



解説

高温プラズマの X 線観測で宇宙の大規模構造の形成を探る

Study of the Formation of Large-Scale Structures in the Universe through X-ray Observations of Hot Plasmas

大橋 隆 哉

OHASHI Takaya

首都大学東京理工学研究科

(原稿受付：2013年10月15日)

宇宙 X 線分光は宇宙の進化を探る上で極めて強力な手段となっている。X 線マイクロカロリメータは広がった X 線源の観測を可能にし、鉄の K 輝線に対してこれまでの X 線 CCD に比べて約 30 倍優れた約 5 eV のエネルギー分解能を実現する。これにより銀河、銀河団の高温ガスの乱流や集団運動といったガスダイナミクスを 100 km s^{-1} ほどの精度で知ることがはじめて可能になる。2015年に日本が打ち上げる X 線天文衛星 ASTRO-H でこうした新しいサイエンスが始まる。一方、現在の宇宙では半分以上のバリオン（通常物質）が未検出のままダークバリオンと呼ばれるが、それらは宇宙の大構造に沿って 100 万度ほどの中高温銀河ガス（Warm-hot intergalactic medium (WHIM))¹ となって分布すると予想される。広視野のマイクロカロリメータを用いて赤方偏移した酸素輝線を観測できればダークバリオンの大部分が捉えられることになる。ASTRO-H がはじめる X 線分光天文学は将来も大きく期待されている。

Keywords:

X-ray astronomy satellite, cluster of galaxies, large-scale structure, dark baryon, X-ray spectroscopy

1. はじめに

X 線による宇宙観測は 1962 年に始まって以来進展を続けてきており、観測対象も星や銀河からブラックホールや高密度星まであらゆる階層に広がっている。発生源の物理状態を知るには装置に届く光子を測るしかないため、その情報は到来方向、エネルギー、時間、偏光に限られる。X 線天文衛星ではミッションごとに光子の情報を測る性能を高めることで、ステップアップする形で新しい結果が得られてきた。角分解能を高めるとともに装置を大きくすることで、遠方の天体の構造が分解され、暗い天体まで測れるようになってきた。ここでは 2003 年の国枝氏による記事 [1] からの進展も踏まえて、エネルギー分解能を高めることでどういう進展が得られつつあるのか、さらに宇宙の大規模プラズマに対して何が新しくわかるのかを解説したい。

X 線観測で探ることのできる宇宙のプラズマは、温度が 100 万度～1 億度、密度が $10^{-10} - 10^{-26} \text{ m}^{-3}$ （最大は中性子星の表面）、対象の大きさも 10 km 程度の中性子星から 1 億光年の超銀河団に及ぶ（図 1 を参照）。放射される X 線は連続スペクトルだけでなく輝線や吸収線をもつため、発生源について豊富な情報を得ることができる。日本が 2015 年に打ち上げを予定する次期 X 線天文衛星 ASTRO-H は、マイクロカロリメータという極低温で動作する X 線分光検出器を世界ではじめて搭載し、鉄の輝線などの新しい情報を

元に、X 線天体のダイナミクスや化学進化についての我々の理解を飛躍的に高めるだろうと期待されている。

2. 宇宙 X 線分光観測

2.1 回折格子

X 線の分光観測の手段は大きく分けると波長分散型と非分散型に分けられる。波長分散型の代表は回折格子で、米国のチャンドラ衛星やヨーロッパの XMM ニュートン衛星

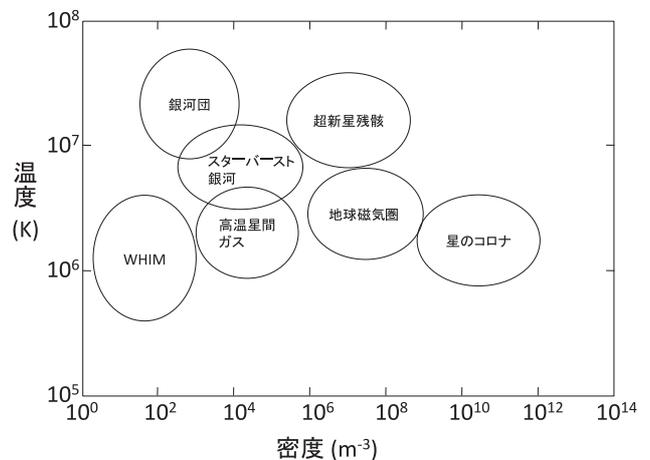


図 1 宇宙のいろいろなプラズマの温度と密度。

1 X 線天文学分野では、銀河団に代表される 3-5 千万度のガスを“高温”と呼ぶが、そこまで高温でないことから“中高温”という変則的な呼び方になっている。

(いずれも1999年に打ち上げられ現在も稼働中)に搭載されている[2]。このタイプの分光には波長が長いほど分解能がよくなるという特徴があり、2 keV 以下の X 線に対して成果をあげてきた。代表的な成果として活動銀河からの高速アウトフローの発見や銀河団中心部の低温ガス²の解明などがあげられる。特に、銀河団中心部については、ガスの密度が 10^4 m^{-3} 程度であることから熱的放射による冷却が無視できないと考えられ、結果として周囲のガスが中心へ流入する(クーリングフロー)というモデルが広く信じられていた。日本の「あすか」衛星が銀河団中心には高温ガスが予想外に多いという結果を出し、モデルの問題点を提起していたが[3]、XMM ニュートンの回折格子は、冷たいガスが出すはずの輝線スペクトルがほとんど出ていないという決定的な結果を出した[4]。これを受けて、銀河団中心の加熱源は何かという問題が広く議論され、中心銀河の出すジェットが重要な役割を演じているという理解に至っている。

