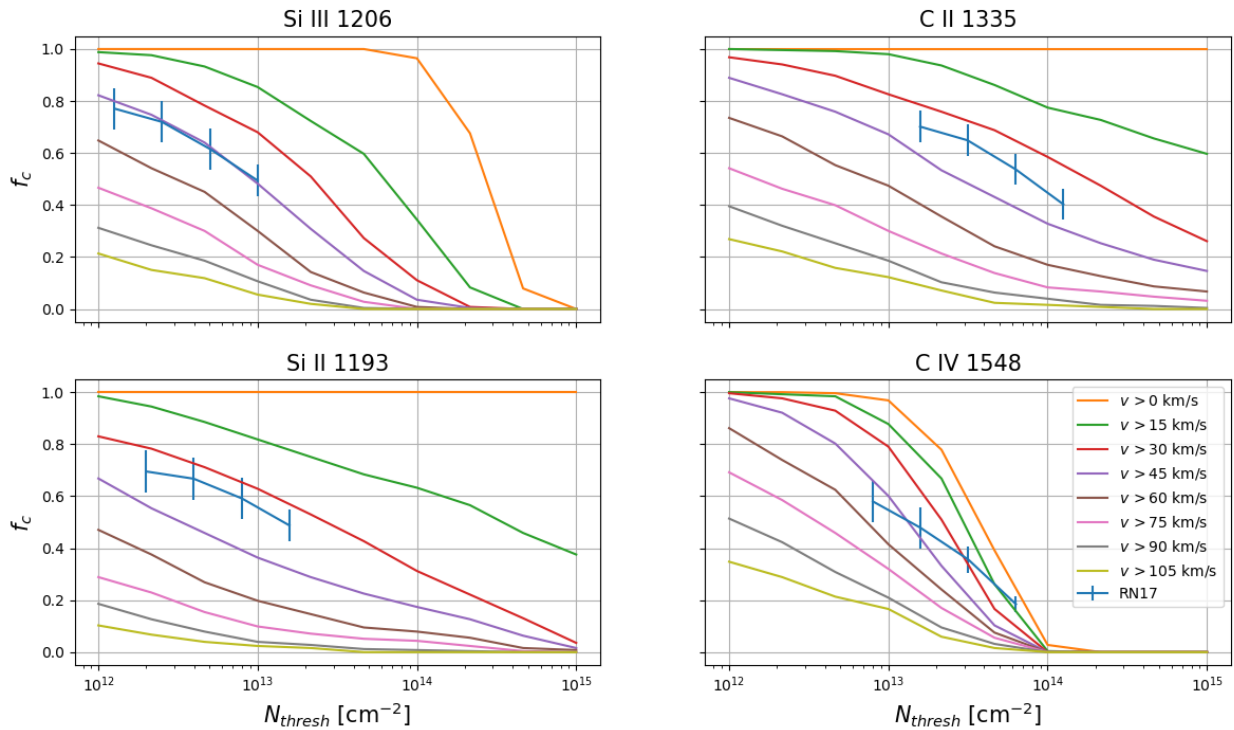


Figura 4.10: Fracción de cobertura según N_{thresh} , a distintos cortes de velocidad del gas, para las especies iónicas consideradas. Incluimos también los resultados de las observaciones a RN17.

te con los umbrales de densidad y velocidad en el rango considerado. Exceptuando a la línea CIV 1548, observamos un comportamiento cualitativamente similar a las tendencias observadas. No obstante, podemos ver que este acuerdo aproximado se produce al seleccionar un velocidad mínima para los HVCs en el rango 30 – 45 km/s, en contraste con el valor de 100 km/s impuesto en las observaciones.

Teniendo en cuenta que el valor de corte para la velocidad que resulta en un mejor acuerdo con las observaciones es un poco menos que la mitad del corte observacional, consideramos que una posible causa para esta discrepancia puede estar relacionada con la resolución de las simulaciones. Una resolución insuficiente en términos de densidad espacial de partículas implicaría un suavizado del campo de velocidades que disminuye el valor de sus máximos (los cuales corresponden a HVCs).

