

# 宇宙大規模構造における高温水素ライマンアルファ吸収体の物理的性質

渡邊 歩 (筑波大学大学院 数理物質科学研究科)

## Abstract

宇宙論的なスケールでの観測によると、近傍宇宙でのバリオンは高赤方偏移 ( $z>3$ ) の約 50% しか見つかっていない。この同定されていないバリオン成分はダークバリオンと呼ばれている。その候補としてシミュレーションから示唆されているのが、中高温銀河間ガス (WHIM) である。このガスは、大規模構造のフィラメント構造に付随して分布しており、ほぼ完全電離した非常に希薄なガスであると考えられている。本研究では、まず、WHIM に焦点を当てて宇宙論的な構造形成シミュレーションを行う。次に、シミュレーションデータを用いて中性水素のライマン  $\alpha$  線による擬似観測を行う。この結果の解析を行い、ライマン  $\alpha$  吸収体とガスの物理状態の対応関係について調べることを目指す。

## 1 Introduction

### 1.1 Missing Baryon Problem

CMB の観測から、バリオンのエネルギー密度  $\Omega_{b0}$  はおよそ 4% であるという結果が得られている。それとは独立に  $z>3$  の LAF (Lyman  $\alpha$  forest) の観測から IGM は  $T = 10^4$ - $10^5$  K の光電離されたガスとして存在し、 $\Omega_{b0}$  の 95% 以上を占めることが分かっている (Rauch et al. 1997)。すなわち、高赤方偏移ではバリオンの大部分は IGM として存在する。その一方で、 $z\sim 0$  の観測によると、LAF の吸収体から見積もったバリオン密度は  $\Omega_{b0}$  の 20% 程度しかなく (Lehner et al. 2007)、恒星・分子雲・銀河団に付随する高温ガスなどの観測結果を足し合わせても、 $\Omega_{b0}$  の約 50% 程度にしかならず (Fukugita et al. 1998, Fukugita & Peebles 2004)、残りの約 50% は観測的に同定されていないという問題が存在する (ミッシング・バリオン問題)。この未観測のバリオン成分をダークバリオンと呼ぶ。

### 1.2 WHIM

ミッシング・バリオン問題の原因と考えられているのが、IGM の衝撃波加熱による進化である (Valageas et al. 2002)。標準的な宇宙論的構造形成シミュレーションによると、重力崩壊による大規模構造の形成に伴い、一部の IGM は衝撃波加熱を受けて高温ガスに進化する。こうして生じた高温の IGM は WHIM (Warm-Hot Intergalactic Medium) と呼ばれ、ほとんど完全電離した ( $f_{\text{HI}} \leq 10^6$ )、温度  $10^5 \text{K} \leq T \leq 10^7 \text{K}$  で非常に希薄 ( $1 \leq \delta \leq 1000$ ) なガスであり、 $z\sim 0$  では WHIM はバリオンの 30-50% の質量比占めるというシミュレーション結果が得られている (Cen & Ostriker 1999, Dave et al. 2001 など)。すなわち、 $z\sim 0$  では一部の IGM が WHIM へと

進化したために、観測では捉えることが難しくなってしまうと考えられている。WHIM はダークバリオンの大部分を説明できると考えられており、宇宙論的スケールでのバリオンの進化を考える上で非常に重要である。シミュレーションによると、WHIM は銀河団の周りだけでなく、現在の観測で調べられていないような大規模構造のフィラメント領域にも付随する形で分布することが分かっている (Cen & Ostriker 1999)。そのため、WHIM の空間分布や時間進化を知ることは、ダークマターによる大規模構造の進化についての情報が得られるという意味でも大変重要である。

