
「すざく」衛星のX線観測による銀河群・銀河団の 温度と重元素量の研究

X-ray Study of Temperature and Metallicity
in Groups and Clusters of Galaxies with *Suzaku*

東京都立大学大学院 理学研究科 物理学専攻
宇宙物理実験研究室
佐藤 浩介

本講演の内容

1. 銀河群・銀河団とは？
2. 「すざく」衛星について
3. 観測した銀河群・銀河団
4. データ解析方法
5. 温度分布と重元素分布
6. 議論
7. まとめ

1. 銀河群・銀河団とは？

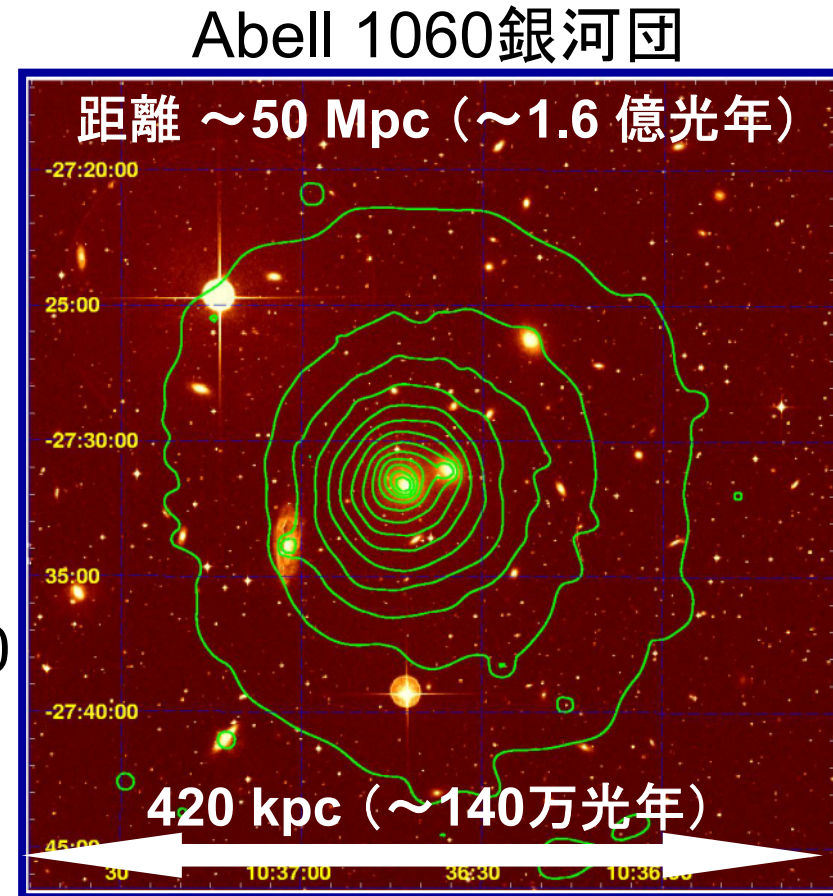
可視光：数～数10個（銀河群）
数十～数千個（銀河団）
の銀河の集まり

X線：～2千万度（銀河群）
2千万～1億度（銀河団）
の高温ガス

系内の質量比

銀河：高温ガス：暗黒物質 = 1 : 5 : 30

銀河（星）⇒ 可視光
高温ガス ⇒ X線 } 直接観測可能

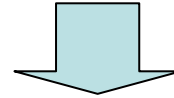


Hayakawa (2006)