4.4. Distribución de gas en subhalos

Por último consideramos la distribución de gas perteneciente a cada subhalo en la simulación con el fin de comparar con las observaciones de RN17. Recordemos que definimos como subhalo a cada estructura identificada por el algoritmo SUBFIND (sección 2.2.1), que puede representar tanto una galaxia (e.g. M31) como un satélite menor.

En particular, nos interesa estudiar la densidad de gas en función de la distancia al centro de cada subhalo, teniendo en cuenta la perspectiva particular desde el punto de observación (MW). Este último influye en la determinación de la distancia entre el centro de un subhalo y la línea de la visual que atraviesa el halo de gas. Damos cuenta de este hecho al notar que, desde el punto de vista del sol, sólo se puede calcular la distancia perpendicular entre el centro y una línea de la visual que pase por la fuente. Esto implica que fuentes ubicadas a distintas profundidades de una línea de la visual sean observadas con la misma distancia perpendicular al centro del subhalo, la cual denominaremos *parámetro de impacto* b .

4.4.1. Densidad columnar en función del parámetro de impacto

Para estimar la densidad columnar correspondiente al material gaseoso de un subhalo particular empleamos el siguiente procedimiento. Dada una línea de la visual dirigida a un punto cercano al centro de un subhalo, consideraremos únicamente el gas perteneciente a celdas de la simulación contenidas dentro de una esfera con ese mismo centro y de radio $2R_{\text{vir}}$, siendo R_{vir} el radio virial correspondiente a esa estructura, en concordancia con las observaciones de RN17 (ver más abajo). Entonces para cada subhalo, es posible obtener los parámetros de impacto de cada línea de la visual y su densidad columnar correspondiente, sobre la cual podemos imponer como condición adicional la presencia de absorción (tomando celdas que cumplan $\tau > 0$, ver ecuación 2.8).

Tomamos los datos de la siguiente manera: para cada subhalo considerado, muestreemos 150 líneas de la visual dirigidas hacia puntos distribuidos al azar en un entorno del subhalo, a distancias menores a $2R_{\text{vir}}$. La Figura 4.11 muestra la densidad columnar de las especies consideradas como función del parámetro de impacto b , para la M31 y los 11 subhalos más masivos dentro del LG simulado. Adicionalmente, en cada panel, se indica la región de la simulación a la que pertenece cada subhalo, según la posición de su centro esté contenida en los halos de MW o M31, o no (caso al cual catalogamos como IGM).

Se muestra también, en cada recuadro, la banda de valores de densidad para la cual las observaciones en RN17 son consideradas *completas*. En el trabajo, se define la *completitud* según la fracción de líneas de la visual en las cuales las absorciones existentes