回折格子は軽量で技術的にも大きな困難なく作れる装置ではあるが、以下のような問題がある。

- 1 平行光入射が必要なため、超新星残骸や銀河団コアの周囲といった広がった対象を観測することができない
- 2 入射した X 線のごく一部しか(約20%)分光に用いることができず、有効面積を大きくすることが難しい
- 3 観測できるエネルギーが 2 keV 以下の軟 X 線領域にほぼ限られてしまう。エネルギー分解能も 2 keV 以上では非分散型のマイクロカロリメータの方が優れている
- 4 この検出器だけでは撮像ができないため、衛星搭載の場合、撮像のできる検出器との併用あるいは回折格子を出し入れする機構が必要

2.2 マイクロカロリメータ

これに対して X 線光子をフォノンすなわち熱に変えて検出するのがマイクロカロリメータという検出器で、1980年代から米国を中心に開発がはじまり、今では日本やヨーロッパを含めて活発に開発が進められている。半導体やガスを使う従来の検出器では、通常バックグラウンドではなく X 線信号の揺らぎがエネルギー分解能を決めていたが、マイクロカロリメータはむしろベースラインの温度揺らぎが分解能を決める。温度 T 、熱容量を C とするとエネルギーとしての揺らぎは $\Delta E = \sqrt{kT^2 C}$ で与えられる。実際には温度計の感度などによる係数がかかるが、基本的に低温で熱容量が小さいことがよいエネルギー分解能を得る条件である。

マイクロカロリメータは約 50 mK という極低温で動作させることで、5 eV ほどのエネルギー分解能を得ることができ、分解能 ΔE がエネルギーによらず一定ということが特徴である。CCD などの半導体検出器が 6 keV で 120 eV ほどの分解能であるから 20 倍以上もの改善であり、しかも量子効率ほぼ 100% で入射方向によらず検出が可能である。この検出器を応用する上での最大の問題点は、液体ヘリウム温度以下の極低温が要求されることである。冷却検出器

を衛星に搭載することは、赤外線やサブミリ波による宇宙観測でも必要であるが、X 線マイクロカロリメータの要求する温度が最も低い。温度が 1 億度に迫るような超高温プラズマを X 線で見ると検出器が、最も低い温度なのである。世界的に衛星搭載のための冷却技術が開発されてきている。初期の衛星(たとえば 1983 年の赤外線天文衛星 IRAS)では液体ヘリウムだけを用いていたが、1 年以内でヘリウムが尽きてしまうという状況であったため、ヘリウムに代わるような冷凍機の開発が進められてきた。

2.3 ASTRO-H

2015 年に日本が打ち上げをめざす X 線天文衛星 ASTRO-H[5]の外観を図 2 に示す。この衛星は図 3 に示すようなマイクロカロリメータ SXS (Soft X-ray Spectrometer) を搭載し、5 eV (FWHM) というエネルギー分解能をめざしている[6]。検出器そのものは約 5 mm 四角を 6×6 に区切った 36 素子からなっており、各ピクセルは Si



図 2 ASTRO-H 衛星の想像図。打ち上げは 2015 年を予定。マストを延ばした全長は 16 m。

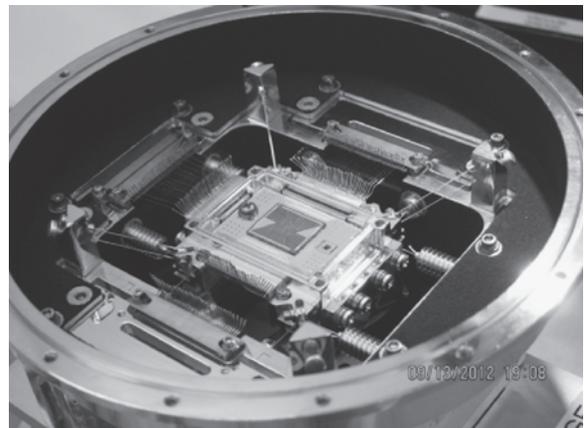


図 3 ASTRO-H のマイクロカロリメータ検出器。検出器の大きさは 5 mm 四角。

- 2 銀河団中心部は、そのまわりの平均的な温度の 1/4 ほどの低温となっているが、4 千万度に対して 1 千万度という相対的な“低温”である。

温度計に X 線吸収体となる HgTe を貼り付けたものである。素子を定電流で駆動しておくとし、X 線が入射すると微小な温度上昇により電気抵抗が下がるので、電圧信号として取り出すことができる。一方、抵抗が減るために素子部の発熱が減り、それが温度を低下させるというフィードバック効果も働くようになっている。電圧信号は J-FET (Junction field-effect transistor: ジャンクション型電界効果トランジスタ) によって読み出される。よいエネルギー分解能を得るためには、単なる波高ではなく、信号の立ち上がりから元のレベルへ復帰するまでの波形全体をテンプレートと比較する必要がある。このために、X 線光子一個一個に対して最適フィルタを用いた解析が衛星上で行われる。