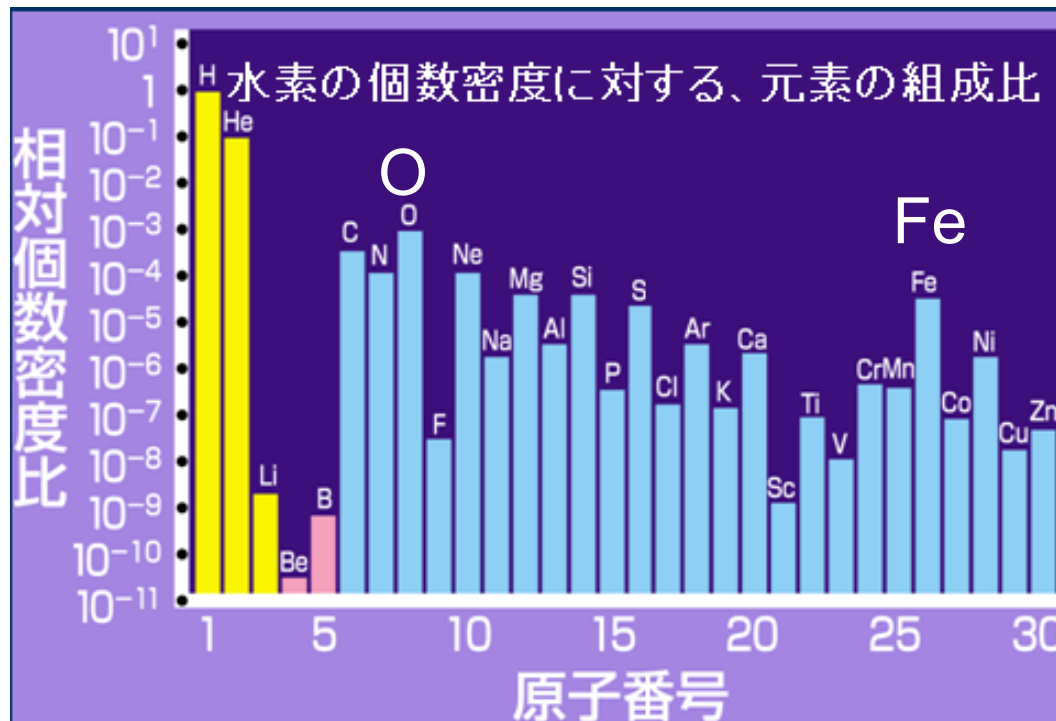
宇宙年齢をかけて進化してきた宇宙最大のシステム
⇒ビッグバン以降に作られた元素を閉じ込めている

重元素量研究の意義 I

軽元素(H～Be): ビッグバン後の宇宙初期に生成
重元素(C～) : 星と超新星爆発で生成



銀河群・銀河団中の高温ガスに含まれる重元素量
とその分布は過去の星・超新星の活動の歴史を記録



- 鉄は安定な物質でX線での観測も比較的容易
- 酸素は水素、ヘリウムに次いで3番目に多い元素(質量比で約1%)

銀河群・銀河団の化学
進化で酸素は重要

重元素量研究の意義 II

重元素合成

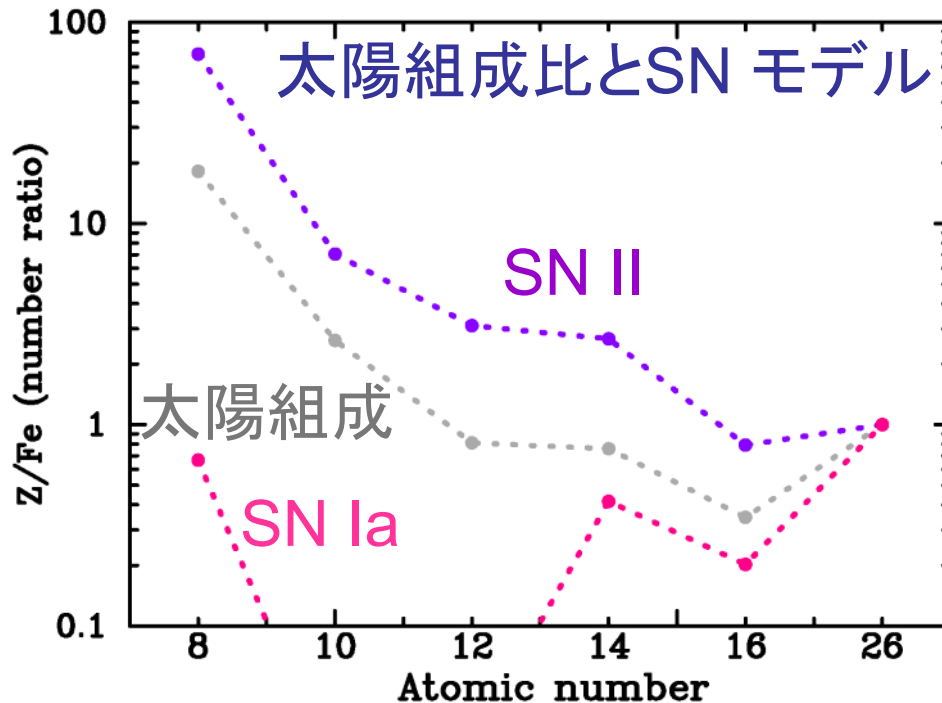
II型超新星爆発(SN II): $8 M_{\odot}$ 以上の大質量星の爆発