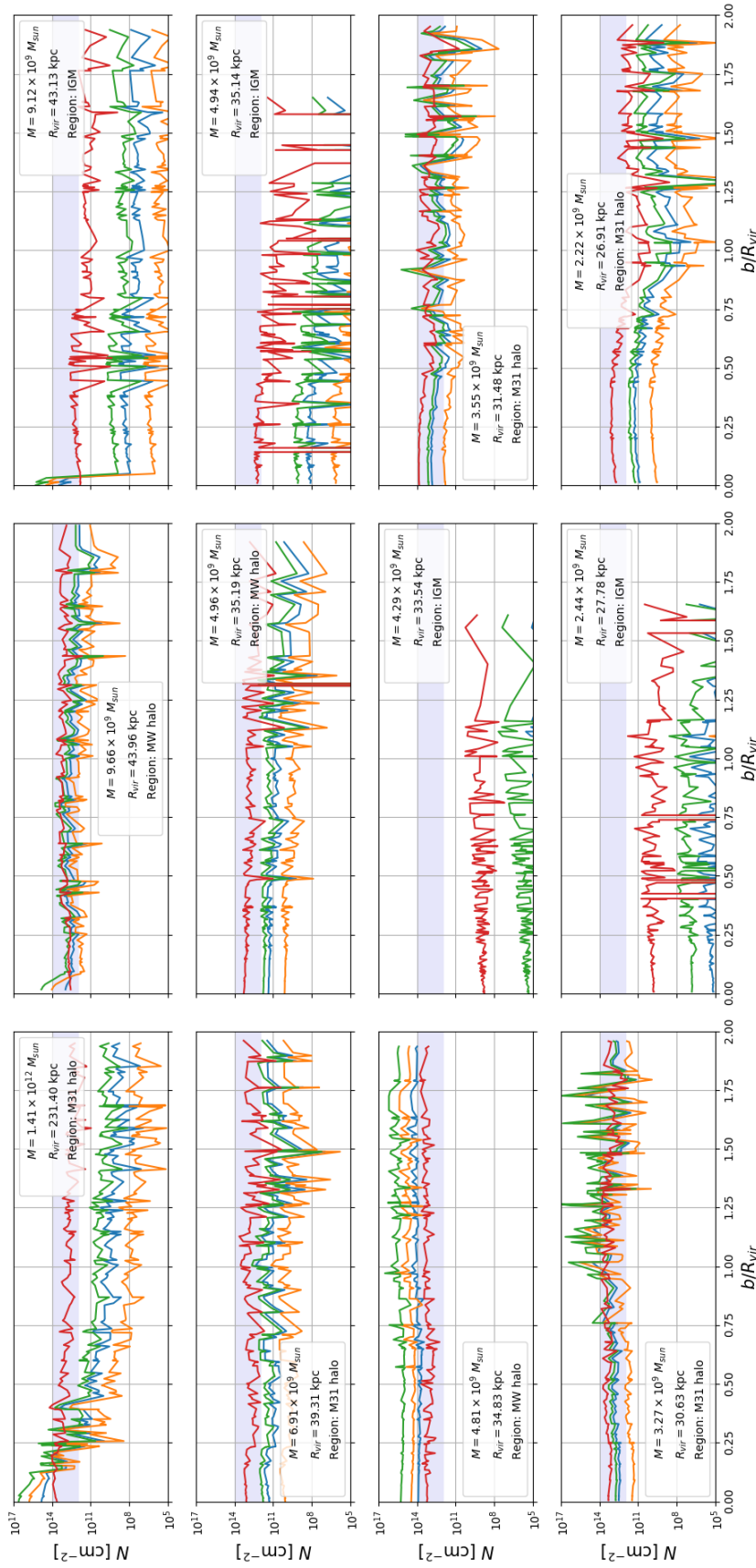


Figura 4.11: Densidad columnar N contenida en cada subhalo versus el parámetro de impacto b , en unidades del R_{vir} correspondiente, para cada línea de absorción. La clave de colores es la misma utilizada en la Figura 4.9. En cada subhalo, indicamos sus valores de masa, radio virial, y región de pertenencia. La región sombreada corresponde al rango de valores en el cual la muestra de RN17 exhibe *completitud*. Los recuadros están ordenados de izquierda a derecha, y de arriba a abajo según la masa (ó radio virial) del subhalo de manera decreciente; siendo el primero el correspondiente a M31.

pueden ser detectadas. Entonces, dentro de esa banda de valores podemos afirmar que, si hubiera absorciones, éstas habrían sido observadas.

En primer lugar, podemos notar que la densidad columnar de gas en las regiones internas del halo de M31 (primer recuadro, con $b < 0,25R_{\text{vir}} = 57 \text{ kpc}$) es superior a las densidades vistas en el resto de los subhalos, salvo algunas excepciones; esto es esperable dado que M31 es la galaxia más masiva de la simulación. Por otro lado, en la misma observamos una marcada disminución de N con la distancia, mientras que en el resto de los subhalos no observamos esa tendencia, sino que la magnitud se mantiene aproximadamente constante en muchos casos.

