



すざく衛星を用いたペルセウス銀河団

外縁部の重元素組成比の測定

上田周太郎、林田清、中嶋大、薙野稜、常深博（大阪大学）

ビッグバンによる元素合成ではリチウムまでしか生成されず、重元素は全て恒星内部で生成される。酸素やネオン、マグネシウムなどは重力崩壊型超新星爆発（Type II SNe）により、鉄などは核暴走型超新星爆発（Type Ia SNe）により生成される。銀河団は宇宙最大の自己重力系であり、温度数千万～1億度の高温ガス（ICM）で満ちている。ICM中の重元素は、すべてその銀河団内の銀河から供給されている。そのため高温ガスの各元素ごとの重元素組成比を比較することで、銀河団の化学進化を解き明かすことができる。過去のX線衛星は、銀河団の中の明るい中心領域を集中的に観測し、温度や密度、重元素量を明らかにしてきた。cD銀河を持つ銀河団は中心で鉄が増えており、Type Ia SNeの寄与が大きいことを示唆している。

近年、特に低い非X線バックグラウンドでかつその再現性に優れたすざく衛星を用いて、銀河団のビリアル半径を超えるまでの外縁部の観測が行われつつある（Simionescu et al. 第12回宇宙科学シンポジウムなど）。それらによれば、鉄は ~ 0.3 solarで外縁部まで分布している。しかし今日まで外縁部にて、鉄以外の測定は行われていない。我々は、2009年から2011年にかけてすざく衛星が行ったペルセウス銀河団の大規模観測データを利用し、ペルセウス銀河団の中心から $60'$ ($\sim 0.8 r_{200}$)までの高温ガスの、酸素をはじめとする各元素の重元素組成比を測定した。本講演ではこれらを詳述する。

銀河団の化学進化 - 原初ガスの重元素汚染 -

宇宙に存在する重元素は Big Bang では生成されず、恒星内部で生成される。比較的軽い重元素である酸素、ネオン、マグネシウム（以下 O, Ne, Mg）は主に $8 M_{\odot}$ ($M_{\odot}$: 太陽質量) 以上の恒星内部で生成され、質量重力崩壊型超新星爆発（SNe II）により拡散される。一方、シリコン、硫黄、鉄（以下 Si, S, Fe）などは Type Ia 型超新星爆発（SNe Ia）により生成される。両者で生成の時期が異なり、O などは starburst が活発に起きていた $z = 2 \sim 3$ に大量に生成され [1]、Fe などは銀河団の進化の中で徐々に生成されていったと考えられている。そのため銀河団を満たす高温ガス（Intracluster medium: ICM）中の重元素の組成比を測定することで、銀河団の化学進化を解き明かすことができる。

ペルセウス銀河団外縁部の解析

我々はペルセウス銀河団の外縁部での重元素の空間分布を調べるため、 $10' - 60'$ の範囲を $10'$ 刻みでスペクトルを取得した（region B～F）。中心に近い領域（A: $8' - 12'$, A': $12' - 18'$ ）も解析した。宇宙X線背景放射（Cosmic X-ray background: CXB）と天の川銀河起源のX線放射は、ペルセウス銀河団最外縁部から取得したデータから再現したモデルを使用している。