O, Ne, Mg, Si, Sなどを主に合成

Ia型超新星爆発(SN Ia): 連星中の白色矮星での爆発

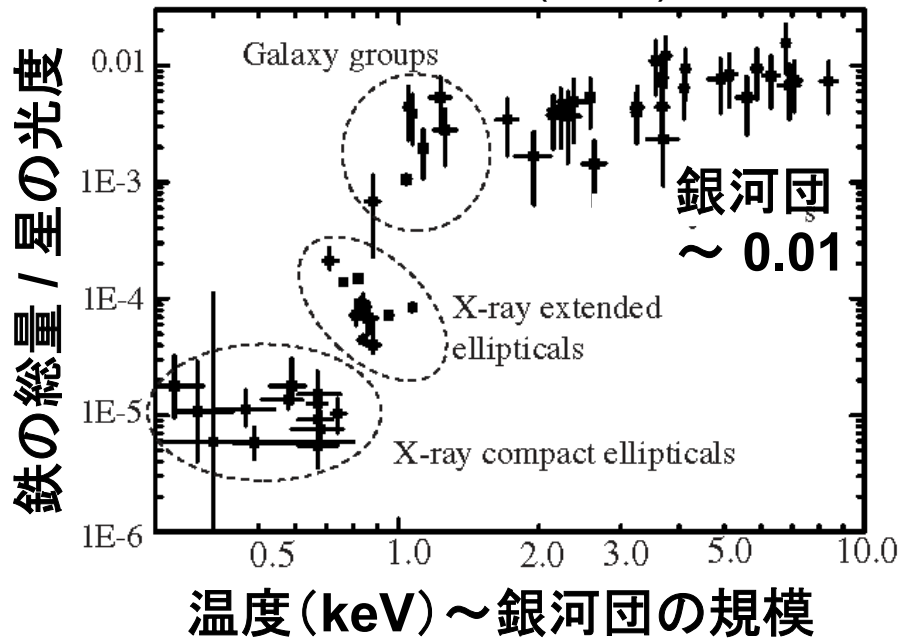
Fe, Niを主に合成

重元素量比 $\Rightarrow$ これまでの**SN Ia / SN II** 比を反映

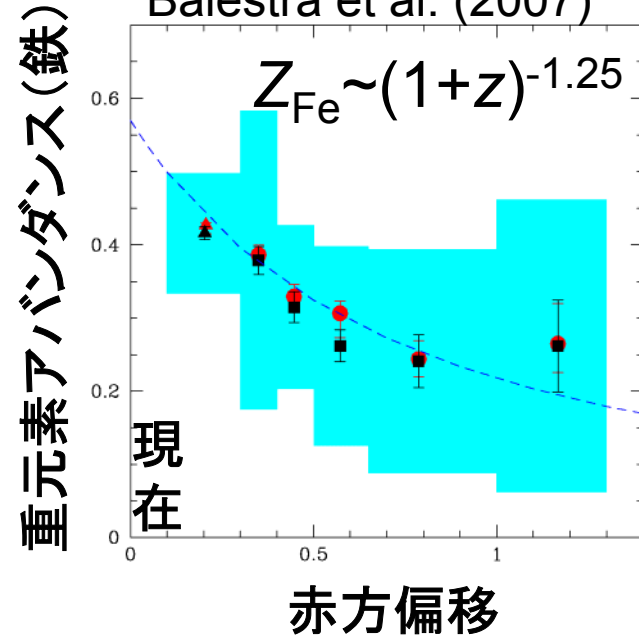


これまでの結果

Makishima et al. (2001)



Balestra et al. (2007)



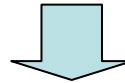
- 重元素量と星の明るさの比が系の大きさに相関
⇒ 閉じ込め効率の違い (小さな系は重元素を逃がした)
- 鉄は $z \sim 1$ から現在にかけて増加の兆候
- 鉄以外の元素の情報はきわめて乏しい。