La identificación de la región a la cual pertenece cada subhalo resulta clave para interpretar este comportamiento. Podemos notar que todos los subhalos, salvo M31, poseen masas y radios viriales dentro del mismo orden de magnitud, pero algunos de ellos presentan valores de densidad columnar bastante más bajos que otros, de modo tal que no estén comprendidos dentro de la banda de completitud. Si los discriminamos según la región de pertenencia, observamos que estos casos particulares corresponden a los subhalos que pertenecen al IGM. Dado que la mayoría de los subhalos poseen características físicas similares, tanto satélites como galaxias enanas en el LG, esto nos indica que los valores altos de densidad en realidad corresponden a gas asociado al CGM de MW o M31, en lugar de a ellos mismos; lo cual no ocurre en sistemas ubicados en el IGM. Este hecho también permite explicar la constancia de la densidad con la distancia en todos los casos salvo M31. En esta galaxia, la variación de las densidades columnares se observa hasta escalas de $b \sim 0,75R_{\text{vir}} = 173 \text{ kpc}$; mientras que en el resto, las regiones muestradas se extienden como máximo hasta $\sim 90 \text{ kpc}$ (*i.e.*, una distancia $< 2R_{\text{vir}}$ alrededor de cada subhalo), de modo que no se aprecian variaciones significativas.

Dichos resultados pueden ser (re)interpretados a la luz de las observaciones de RN17. En dicho trabajo, se analizan los espectros de fuentes distantes con $b < 2R_{\text{vir}}$ respecto del centro de galaxias en el LG, además de la MW y sus satélites con el fin de investigar la eventual presencia y extensión de su CGM. En la Figura 4.12 se muestra la distribución celeste y tamaño angular de las galaxias del LG estudiadas, así como distintas líneas de la visual asociadas a fuentes ubicadas a grandes distancias. Puede observarse que alguna de estas líneas atraviesan la zona de influencia de cada galaxia caracterizada por el doble del radio virial correspondiente (círculos).

En la Figura 4.12, vemos que sólo para M31 y la galaxia enana Leo I existen múltiples líneas de la visual dentro de $2R_{\text{vir}}$; mientras que para galaxias tales como Aquarius, Sextans A y NGC 3109, sólo hay una única línea dentro del radio de influencia de cada objeto. De todas ellas, sólo se observa una absorción contundente en las líneas dirigidas hacia M31. La conclusión que se extrae del estudio es que sólo en el caso de M31 hay evidencia observacional que apoye la existencia de un halo gaseoso extendido; mientras