SXSの優れた性能を実現するために冷却系にもさまざまな工夫が凝らされている。マイクロカロリメータは多層の真空断熱容器に入れられ、冷却系は以下のものから構成される。

1. 2 段式スターリング冷凍機 (30 K)
2. ジュールトムソン冷凍機 (4 K)
3. 液体ヘリウム (1.2 K)
4. 3 段からなる断熱消磁冷凍機 (50 mK)

この中で液体ヘリウムだけは蒸発して 3 年程度で減っていく。ジュールトムソン冷凍機はヘリウム消費後も検出器の冷却が可能のように設計されているが、軌道上で長年にわたって動作した実績が十分とはいえないため、SXS の観測期間はヘリウムの寿命で決まる 3-3.5 年を目標として設定している。将来をめぐして機械式冷凍機の寿命と信頼性をあげるための開発は進められていて、ASTRO-H に続く将来の天文衛星では、機械式冷凍機と断熱消磁冷凍機だけで冷却することを計画している。液体ヘリウムを用いなければ、衛星全体を室温状態で打ち上げることができ、打ち上げ前後の衛星のオペレーションも楽になると考えられる。

3. 銀河と銀河団

3.1 銀河団

ASTRO-H で口火が切られる、マイクロカロリメータによる宇宙 X 線観測の中でも、最も期待されているのが銀河、銀河団の研究である。銀河団は銀河が数10から千ほど集まった集団で、大きさは差し渡し1000万光年以上で、力学的に緩和したシステムとしては宇宙を構成する最大の天体である。銀河団はもともと可視光観測により銀河の集団として1930年代に確認されていたが、1970年代に多くの銀河団から強い X 線が観測され、銀河団の中が温度 2 千万度 ~ 1 億度という高温ガスで満たされていることがわかった。図 4 にチャンドラが観測した銀河団の X 線イメージの例を示す。ガスの総質量はすべての銀河を合わせた値の 5 倍ほどもあり、バリオン (陽子や中性子など通常の物質を構成する粒子) の大部分は高温ガスとなっている。こうした高温ガスを重力的に束縛するために必要な質量は、静水平衡の関係から見積もることができるが、この重力質量は高温ガスと銀河を合わせたものの 5 倍ほどにもなる。これがダークマターと呼ばれる未知の物質である。したがって

銀河団の質量の大まかな内訳は、銀河が 3 %、高温ガスが 15%、ダークマターが 80%以上となっている。

銀河団という巨大な系は、宇宙年齢138億年の大部分をかけて進化してきたと考えられている。宇宙の大構造の要衝にあたる場所が銀河団で、その形成と進化を探ることは宇宙論にとっても重要である。銀河団の形成過程はさまざまな波長で観測するとともに、計算機シミュレーションと比較することで精力的に研究されているが、それによれば銀河団同士の衝突合体が重要な役割を演じていると考えられ、図 4 の銀河団もその例の一つである。つまり銀河団はチリが積もるように静かに成長してきたのではなく、小規模・中規模の銀河団がぶつかり合うという激しい過程を経て形成されたのである。この場合、ガスの集団運動、乱流、衝撃波の発生、高エネルギー粒子の加速などが起きるはず