### 1.3 WHIM の観測法：吸収線と輝線

WHIM を観測によって捉えようという試みは、いくつか異なるアプローチからなされている。WHIM には超新星爆発や銀河風などで放出された金属元素が微量に含まれていると考えられ、 $\text{OVI}$  や  $\text{NeVIII}$  などの金属イオンの吸収線を QSO の UV スペクトルから同定する方法が最初の WHIM の観測法として用いられた (Tripp et al. 2000, Danforth & Shull 2005, Savage et al. 2005 など)。これらの吸収線がトレースしているのは  $10^5 \text{K} < T < 10^7 \text{K}$  のガスであり、この観測からこの温度域の WHIM は  $\Omega_{b0}(\text{OVI}) \lesssim 0.0022/h_{70}$  が得られ、 $\Omega_{b0}$  の少なくとも 5% を占めているという結果が得られた (Sembach et al. 2004, Danforth & Shull 2005, Trip et al. 2006)。 $10^6 \text{K} < T < 10^7 \text{K}$  のガスは QSO の soft-X 線に含まれる  $\text{OVII}$ ,  $\text{OVIII}$  などの吸収線を用いて同じように同定される。ただし、得られた  $\Omega_{b0}(\text{WHIM})$  はガスに含まれる元素の質量比に対してモデルを仮定する必要がある、その不定性が含まれていることに注意する必要がある。また、金属元素の輝線を用いた観測法も考えられるが、輝

線を放射するガスまでの距離が遠いほど観測される放射強度が低下してしまう上に、手前にある天の川銀河からの強い UV, soft X 線放射に埋もれてしまい、吸収線の同定に必要な観測精度を得るのが現状では困難なため、この観測はあまりなされていない。ただし、金属の吸収線と輝線の観測を組み合わせることによって同定の精度を高めることができたという観測がある (Takei et al. 2007)。

#### 1.4 WHIM の観測法：BLA

一方で、ガスに含まれる金属元素の代わりに水素原子の Lyman  $\alpha$  線を用いる観測法も考えられる。本研究ではこの観測法に着目する。この方法の利点は、WHIM に含まれる金属量に依らずにガスを同定できる点である。そのため、ガス全体の質量を見積もる際の金属量不定性がない上、金属量が極わずかで金属吸収線が見えないようなガスを観測することもできる。そのため、ガスの重元素汚染の空間的非一様性の影響を受けずに WHIM の観測ができるという点で優れている。ただし、LAF で観測されるような IGM ( $T < 10^5\text{K}$ ) と比較すると WHIM は温度が高い ( $T > 10^5\text{K}$ )。このため WHIM に含まれる水素の中性度  $f_{\text{HI}}$  は数値も低くなっており、観測によってトレースできるのは  $T < 10^6\text{K}$  程度の低温の WHIM に限られる。また、WHIM の Ly $\alpha$  吸収線スペクトルの形には次のような特徴が表れる：(1) 中性水素の密度が比較的小さいために、Lyman  $\alpha$  吸収が起こっても吸収される光の量が少なく、その吸収線スペクトルは浅くなる傾向がある。(2) 吸収線の広がり程度を表す Doppler パラメータ  $b$  は一般に、ガスが高温になるほど大きくなる。そのため、吸収線スペクトルの幅は広がる傾向がある。このため、WHIM のつくる Lyman  $\alpha$  吸収線は LAF よりも浅く広がったスペクトルとなる。このような広がった Lyman  $\alpha$  線をつくる吸収体を BLA (Broad Lyman  $\alpha$  Absorber) と呼ぶ。ただし、BLA のすべてが WHIM によるものとは限らないことに注意が必要である。複数の Lyman  $\alpha$  線がスペクトル上で近い位置に存在すると、吸収線が混ざり (line blending)、擬似的に BLA とよく似た浅くて広い特徴を示す場合があるためである。BLA のスペクトルは浅く、同定するには S/N 比が高い観測が必要となるので、低赤方偏移における BLA の観測は困難であり、金属吸収線の観測に比べて主流ではないのが現状である。しかし、近年ハッブル宇宙望遠鏡 (HST: Hubble Space Telescope) に搭載された高解像度の UV 分光観測機器 STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) を用いた観測によって BLA が同定された。これに