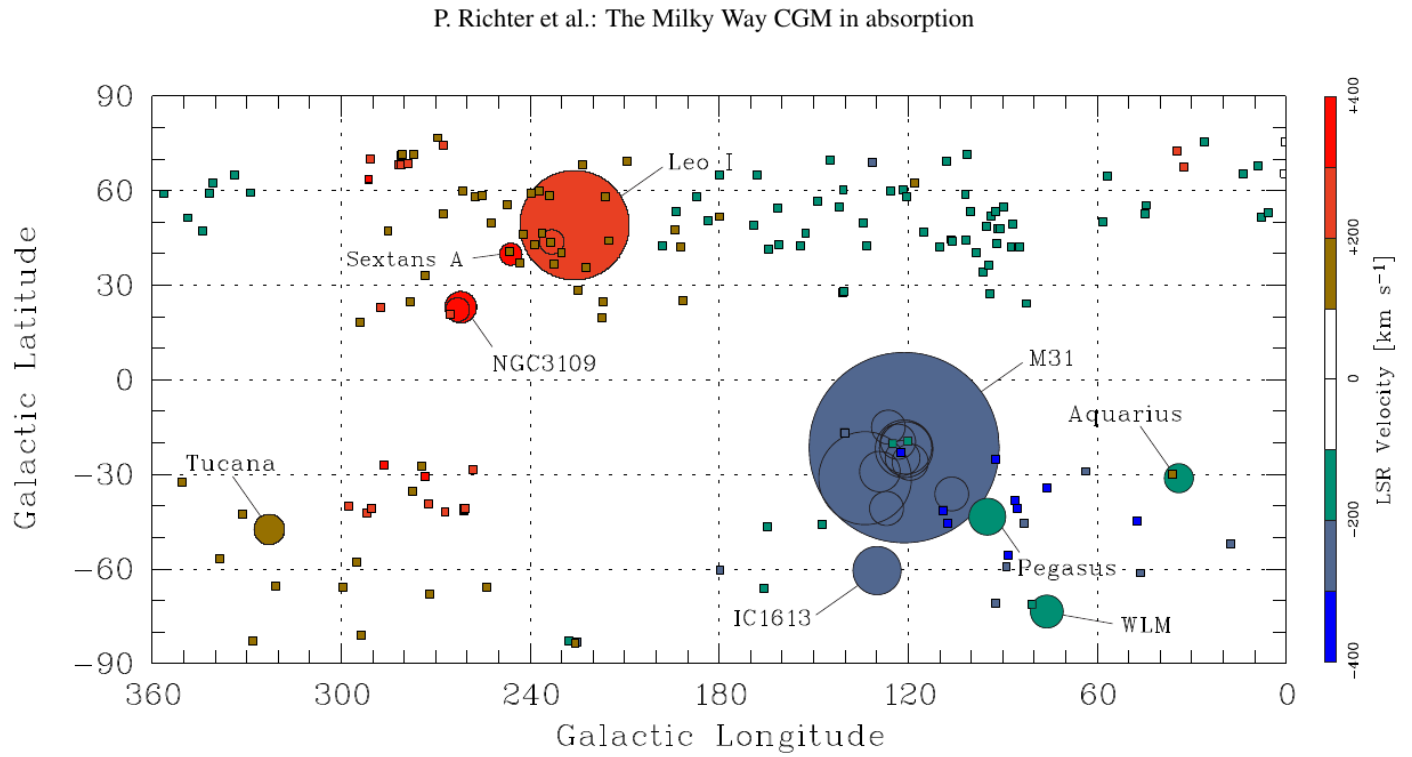


Figura 4.12: Distribución celeste de las 19 galaxias del LG ubicadas por fuera del radio virial de MW. Los tamaños de los círculos indican la extensión de sus halos a $2R_{\text{vir}}$, y el color indica su velocidad radial sistémica. Las cajitas indican la posición de las líneas de la visual con detecciones y color dado por las velocidades medias de absorción. Extraída de RN17.

que en los otros casos no se observan indicios de una componente de gas circumgaláctico.

Esto último es consistente con los resultados numéricos obtenidos anteriormente. A saber: en los subhalos pertenecientes al IGM no hay material gaseoso dentro de la banda de completitud (*i.e.* que se pueda detectar en las observaciones); y sólo en el caso de M31 se observa una disminución de la densidad con la distancia, característica de un halo gaseoso. En el contexto de las simulaciones numéricas, la ausencia de CGM en galaxias enanas/satélites puede interpretarse como el resultado del modelo de *feedback* implementado. En estas galaxias, los vientos de supernova intensos en las regiones centrales expulsan la componente gaseosa, dado que no cuentan con suficiente masa como para mantenerla ligada gravitacionalmente.

Capítulo 5

Conclusiones

Implementamos el método para sintetizar espectros de absorción a partir de simulaciones hidrodinámicas en un marco cosmológico. Lo hemos hecho, en particular, para las simulaciones CLUES, pero es extensible a otras clases de simulaciones. Completar este objetivo requirió el cumplimiento de una serie de pasos intermedios: lectura de las simulaciones, identificación de subestructuras, y construcción de una muestra de líneas de la visual. La construcción de esta muestra implicó definir un conjunto de direcciones para muestrear e implementar un esquema de paralelización y archivos donde guardar sus datos. Adicionalmente, definimos un muestreo reducido sobre la esfera para emular la distribución de líneas de la visual en las observaciones en RN17. El desarrollo de este método es relevante pues se necesita un marco teórico para interpretar las observaciones.