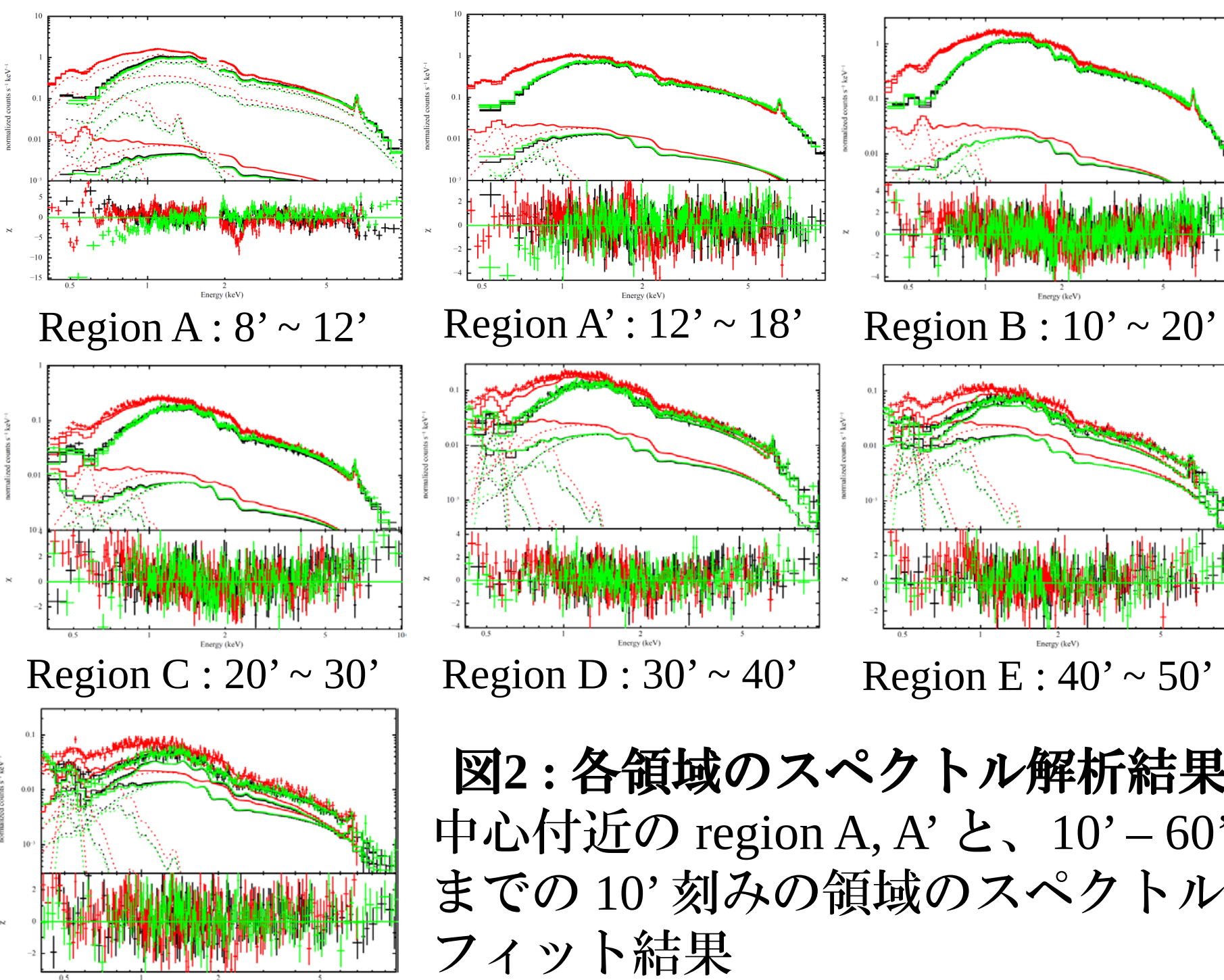


図2: 各領域のスペクトル解析結果
中心付近の region A, A' と、 $10' - 60'$ までの $10'$ 刻みの領域のスペクトルフィット結果

Region F: $50' \sim 60'$

中心部に近い A のみ2温度の熱的放射成分とべき関数成分が必要だが、A', B～F は1温度モデルで再現できる。Region A で特に顕著だが、コンタミモデルの不定性の影響が 1keV 以下で現れる。