よると、BLA の大部分は低温 ( $T_i 10^6\text{K}$ ) の WHIM をトレースしていることが観測的に明らかになった (Richter et al. 2004, Sembach et al. 2004, Richter et al. 2006a, Williger et al. 2006, Lehner et al. 2007, Danforth et al. 2010)。また、BLA がトレースするバリオンの密度は  $\Omega_{b0}(\text{BLA}) \lesssim 0.0027/h_{70}$  であり、 $\Omega_{b0}(\text{OVI}) \lesssim 0.0022/h_{70}$  の値とそれほど矛盾しない結果が得られている (Richter et al. 2006a)。

#### 1.5 BLA のシミュレーション：先行研究

一方、理論からのアプローチとして Richter et al. 2006b では、AMR (Adaptive Mesh Refinement) 法に基づく宇宙論的構造形成シミュレーションにより、BLA が  $10^5\text{-}10^6\text{K}$  の WHIM の大部分をトレースしており、それ以外のは衝撃波加熱されていない IGM がつくる吸収線が blending することによって生成された擬似的な broad line であることを明らかにした。しかし、この計算にはガス進化にとって重要な物理過程であるガスの放射冷却・輻射加熱が含まれていない。そこで彼らは、衝撃波加熱されていないガスの温度を高く見積もってしまうことを防ぐために、現象論モデルを適用して温度を下げるといった処方を行った。加熱/冷却過程は WHIM の進化そのものに対しては大きく影響を与えることはない (Dave et al. 2001) もの、BLA がトレースしている衝撃波加熱されていない IGM の進化には影響を与える可能性がある。またこの計算にはフィードバック過程も含まれておらず、WHIM 進化に与える影響は調べられなかった。上記の問題点を受けて、Tepper-Garcia et al. 2012 ではガスの輻射加熱の効果も考慮した。さらに、星形成・重元素冷却・超新星爆発・銀河風などのフィードバック効果が WHIM の進化に与える影響を調べたところ、約 60% の質量の WHIM が AGN フィードバック (Booth & Schaye 2009) によって加熱されて生じることが分かった。また、この AGN フィードバックも考慮した構造形成データを基に、BLA の物理的性質を調べたところ、観測と矛盾しない結果を得た。以上の先行研究から、WHIM および BLA の進化には、AGN フィードバックを始めとするフィードバック効果が大変重要であることが分かった。

#### 1.6 非平衡電離過程

加熱/冷却過程を考慮したスタンダードな宇宙論的構造形成シミュレーションでは、イオンの電離状態については、紫外線背景放射 (UVB) によるイオンの光電離および電子-イオン衝突による電離・再結合の平衡状態 (衝突電離平衡) を仮定して行われることが多く、BLA の先行研究でもこの仮定による取扱いで

あった。しかし、WHIMのように希薄なガスでは、電離のタイムスケールに比べて再結合のタイムスケールが大きく宇宙年齢がそれ以上となるために、電離平衡近似は成り立たない。そのため、WHIMは $z \sim 0$ では電離平衡状態からずれた状態になっており、ガスは電離平衡状態に比べて過剰に電離している。そのため、WHIMをトレースするBLAをより適切に評価するためには、中性水素の電離・再結合の時間進化の方程式を解くことが望ましい。このような、電離平衡にないようなガスにおける電離度の時間進化を非平衡電離過程という。

### 1.7 本研究の目的

これらの点を踏まえて、本研究では、金属量に依存したガスの加熱/冷却過程と、星や銀河からの重元素およびエネルギーのフィードバックの現象論的なモデル(Okamoto et al. 2014)に加えて、先行研究で考慮されていなかった非平衡電離過程を取り入れた構造形成シミュレーションを行う。次に、この計算結果を用いて、(1) 非平衡電離過程がWHIMの進化に与える影響の考察(2) フィードバック効果がWHIMの進化に与える影響の考察(3) BLAがトレースするガスの物理状態、およびWHIMとの対応の考察(4) BLAの空間分布と時間進化の考察(5) 先行研究の擬似観測の解析結果との比較(6) 実際のBLAの観測結果との比較を行うことを目的とする。