Como primer resultado, realizamos una serie de comparaciones entre líneas de la visual en una dirección que apunte a M31 y otras direcciones. Notamos diferencias significativas entre los espectros de absorción en sendas direcciones. En particular, el espectro en la dirección hacia M31 presenta *features* que no se observan en la otra dirección. Estas *features* son consistentes con la presencia de material gaseoso del halo de M31, en tanto que observamos un fuerte incremento en la densidad en esa posición. Obtenemos también un acuerdo entre la velocidad intrínseca del gas calculada a partir del espectro de absorción y el valor medido en la simulación.

Comparativamente, la densidad en la dirección que apunta a M31 dentro de la región entre galaxias es mayor que el promedio entre las otras direcciones. Esta diferencia es consistente con la hipótesis de la existencia de un puente de gas en la región entre MW y M31. Por otro lado, las velocidades sobre la línea de la visual en esta dirección (MW-M31) apuntan consistentemente hacia MW, lo cual nos indica que las galaxias se están acercando. Se observa además un fuerte pico en el valor absoluto de esta velocidad en la posición del halo de M31; atribuimos este hecho a la acreción combinada del gas hacia

M31 y de M31 hacia MW.

Estudiamos las fracciones de cobertura en función de la distancia desde la perspectiva de MW y M31, para dos especies iónicas del carbono y dos del silicio, y dos umbrales de densidad columnar. Observamos que, para el umbral menor, las fracciones decrecen hasta un valor cercano a cero en una distancia aproximada a cada radio virial. Por otro lado, para el umbral mayor, el decrecimiento es mucho más pronunciado, de manera tal que las fracciones se anulan en distancias $r \sim 50$ kpc para MW, y $r \sim 100$ para M31. Estos hechos nos indican que en el umbral más bajo se está explorando la región del halo extendido de la galaxia, y en el más alto su región interna. El orden de las fracciones según cada ion es consistente con este hecho: en las regiones internas (donde el gas es más frío y denso) dominan los iones más bajos; mientras que en las escalas más grandes del halo (donde el gas es más caliente) dominan los iones más altos.

Comparamos las fracciones de cobertura (sin considerar la distancia) para HVCs en función del umbral de densidad columnar con las observaciones de RN17. Observamos un comportamiento cualitativamente similar a las tendencias observadas. No obstante, este acuerdo aproximado se produce al seleccionar una velocidad mínima para las HVCs en el rango (30 – 45 km/s), en contraste con el criterio de 100 km/s impuesto en las observaciones.

Por último, estudiamos la distribución de gas en subhalos, y la comparamos con las observaciones correspondientes en RN17. En particular, para cada subhalo, estudiamos la densidad columnar de gas contenida en una distancia a su centro menor a dos radios viriales, en función del parámetro de impacto visto desde el sol. Identificamos también la región de pertenencia de cada subhalo como MW, M31 ó IGM.

Observamos que la densidad columnar en las regiones internas del halo de M31 es superior a los valores vistos en el resto de los subhalos. Para M31, se presenta una marcada disminución en la densidad columnar con la distancia; esta tendencia está ausente en el resto de los subhalos. Notamos también que los valores de densidad columnar para los subhalos pertenecientes al IGM son mucho más bajos (de forma tal que no serían observables en RN17) que para los subhalos dentro de los halos de MW ó M31. Esto nos indica que el material gaseoso muestreado en estos últimos subhalos corresponde en realidad al gas asociado al CGM de MW ó M31.

Finalmente, dentro de las observaciones en RN17, se estudian líneas de la visual que apuntan a galaxias del LG. Para todas ellas, sólo se detecta absorción en las líneas dirigidas hacia M31. Esto implica que sólo en el caso de M31 hay evidencia observacional de un halo gaseoso extendido, lo cual es consistente con los resultados obtenidos en el presente trabajo.