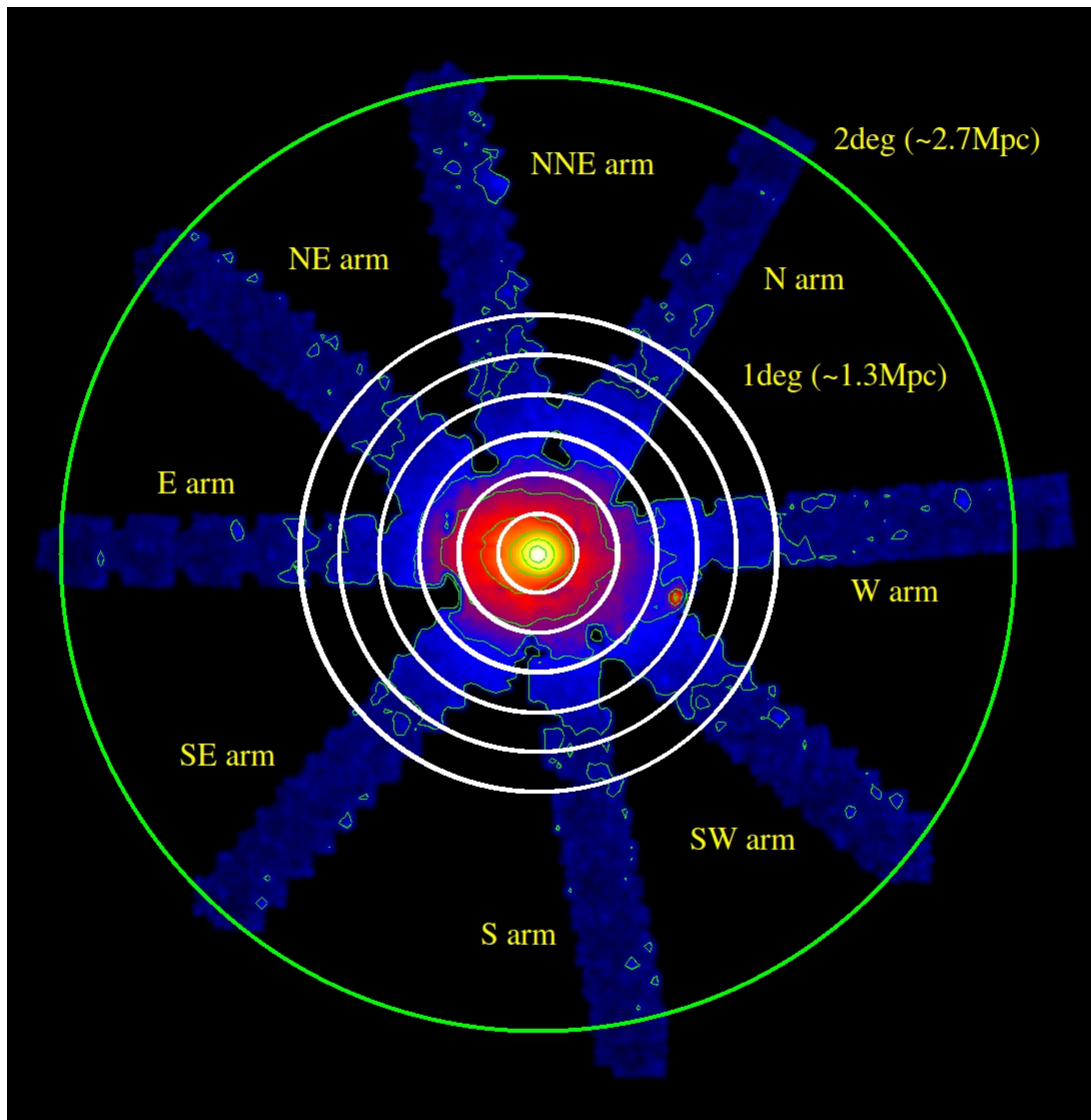


図1: すざく衛星によるペルセウス銀河団のX線イメージ
白の円が $10' \sim 60'$ までの $10'$ ごとの円環を示す。外側の円は半径 2° を示す。 $60'$ はおよそ 1.3 Mpc で $\sim 0.8 r_{200}$ である。中央右下にある IC 310 は解析の際除去している。

すざく衛星によるペルセウス銀河団の大規模観測と初期成果

ペルセウス銀河団は地球からおおよそ 77 Mpc にある、最も近傍に位置する銀河団の1つで、X線で最も明るい銀河団である。ペルセウス銀河団の中心をすざく衛星は 600 ks 以上観測している。これらの観測データを用いて Cr, Mn といったレアメタルの輝線が検出されるなど [2]、すざく衛星搭載X線CCDカメラ（X-ray Imaging Spectrometer: XIS, [3]）が優れた成果を挙げている。

2009年から2011年にかけて、ペルセウス銀河団の大規模マッピング観測が行われた（PI: S. W. Allen）。図1に示すように、中心から 2° を超える領域まで観測されている。これらの観測データを用いてペルセウス銀河団を満たす ICM の温度、密度、金属量がすでに測定されている（e.g. [4], [5], [6]）。これらによると、ペルセウス銀河団の力学質量は $M_{200} = 6.7 \times 10^{14} M_{\odot}$ で、ビリアル半径は $r_{200} = 1.79$ Mpc である。

ビリアル半径より外側の解析

我々はペルセウス銀河団のビリアル半径（1.79 Mpc, $\sim 85'$ ）より外側の領域のデータを用いて、CXB と銀河成分の解析を行った。ROSAT の PSPC ポイントソースカタログに記載のある点源および、点源に見える領域は解析時に除去している。