## 2 構造形成シミュレーション

### 2.1 シミュレーションコード

計算コードには宇宙膨張を考慮した無衝突重力多体系のN体計算とSPH法を用いたガス流体計算シミュレーションのオープンソースコードであるGADGET (Galaxies with Dark matter and Gas in EracT) コード(Springel et al. 2001, Springel et al. 2002, Springel 2005)を発展させたclosedコードGADGET-3コードをベースに、ガスの加熱冷却・星形成・フィードバックの現象論的モデル(Okamoto et al. 2008, Okamoto et al. 2010, Okamoto et al. 2014)を適用したGADGET-3 + TOコードに、すでに自作した非平衡電離過程の計算コードを付け加えたものを用いる。

### 2.2 非平衡電離過程の数値計算

非平衡電離過程の反応ネットワークに用いるイオンとしては、IGMとして重要な元素である水素、ヘリウムのみ( $H^0, H^+, He^0, He^+, He^{++}, e^-$ )を考慮した。IGMは高温であるので水素分子等の分子は考えていない。シミュレーション手法としては、それぞれの

SPH粒子にイオンの電離度の情報を持たせて、SPH計算で1タイムステップ進める際のサブサイクルとして、各イオンの電離度の時間進化の連立方程式を数値的に解くということを行った。連立方程式の数値解法としては、硬い微分方程式系が安定に解けるスキームBDF(Backward Difference Formula)公式(Annonis et al. 1997)を用いた。

## 3 BLAの解析

構造形成シミュレーションによって得られたガスのデータを用いてBLAについての統計的な情報を得ることは、まず(1) ガスのデータからスペクトルを作る擬似観測の計算を行い、次に(2) 得られたスペクトルデータから吸収線を同定する必要がある。

### 3.1 擬似観測

自作した擬似観測の計算コードにおける手順は次の通りである。まず、シミュレーション領域内に仮想の光源および仮想の観測者を配置することで、仮想的な視線を設定する。次に、その視線を微小区間 $\Delta l$ に分割し、それぞれの領域におけるLyman  $\alpha$ 線に対する光学的厚み $\tau_i(E)$ を、視線近傍のガス粒子のデータから求める。視線に沿った領域全体にわたって光学的厚みが薄いと仮定すれば、規格化された背景天体の輻射強度の値は、微小区間の光学的厚みを視線に沿って足し上げた値 $\tau(E) = \sum \tau_i(E) \Delta l$ を用いて、 $I(E)/I_0 = \exp\{-\tau(E)\}$ と求まる。これによって視線に沿ったLyman  $\alpha$ 吸収線のみからなるスペクトルデータが得られる。

### 3.2 吸収線スペクトルの同定

次に、そのスペクトルデータを観測データにするのと同じように、フリーパラメータをいくつか持たせたスペクトルの関数形を仮定した上で、パラメータフィッティングを行う。フィッティングツールにはAUTOVPコード(Dave et al. 1997)を用いる。この手法を用いて各Lyman  $\alpha$ 線に対し3つのパラメータ、吸収体の中性水素柱密度 $N_{HI}$ 、吸収線の広がり程度を表すDopplerパラメータ $b$ 、吸収線の中心のエネルギー値 $E_{center}$ を求める。これらのBLAのパラメータを擬似観測の基本量として用い、その統計解析や対応するガスの物理状態を調べる。

## 4 現時点での結果

現在の研究の進捗状況としては、非平衡電離過程を追加した構造形成シミュレーションコードおよび、擬似観測コードはすでに完成している。本計算やその解析はこれから行うが、結果の定性的な予想としては、非平衡電離過程を入れた場合は再結合に長い時間を要するため、近傍での中性水素密度は、電離平衡の計算よりも少なくなっていると考えられる。そのため、擬似観測の際にスペクトルの S/N 比を同じにして解析を行えば、非平衡電離過程を入れた計算の方が同定できる吸収線数が減少する傾向が生じると考えられる。その効果が、吸収線の統計量や WHIM との対応にどのような影響を与えるのかも含めて今後、解析し考察したい。