銀河群・銀河団の化学進化の理解には、多くの元素の系全体での分布の把握が必要

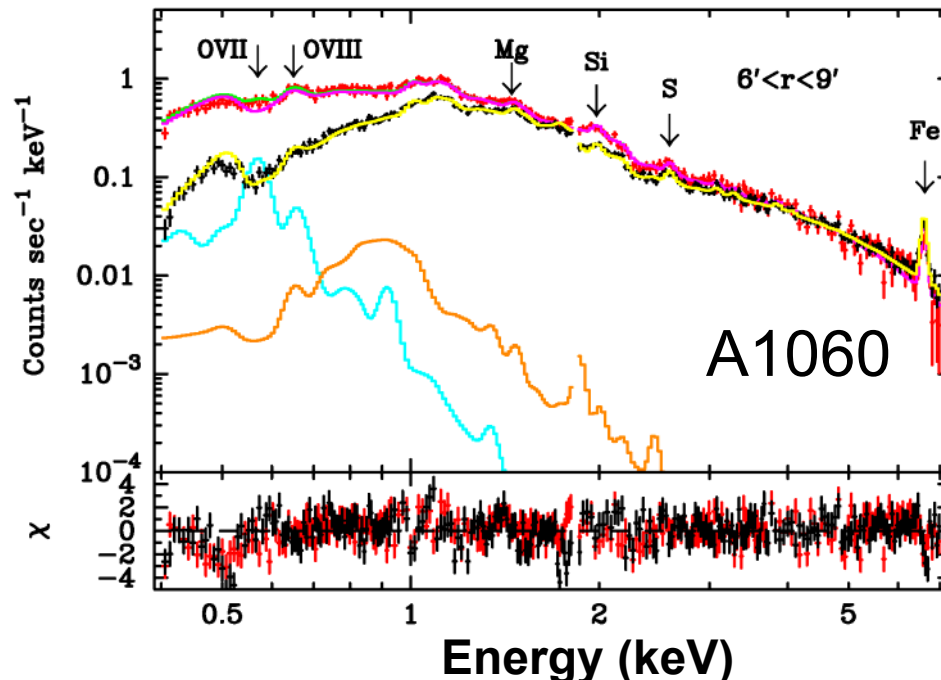
本研究の目的

近傍 ($z < 0.2$) の銀河群・銀河団のO, Ne, Mg, Si, S, Fe
の主要なすべての重元素量とその分布を決定

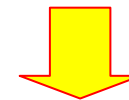
⇒ これまで鉄中心の議論であった元素生成・拡散の
プロセスに、より強い制限



「すざく」衛星を用いることで初めて可能



「すざく」衛星で
観測されたスペクトル



各重元素からの輝線
をはっきりと検出

本講演の内容

1. 銀河群・銀河団とは？
2. 「すざく」衛星について
3. 観測した銀河群・銀河団
4. データ解析方法
5. 温度分布と重元素分布
6. 議論
7. まとめ

2. 「すざく」衛星

参加機関: JAXA、**東京都立大**、東京大、京都大、名古屋大、大阪大、立教大、愛媛大、広島大、埼玉大、金沢大、青山学院大、岩手大、宮崎大、中央大、神戸大、東工大、日本大、東京理科大、日本福祉大、理研、ぐんま天文台、NASA/GSFC, Wisconsin U., MIT, Cambridge U., Leicester U., Olin U. MaxPlank Inst., ESA, Hawaii U., Rutgers U., Columbia U., Penn State U.