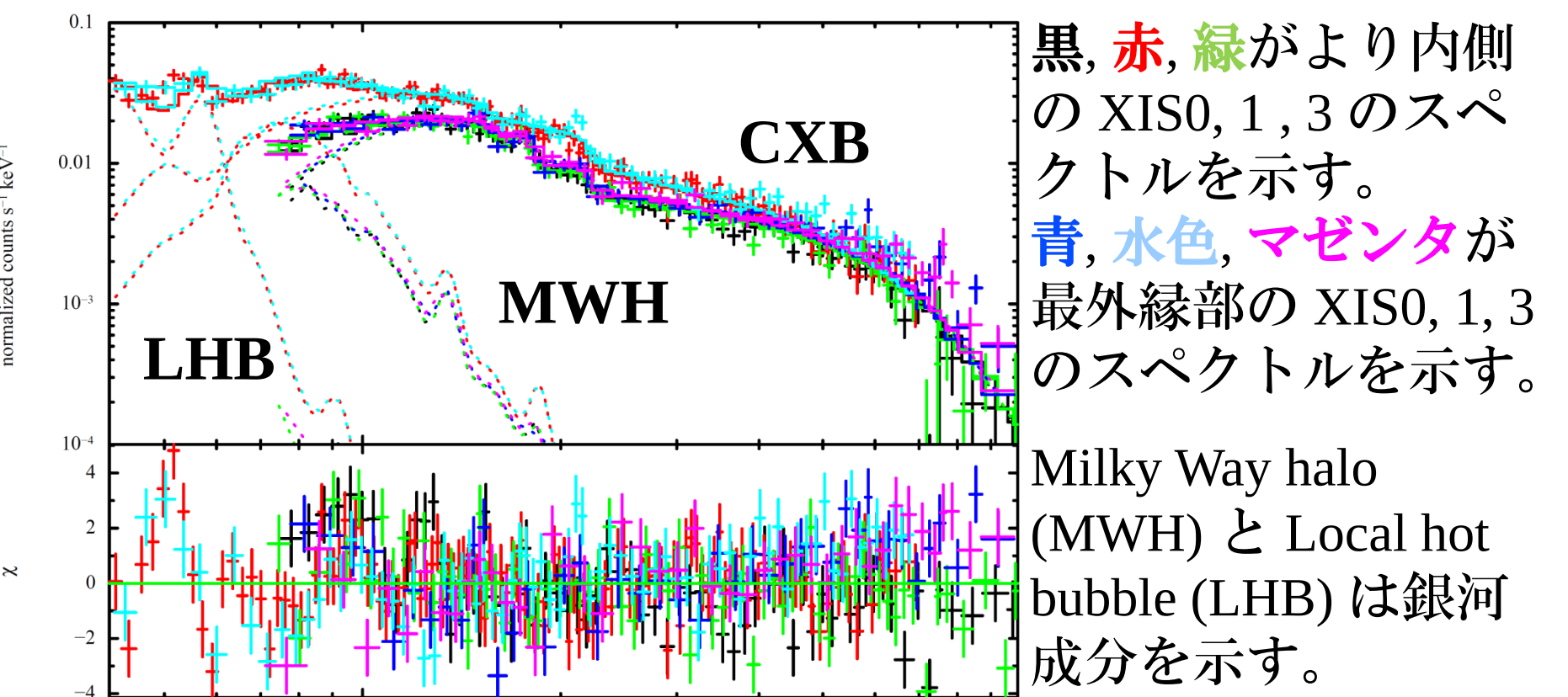


図3: 最外縁部とより内側（ビリアル半径より外側）から取得したスペクトル (Red- $\chi^2 = 844/459$)

両領域を同時フィットし、べき関数成分と2温度の熱的成分で再現できた。1 keV 以下の銀河成分が支配的となる帯域では、両スペクトルで同じ強度を示している。これはおよそ半径 2° の空間で放射が一樣であることを意味する。

パラメータ	フィット結果	
CXB の Γ	1.55 +/- 0.02	CXB の flux は[7] の結果と一致している。
CXB の flux (*)	1.99 +0.06/-0.05	$* 10^{-11}$ ergs cm $^{-2}$ s $^{-1}$ deg $^{-2}$
kT _{MWH} [keV]	0.29 +/- 0.02	
kT _{LHB} [keV]	0.065 +0.005/-0.007	