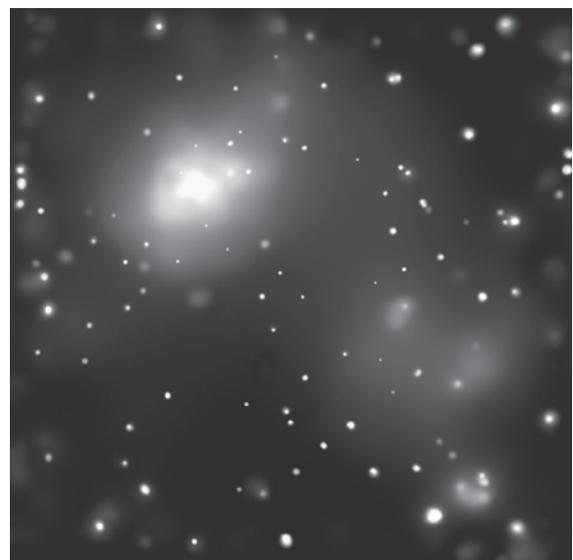


図 4 衝突合体すると考えられる銀河団のチャンドラ衛星による X 線イメージ。

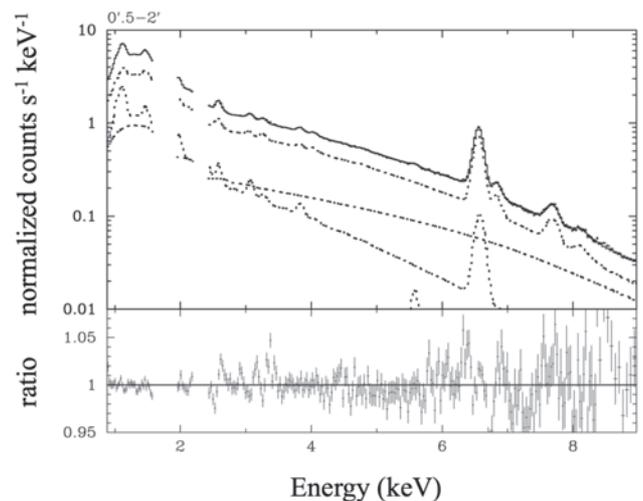


図 5 「すざく」による銀河団 (ペルセウス座銀河団) のエネルギースペクトル。鉄をはじめいろいろな元素の輝線スペクトルが見える [7]。点線で示された 3 つの成分 (約 4 千万度および 2 千万度の輝線を含む熱的な放射とべき指数 1.8 の非熱的で輝線を出さない放射) からなり、それらを合計したエネルギースペクトルのモデルと観測データとの比が下のパネルに示されている。

で、それらの証拠を観測的に捉えることが、銀河団形成の理解にとって重要である。一方、図5 (Tamura[7]) に示すように、X線観測から銀河団ガスには酸素、ケイ素、鉄などの元素が含まれていて、銀河から銀河団空間へさまざまな元素を含んだガスが流れ出してきたと考えざるを得ない。またガスの温度も一定ではなく、場所によって2倍ぐらい異なること、特に銀河団周辺部ほど平均温度が低いことなどがわかった。こうしたX線観測情報は、銀河の星生成活動、超新星による元素の生成、ダークマターの重力ポテンシャル分布などを理解する上で、大きな役割を演じてきた。

3.2 ASTRO-Hによる進展

ASTRO-Hのマイクロカロリメータにより、エネルギー分解能がCCDに比べて20倍程度よくなることで、輝線の検出感度が大幅に上がり、遠方銀河団の観測に基づいた宇宙の化学進化の解明が大きく進展するだろう。さらに、銀河団観測はガスダイナミクスの解明という新しい段階を迎える。鉄輝線などに対するエネルギー分解能が上がることで、ガスの運動によるドップラーシフトが観測できるようになるのである。銀河団が衝突する時の相対速度は重力ポテンシャルの深さから予想でき、 $300-1000 \text{ km s}^{-1}$ ほどと予想されている。これによる鉄のK輝線(He-like)に電離していると約6.7 keVのエネルギーシフトは7-20 eVほどとなり、マイクロカロリメータなら検出できる。いろいろな場所でのガスの運動が測られることにより、銀河団衝突がどのように進行しているのかがわかり、イオン温度(輝線の幅)、電子温度(連続スペクトル)、電離温度(輝線の強度比)などの違いから、衝突を経てガスの加熱に至るプロセスがより明確にわかると期待される。さらに図6に示すように、ガスが乱流状態にあるかどうか輝線の広がりから知ることができる。これまでは銀河団ガスに保持されている熱的なエネルギーだけが測られていたが、運動状態がわかることで非熱的なエネルギーの寄与が定量的に押さえられる。これらをもとに、銀河団の質量推定をより正確なものに改良し、銀河団分布から宇宙論パラメータやダークエネルギーの寄与を正しく制限することが可能になる。

エネルギー分解能があがることで輝線のもたらす新たな情報も得られる。鉄のHe-likeイオンの主量子数2から1へ電子が遷移する時に出る輝線は、共鳴線、inter-combination線、禁制線などからなり、それらは10 eVほどエネルギーが異なるためマイクロカロリメータで分離することができる(図6を参照)。たとえば、銀河団中心部はガス密度がやや高く(それでも 10^4 m^{-3} 程度)、共鳴線だけを考えると散乱の光学的深さが1を超えることがある。銀河団中心から出た共鳴線は何回もの散乱を経て我々に到達するために、他の輝線に比べて空間的に広がった領域から出ることになる。このため、銀河団中心の狭い領域だけを見ると、共鳴線のみが弱く観測され、その相対強度はガスの光学的深さを教える。一方、銀河団中心部が乱流状態になっていると、ドップラーシフトのため共鳴散乱が起きにくくなり、共鳴線は弱く観測されない。これは輝線の広が

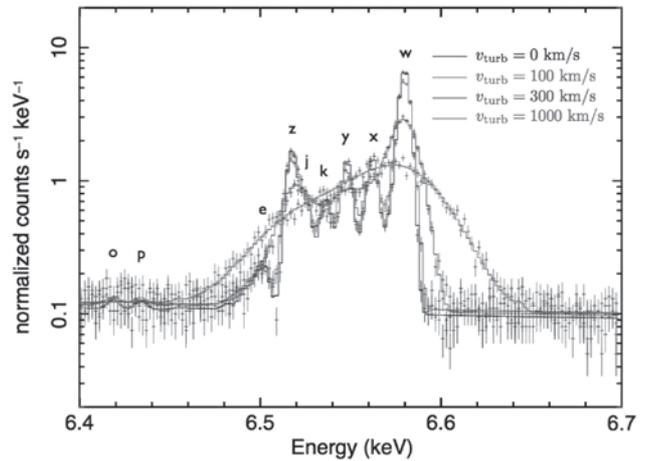


図6 ASTRO-Hのマイクロカロリメータで期待されるペルセウス座銀河団の鉄輝線のエネルギースペクトル。共鳴線(w)、inter-combination線(x,y)、禁制線(z)、その他衛星線(j,k)や低電離イオンの輝線などが分離される他、ガスが数 100 km s^{-1} の乱流状態にある場合、図の4種類の線のようには輝線の広がりから区別することができる。