Apéndice A

Cálculo del perfil de Voigt

El *perfil de Voigt* describe la forma de la línea de absorción y se obtiene mediante la convolución de un perfil gaussiano con uno lorentziano. Si definimos $x = \nu - \nu_0$ y partimos de las funciones gaussiana centrada en el origen, con desviación σ

$$G(x, \sigma) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma} \exp\left(-\frac{x^2}{2\sigma^2}\right)$$

y lorentziana con semiancho a media altura γ

$$L(x, \gamma) = \frac{\gamma/\pi}{\gamma^2 + x^2}$$

obtenemos el perfil de Voigt mediante la convolución

$$V(x, \sigma, \gamma) = \int_{-\infty}^{\infty} G(x', \sigma) L(x - x', \gamma) dx'$$

Adoptamos ahora a la longitud de onda λ como variable independiente. El perfil de Voigt no tiene forma cerrada, pero puede ser computado numéricamente según

$$V(\lambda, \sigma, \gamma) = \frac{\Re[w(z)]}{\sqrt{2\pi}\sigma}$$

donde $w(z)$ es la función de Faddeeva, definida como

$$w(z) = \exp(-z^2) \left(1 + \frac{2i}{\sqrt{\pi}} \int_0^z e^{t^2} dt\right)$$

y su argumento complejo es

$$z = \frac{u + ia}{\sqrt{2}\sigma}$$

siendo u la diferencia de longitud de onda relativa al centro λ_0 , y a el parámetro de amortiguación

$$u = c \left(\frac{\lambda_0}{\lambda} - 1 \right) \text{ y } a = \frac{\Gamma \lambda_0}{4\pi}$$

recordando que c es la velocidad de la luz, y Γ es la probabilidad de transición de la línea.

Así, el perfil de profundidad óptica para cada línea (que se reflejará en el espectro según $f = \exp(-\tau)$) queda determinado por

$$\tau(\lambda, \sigma, \gamma) = \tau_0 V(\lambda, \sigma, \gamma)$$

con el valor máximo de profundidad en el centro de la línea τ_0 dado por

$$\tau_0 = \frac{\pi e^2 N f_{\text{val}} \lambda_0}{m_e c}$$

siendo e y m_e la carga y masa del electrón, N es la densidad columnar del gas y f_{val} es la fuerza de oscilador de la transición iónica. Podemos apreciar que la intensidad de la absorción crece con la densidad del gas N .

Bibliografía

- Creasey, P., Scannapieco, C., Nuza, S. E., Yepes, G., Gottlöber, S., and Steinmetz, M. (2015). The Effect of Environment On Milky Way-Mass Galaxies in a Constrained Simulation of the Local Group. *ApJL*, 800:L4. 1.2
- Dolag, K., Springel, V., Borgani, S., and Murante, G. (2009). Substructures in hydrodynamical cluster simulations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 399(2):497–514. 2.2.1
- Ferland, G. J., Porter, R. L., van Hoof, P. A. M., Williams, R. J. R., Abel, N. P., Lykins, M. L., Shaw, G., Henney, W. J., and Stancil, P. C. (2013). The 2013 Release of Cloudy. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 49:137–163. (document), 2.3.1
- Haardt, F. and Madau, P. (2012). Radiative Transfer in a Clumpy Universe. IV. New Synthesis Models of the Cosmic UV/X-Ray Background. *The Astrophysical Journal*, 746:125. 2.3.3.1
- Hummels, C. B., Smith, B. D., and Silvia, D. W. (2017). Trident: A Universal Tool for Generating Synthetic Absorption Spectra from Astrophysical Simulations. *ApJ*, 847:59. (document), 2.3.3, 2.2, 2.3, 2.5
- Kereš, D., Katz, N., Weinberg, D. H., and Davé, R. (2005). How do galaxies get their gas? *Monthly Notices of The Royal Astronomical Society*, 363:2–28. 1.1
- Nuza, S. E., Parisi, F., Scannapieco, C., Richter, P., Gottlöber, S., and Steinmetz, M. (2014). The distribution of gas in the Local Group from constrained cosmological simulations: the case for Andromeda and the Milky Way galaxies. *MNRAS*, 441:2593–2612. 1.1, 1.2, 1.2.1, 2.2
- Nuza, S. E., Sánchez, A. G., Prada, F., Klypin, A., Schlegel, D. J., Gottlöber, S., Montero-Dorta, A. D., Manera, M., McBride, C. K., Ross, A. J., Angulo, R., Blanton, M., Bolton, A., Favole, G., Samushia, L., Montesano, F., Percival, W. J., Padmanabhan, N., Steinmetz, M., Tinker, J., Skibba, R., Schneider, D. P., Guo, H., Zehavi, I., Zheng, Z., Bizyaev, D.,