重元素の空間分布

今回の解析で得た各元素の abundance と中心部の結果[2]を図4に示す。赤が外縁部（B～F）の、青が中心部に近い領域（A, A'）、黒が中心部の結果である。Si と S については Si K-edge, Au M-edge の不定性を考慮した結果も上限値として示す。Si, S, Fe は外縁部で一定の分布を示し、中心部から緩やかに減少していく傾向が見えている。O, Ne, Mg も外縁部では一定だが、Mg は中心から一定である[11]。

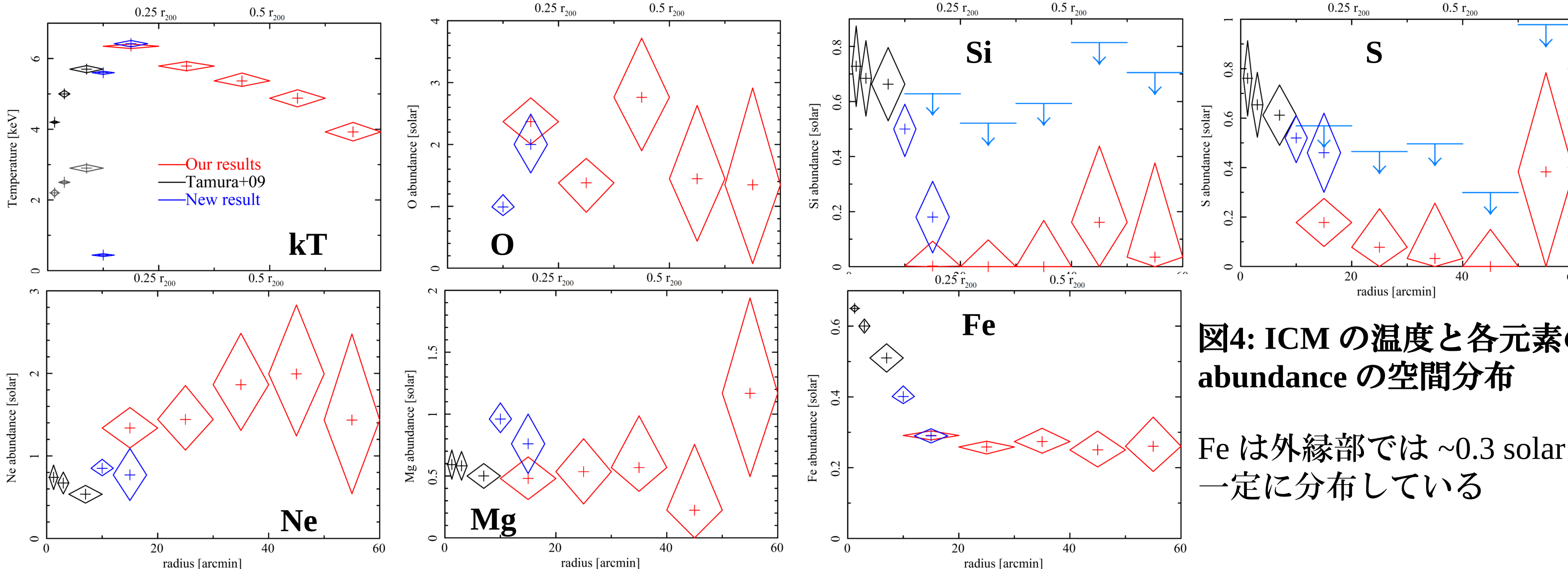


図4: ICM の温度と各元素の abundance の空間分布

Fe は外縁部では ~ 0.3 solar で一定に分布している

重元素の個数比

Fe = 1 とした場合の各元素の個数比を図5に示す。SNe II は [8]、SNe Ia は [9] から計算した。SNe II は Salpeter initial mass function (IMF) を仮定し、[10] による SNe Ia と SNe II の比を 1 : 3.5 と仮定した場合、全元素が 1solar の場合の個数比も同時に示す。外縁部は Salpeter IMF の個数比とほぼ等しい値を示す。