りとは独立に乱流を制限する大事な情報である。こうしたことは、共鳴線だけを分離できるマイクロカロリメータの登場で初めて可能になるサイエンスである(共鳴散乱については文献[8]を参照)。

3.3 スターバースト銀河

銀河団の構成要素である銀河は、星がその一生を過ごす場であるとともに、高温・低温のガス、ダスト、磁場、宇宙線などが相互作用することでさまざまな高エネルギー現象が展開する舞台でもある。特に銀河団の高温ガスに多くの元素をエンリッチしてきたという観点から、銀河風などのガス流出(アウトフロー)が注目されている[9]。マイクロカロリメータの高いエネルギー分解能は銀河の進化を解明する上でも新しい情報をもたらす。その第一は酸素から鉄までの元素を含んだガスのアウトフローである。これはスターバースト銀河と呼ばれる星生成活動の盛んな銀河(NGC 253やM82が代表)から現在観測されているが、銀河が形成された赤方偏移5以上(宇宙誕生から10億年ほど)の時期には多くの銀河がアウトフローを起こしたと考えられている。マイクロカロリメータは輝線のドップラーシフトからガスの流出速度を捉え、どのような元素がどのような速度で流出しているのかを教えてくれるだろう。

熱いガスと冷たいガスが相互作用する場では電荷交換反応、すなわち高階電離したイオンが中性原子から電子をはぎとる現象が起きる。温度が3千万度を超えるとケイ素や鉄はHe-likeまで電離し、酸素は完全電離となる。スターバースト銀河などでは、こうした高温ガスが銀河内外に分布する低温で中性に近いガスに衝突していくため、電荷交換反応が起きる[10]。この結果、主量子数の大きいレベルに電子が入り、その後低いレベルへと遷移する過程で輝線が放射される。その輝線スペクトルは熱的な放射と異なり、たとえば禁制線が非常に強いといった特徴をもつ。その理由は、衝突電離プラズマでは、禁制線を出さずに衝突によって脱励起が起きやすいのに対し、電荷交換反応の場

合、電子が禁制線のレベルに入りやすく、放射領域も低密度で放射によって基底状態へ遷移せざるを得ないからである。マイクロカロリメータは禁制線とその他の輝線とをエネルギーで区別することができるため、電荷交換反応による輝線をはっきり捉えることができる。電荷交換反応自体は 10^{-20} m^2 という大きな断面積をもつため、きわめて低密度のガスをプローブすることができ、銀河から流出するガスの分布や速度を広く調べることができると考えられる。

4. 宇宙の大規模構造と銀河間物質

4.1 大規模構造

宇宙の進化とともにいろいろな天体がつくられたが、それ以外に宇宙全体の物質分布も大構造と呼ばれる10億光年に及ぶような構造を作ってきた。この構造形成はまだ道半ばでありこれからも何10億年という時間をかけて進んでいく。前に述べたように、銀河団やそれを超えるようなスケールを重力的に支配するのはダークマターであるため、宇宙の大構造が作られる速さやそのフィラメント構造の様子はダークマターの性質を反映することになる。ダークマター粒子は未検出であるものの、その候補は大きく2つに分類できる。相対論的な速度で飛び回っているものがホットダークマター、運動がゆっくりなものをコールドダークマターと呼ぶ。ニュートリノなどはホットダークマターの候補である。観測されている大構造を計算機シミュレーションの結果と比較したところ、ホットダークマターでは観測されるような宇宙の大構造を説明できないことがわかった。ダークマターの拡散が大きいため、フィラメント構造を十分作ることができないのである。これに対し素粒子の大統一理論から予想されるいくつかの粒子はコールドダークマターであり、これなら大構造の形成をかなりよく説明できることがわかっている。コールドダークマターによる構造形成の特徴はボトムアップという過程で進むことであり、最初に小さな構造が作られ、それらが合体しながら大きな構造が作られていくというものである。銀河団に衝突合体の兆候がよくみられることも、この描像を支持する結果である。

4.2 ダークバリオンと WHIM

一方、ダークバリオンという未解決の問題がある。現在の宇宙のエネルギー密度は第一にダークエネルギー、第二にダークマターが支配していて、バリオンは5%程度に過ぎない。しかし、我々が直接観測できるのはバリオンやその放射であって、ダークエネルギーやダークマターの理解もバリオンの観測をもとにして得られたものと言える。この5%だけのバリオンの実に半分以上が現在の宇宙では未検出で残されているのである。星や銀河、高温低温のガス、ダストなど観測にかかっているものをすべて足し合わせても到底宇宙のエネルギー密度の5%には届かない。ここで図7 (Branchini 他[11])を見てもらいたい。これは計算機シミュレーションから予想されるバリオンの存在状態を、温度と密度に対してプロットしたものである。バリオンの多くが温度にして $10^5 - 10^7 \text{ K}$ 、密度(宇宙の平均密度で規格化された値)で10-100の範囲に分布することがわかる。