- Malanushenko, O., Malanushenko, V., Oravetz, A. E., Oravetz, D. J., and Shelden, A. C. (2013). *Monthly Notices of The Royal Astronomical Society*, 432:743–760. 1.1
- Peebles, P. J. E. (1993). *Principles of Physical Cosmology*. 2.3.3.2
- Ribas, I., Jordi, C., Vilardell, F., Fitzpatrick, E. L., Hilditch, R. W., and Guinan, E. F. (2005). First Determination of the Distance and Fundamental Properties of an Eclipsing Binary in the Andromeda Galaxy. *The Astrophysical Journal*, 635:L37–L40. 1.2
- Richter, P., Nuza, S. E., Fox, A. J., Wakker, B. P., Lehner, N., Ben Bekhti, N., Fechner, C., Wendt, M., Howk, J. C., Muzahid, S., Ganguly, R., and Charlton, J. C. (2017). An HST/COS legacy survey of high-velocity ultraviolet absorption in the Milky Way’s circumgalactic medium and the Local Group. *A&A*, 607:A48. 1.2.1
- Scannapieco, C., Creasey, P., Nuza, S. E., Yepes, G., Gottlöber, S., and Steinmetz, M. (2015). The Milky Way and Andromeda galaxies in a constrained hydrodynamical simulation: morphological evolution. *A&A*, 577:A3. 2.2
- Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., and Springel, V. (2005). Feedback and metal enrichment in cosmological smoothed particle hydrodynamics simulations - I. A model for chemical enrichment. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 364(2):552–564. 2.1, 2.2
- Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., and Springel, V. (2006). Feedback and metal enrichment in cosmological SPH simulations - II. A multiphase model with supernova energy feedback. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 371(3):1125–1139. 2.1, 2.2
- Sembach, K. R., Wakker, B. P., Savage, B. D., Richter, P., Meade, M., Shull, J. M., Jenkins, E. B., Sonneborn, G., and Moos, H. W. (2003). Highly Ionized High-Velocity Gas in the Vicinity of the Galaxy. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 146:165–208. 4.1
- Springel, V. (2005). The cosmological simulation code gadget-2. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 364(4):1105–1134. 2.1
- Springel, V. (2010). Smoothed Particle Hydrodynamics in Astrophysics. *ARAA*, 48:391–430. (document), 2.1.1
- Turk, M. J., Smith, B. D., Oishi, J. S., Skory, S., Skillman, S. W., Abel, T., and Norman, M. L. (2011). yt: A Multi-code Analysis Toolkit for Astrophysical Simulation Data. *The Astrophysical Journal Supplement*, 192:9. (document), 2.3.2

- van der Marel, R. P., Fardal, M., Besla, G., Beaton, R. L., Sohn, S. T., Anderson, J., Brown, T., and Guhathakurta, P. (2012). The M31 Velocity Vector. II. Radial Orbit toward the Milky Way and Implied Local Group Mass. *The Astrophysical Journal*, 753:8. 1.2
- Wang, J., Vogelsberger, M., White, S. D. M., Springel, V., Ludlow, A., Navarro, J. F., Jenkins, A., Frenk, C. S., and Helmi, A. (2008). The Aquarius Project: the subhaloes of galactic haloes. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 391(4):1685–1711. 2.1