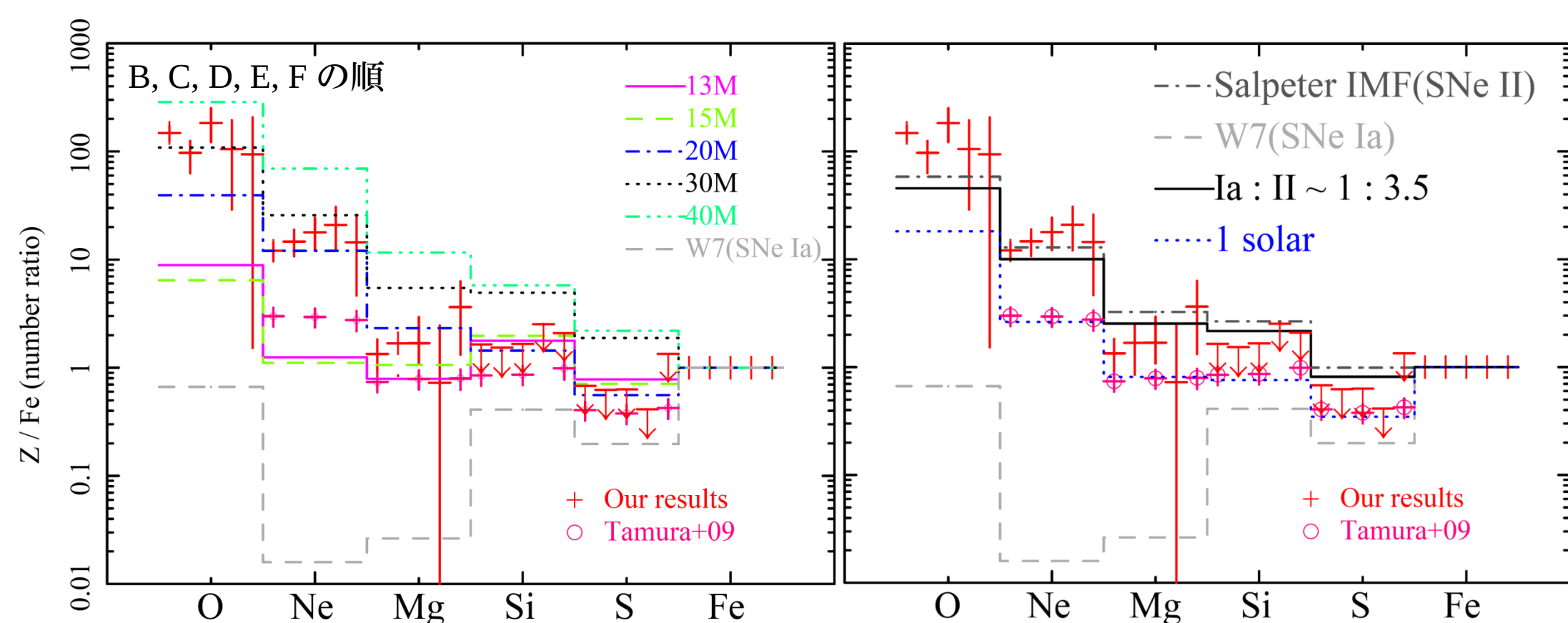


図5: 各元素ごとの個数比

左が SNe II の各質量ごとの個数比で、右がそれを Salpeter IMF で重み付けしたもの。SNe Ia は W7モデル[9]を採用した。

まとめと今後の展望

我々は、2009年から2011年にかけてすざく衛星を用いて行われたペルセウス銀河団の大規模観測データを利用し、ペルセウス銀河団外縁部の重元素組成比の測定を行った。その結果、外縁部の重元素の abundance は一定に分布していることが判明した。図4に示すように Fe は ~ 0.3 solar で一定である。図5に示すように、外縁部の重元素の個数比は SNe II と同様の振る舞いをしており、O, Ne, Mg は Salpeter IMF を仮定した値とほぼ同じである。中心部のデータは全元素が同じ abundance の場合と同じ個数比であり、Ne, Mg で外縁部との違いが顕著にみられる。今後はコンタミの不定性を考慮した解析を行い、中心部の O の abundance の測定を行う。

参考文献

- [1] Kobayashi, C., et al. 2007, MNRAS, **376**, 1465
- [2] Tamura, T., et al. 2009, ApJ, **705**, L62
- [3] Koyama, K., et al. 2007, PASJ, **59**, 23

- [4] Simionescu, A., et al. 2011, Science, **331**, 1576
- [5] Simionescu, A., et al. 2012, ApJ, **757**, 182
- [6] Simionescu, A., et al. 2012, 第12回宇宙科学シンポジウム
- [7] Moretti, A., et al. 2009, A&A, **493**, 501

- [8] Nomoto, K., et al. 2006, Nucl. Phys. A., **777**, 424
- [9] Iwamoto, K., et al. 1999, ApJS, **125**, 439
- [10] Sato, K., et al. 2007, ApJ, **667**, L41
- [11] Ueda, S., et al. 2012, AN in press, arXiv:1211.4712