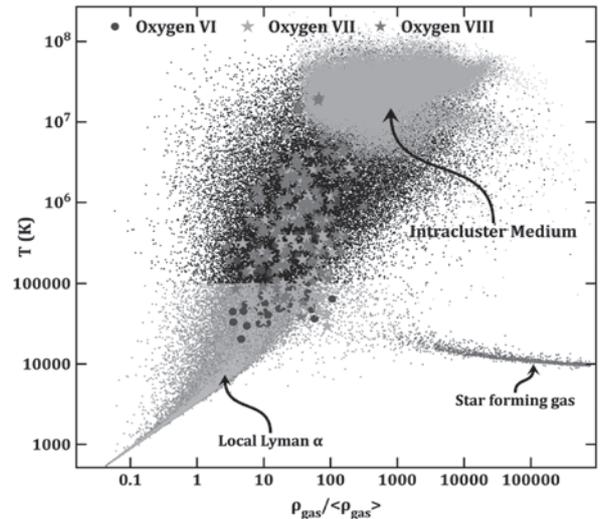


図7 シミュレーション計算に基づく現在の宇宙でのバリオンの分布状態を温度と密度の関数で示す[11]。密度は宇宙の平均密度で規格化されている。温度が $10^7 - 10^8 \text{ K}$ の部分は主に銀河団のなかにある高温ガス、温度が 10^5 K 以下のガスは、低密度の分岐がライマン α の吸収線で捉えられる低密度ガス、高密度側の線状の分岐は星形成領域のガス、 $10^5 - 10^7 \text{ K}$ の範囲で図中の濃く見えているガスがWHIMに対応し、バリオンの大部分を担う。図中に分布する星印と丸は、電離した酸素の吸収線を観測することで今後検出が期待されるガス。ガスの空間的な分布を知るには吸収線ではなく輝線を観測する必要がある。

このガスが未検出のダークバリオンの正体であり、WHIM (Warm-hot intergalactic medium) と呼ばれ宇宙の大構造に沿って広く分布すると考えられている。

WHIMの観測は以下のような意義をもつ。

1. 現在の宇宙におけるバリオン全体の量と存在形態を観測的に確立させる。
2. 宇宙の構造形成を過去にさかのぼって明らかにする。銀河分布(可視光)や銀河団分布(X線)からは、フィラメント構造の基幹部しか見えないが、WHIMを用いれば細部までの構造を知ることができる。
3. 宇宙の熱史を解明する。星、銀河、銀河団のように重力収縮と冷却で天体が作られるのに対し、天体形成で解放されたエネルギーの一部がWHIMへ持ち込まれていて、WHIMの加熱の歴史は宇宙全体の熱的進化を教える重要な情報である。
4. 宇宙の化学進化を知る。WHIMは酸素の初めとする元素で汚染されている。その程度は、星形成や銀河形成の歴史を反映するもので、銀河団より大きなスケールでの元素拡散の様子を教える。

WHIMの直接証拠は紫外線観測から得られている。明るい活動銀河核を背景光として、その吸収のエネルギースペクトルの中に、活動銀河とは異なる赤方偏移を示す吸収線がいくつか検出されている[12]。OVIやNeVIIIなどのイオンによる吸収線が10天体ほどからみつかっていて、さまざまな考察から、低密度で100万光年ほどに広がった領域で吸収線が作られていると考えられている。また図8に示す例のように、X線でも1例だがOVII吸収線が大構造フィラメントと同じ赤方偏移を示す結果が得られている[13]。

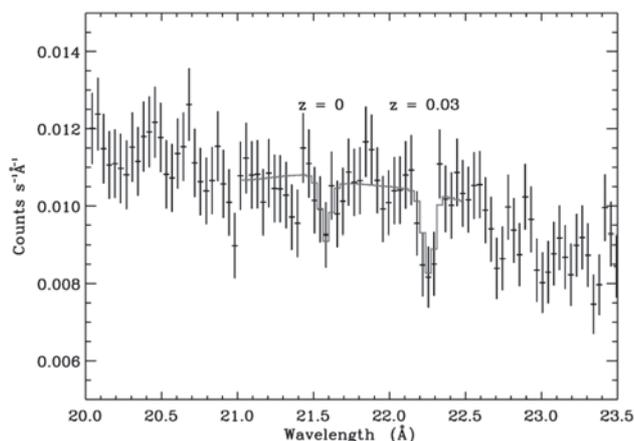


図8 WHIMによる吸収線の観測例[13]. 遠方の活動銀河のエネルギースペクトルをChandraの回折格子で観測し視線上に分布する電離ガスによる酸素の吸収線を捉えた。観測図に $z=0.03$ とあるのがSculptor Wallと呼ばれるフィラメントに対応するOVII吸収線で、 $z=0$ は我々の銀河系の高温星間ガスによる吸収。

このように観測例は徐々に増えつつあるものの、WHIMの全体をとらえたとはとてもいえない。紫外線観測はハッブル宇宙望遠鏡のCOS実験で高い感度を実現しているが、もともと紫外線の吸収で検出できるWHIMが温度 10^5 K程度で、全体の10%ほどに過ぎないという問題がある。X線の方は、回折格子の効率が低いため有効面積が 10^{-3} m²ほどしかなく、とても十分な感度になっていない。さらに、明るい活動銀河方向というペンシルビーム的な観測に限られるため、WHIMの全体構造が見えないのも吸収線観測の弱みといえる。

4.3 WHIMのX線観測

WHIMの全貌を明らかにするためにはいろいろな観測方法の工夫が必要である。WHIMが作る弱い吸収線を明確に観測するには、より高精度の回折格子が必要で、すでに波長分解能($\lambda/\Delta\lambda$) 5000ほどのものが地上で開発されている。一方、WHIMからの放射を捉えられれば、ペンシルビームではないWHIMの広域サーベイを行うことができ、空間と時間の広い範囲にわたってその3次元構造を得ることができる。しかしこれはX線観測にとって大きな挑戦である。数100万度の高温ガスのX線放射は熱制動放射と輝線が大部分を占めるが、制動放射の放射率は電子とイオンの密度の積に比例するため、低密度のWHIMからの放射は非常に弱い。例えば「すざく」でぎりぎり見えている銀河団の限界半径(ピリアル半径)よりもさらに1/5以下と暗い。さらに、我々の銀河系の星間ガスが至る所100-300万度ほどになっていて、その放射がWHIMの100倍ほども強いいため、X線の連続スペクトルでWHIMを検出することはまず不可能である。これに対して、酸素やネオンの輝線は、決して強くはないものの、WHIMからの放射が赤方偏移するため、銀河系放射と区別することが可能である。ただし、WHIMの赤方偏移はせいぜい0.3まで(高赤方偏移の宇宙では大構造が形成されていない)、輝線の等価幅が数eVしかないため、マイクロカロリメータの高いエネルギー分解能が必須である。マイクロカロリメータは平行光の入射

を必要としないので、広域サーベイに向いており、多素子のアレイを望遠鏡の焦点面に置くことで撮像することもできる。ただASTRO-Hに搭載されるマイクロカロリメータは36素子で、視野も3分角と小さいため、WHIM観測により適したカロリメータとX線光学系が必要となり、広域サーベイに適した衛星を考えることになる。筆者たちのグループはWHIM観測を主目的とする重量600 kgほどの小型衛星DIOS(Diffuse Intergalactic Oxygen Surveyor) [14]を提案している。4回反射を利用した短焦点のX線望遠鏡と視野が50分角のマイクロカロリメータのアレイが観測装置である。DIOSの外観を図9に示し、約2年間のサーベイ観測から得られると予想されるWHIM分布のシミュレーション結果を図10に示す[15]。

DIOSのように1度ぐらいの広い視野と3-4分角の角分解能を併せもつマイクロカロリメータは、WHIM以外にもさまざまな新しいサイエンスをもたらすと期待される。暗くて見えなかった銀河団の周辺領域、超新星残骸で広がるガス、スターバースト銀河から流出する星間ガス、太陽風が地球磁気圏や惑星周囲で生み出す電荷交換反応のX線などである。ASTRO-Hによって世界ではじめて宇宙観測への応用が可能となるマイクロカロリメータは、高い輝線感度とガスダイナミクスの情報により、X線天文学にさ

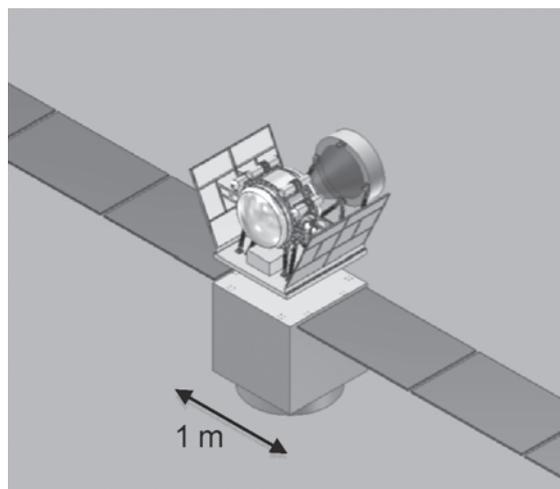


図9 DIOS衛星の外観。X線望遠鏡とマイクロカロリメータの冷凍容器と衛星バスからなり、総重量は約600 kg。

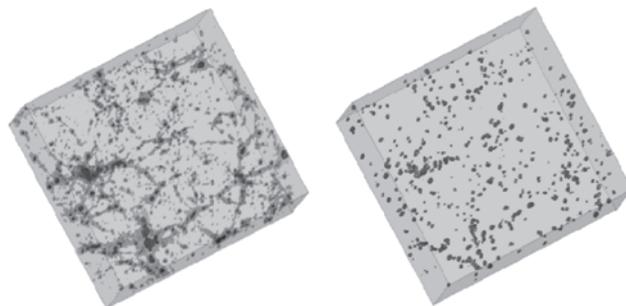


図10 DIOSが捉えると予想されるWHIMのシミュレーション計算。左図は赤方偏移0.212-0.232の範囲のガス全体の分布で、右図がDIOSが約2年かけて描き出す、酸素輝線(OVII, OVIII)に基づいたWHIMの分布。観測領域は5.5度×5.5度で差し渡し2.3億光年に相当。

まざまな将来の可能性をもたらすことになる。

5. 世界の衛星計画と今後の展望

X線天文学は、2005年の「すざく」に続いて2015年にASTRO-Hを日本が打ち上げ、マイクロカロリメータをはじめ登場させることで、我が国が世界をリードしていくだろうと期待されている。ここへ至る道は決して平坦ではなかった。2000年に打ち上げられたASTRO-Eにすでにマイクロカロリメータが搭載されていたが、ロケットの不調により軌道投入できなかった。2005年に打ち上げられた「すざく」は打ち上げ後約1ヶ月で液体ヘリウムが蒸発し、マイクロカロリメータによる宇宙観測を行うことができなかった[16]。ASTRO-Hは3度目の正直となる、X線天文グループとしても悲願のミッションである。一方、米国は1999年のチャンドラ、ヨーロッパも1999年のXMMニュートン以来、大型X線天文台と呼べる衛星は上がっておらず、今後10年以内に米欧でX線の大型衛星が上がる見通しはほとんどない。ヨーロッパ宇宙機関は次期大型衛星で実施する分野を2013年11月に決定しX線天文学がえらばれたが、打ち上げられるのは早くても2028年である。米国のX線天文学も、中小型計画は進めつつあるものの、大型計画の見通しはヨーロッパ以上に厳しい状況である。注目すべきは、検討されている大型将来計画がいずれもマイクロカロリメータを軸として考えていることで[17]、X線分光天文学が最も大きな期待を集めていることの表れである。本解説で述べた、銀河団のダイナミクスやWHIMについても、将来ミッションの議論では必ずとりあげられる最重要テーマとなっている。これらの対象をより深くより遠方まで観測することで、宇宙論モデルや大構造の形成過程を厳しく制限するとともに、高エネルギー粒子の生成や、ブラックホール・銀河・銀河団をつなぐフィードバック現象を理解でき、宇宙の進化の本質に迫れると期待されているからである。X線分光観測は、今後10年以上にわたってX線天文学を牽引していくことになるだろう。

マイクロカロリメータを中心にX線天文学の現状と将来

について紹介したが、ここで明らかなように新しい観測技術が登場することが、宇宙の進化の解明に新たな光を当てることにつながってきた。装置開発とそれによる新しいサイエンスの解明というサイクルを回していくためにも、低温技術、半導体技術、データ処理技術などが極限まで要求される。日本のX線天文グループとしてはASTRO-Hを確実に成功させるとともに、それによって本格スタートをきるX線分光天文学を我々の力で推進していきたいと考えている。一方、素粒子のSSC (Superconducting Super Collider) 計画や天文衛星JWST (James Webb Space Telescope) で問題になったように、あまりにも巨額の計画はもはや国レベルではほとんど支えられず、実施まで果てしない時間を要することになる。宇宙は依然としてわれわれに多くの謎をつきつけているので、巨大化一辺倒ではない新しいアイデアで謎の解明に挑戦していきたいと考えている。

本解説を書くにあたり、X線天文学関係者には多くの協力をいただいた。ここに深く感謝する次第である。

参考文献

- [1] 国枝秀世：プラズマ・核融合学会誌 **79**, 377 (2003).
- [2] J.-W. den Herder *et al.*, *Astron. Astrophys.* **365**, L7 (2001).
- [3] K. Makishima *et al.*, *Publ. Astron. Soc. Japan* **53**, 401 (2001).
- [4] J. R. Peterson *et al.*, *Astron. Astrophys.* **590**, 207 (2003).
- [5] T. Takahashi *et al.*, *SPIE* **8443**, 84431Z (2012).
- [6] K. Mitsuda *et al.*, *J. Low Temp. Phys.* **167**, 795 (2012).
- [7] T. Tamura *et al.*, *Astrophys. J.* **705**, L62 (2009).
- [8] E. Churazov *et al.*, *Space Sci. Rev.* **157**, 193 (2010).
- [9] I. Mitsuiishi *et al.*, *Publ. Astron. Soc. Japan* **65**, 44 (2013).
- [10] J. Liu *et al.*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **420**, 3389 (2012).
- [11] E. Branchini *et al.*, *Astrophys. J.* **697**, 328 (2009).
- [12] J. Narayanan *et al.*, *Astrophys. J.* **730**, 15 (2011).
- [13] T. Fang *et al.*, *Astrophys. J.* **714**, 1715 (2010).
- [14] T. Ohashi *et al.*, *SPIE* **8443**, 844319 (2012).
- [15] Y. Takei *et al.*, *Astrophys. J.* **734**, 91 (2011).
- [16] R. Kelley *et al.*, *Publ. Astron. Soc. Japan* **59**, 77 (2007).
- [17] J.-W. den Herder *et al.*, *SPIE* **8443**, 84432B (2012).



おお はし たか や
大橋 隆 哉

首都大学東京理工学研究科物理学専攻教授
1981年東京大学大学院理学系研究科物理学
専攻修了，理学博士。英レスター大学研究
員，日本学術振興会特別研究員，東京大学
理学部助手，東京都立大学助教授，教授を経て2005年の首都
大学東京の発足より現職。銀河・銀河団や銀河間物質のX
線観測研究とマイクロカロリメータなどの検出器開発を行っ
ている。