2005年7月に打ち上げられた
日本で5番目のX線天文衛星



カロリメータ
チームの補助

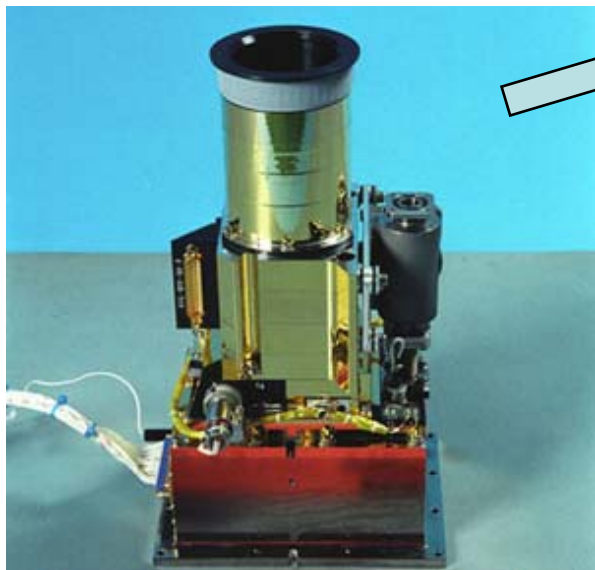
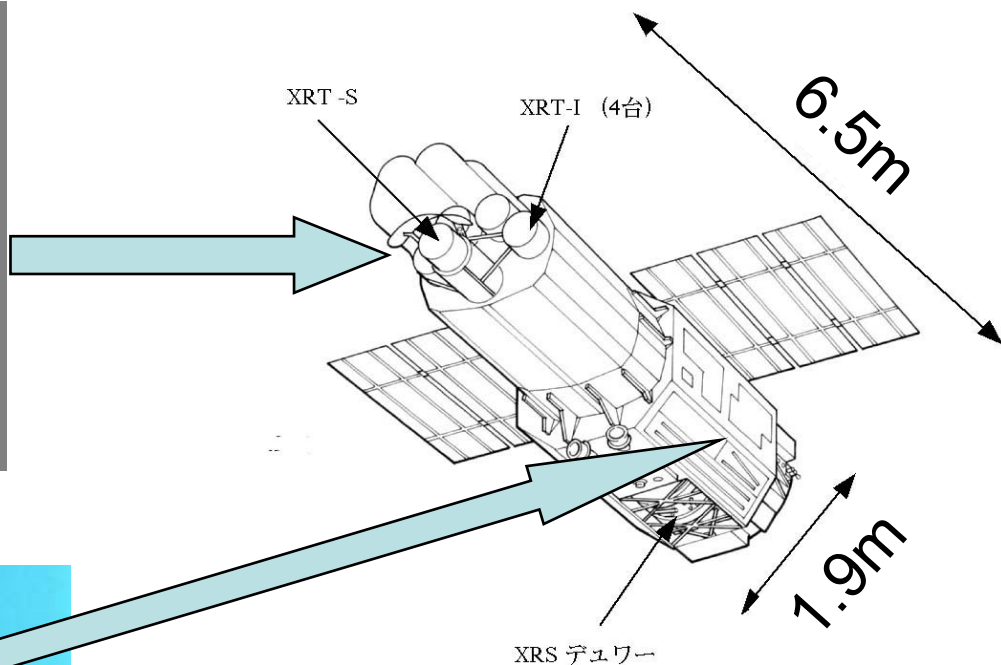
CCD検出器の
応答関数作成
に寄与

衛星の運用を
担当

「すざく」衛星



X線望遠鏡

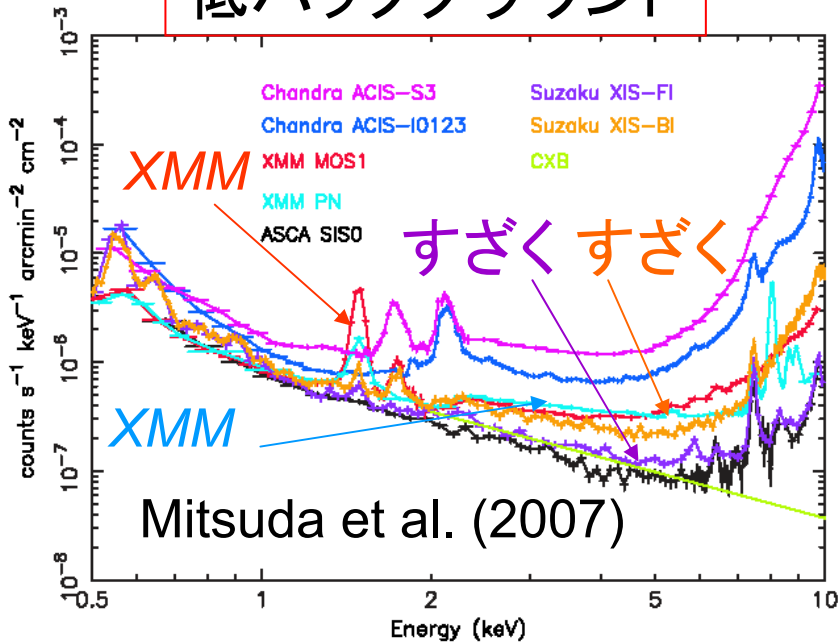


X線CCD検出器

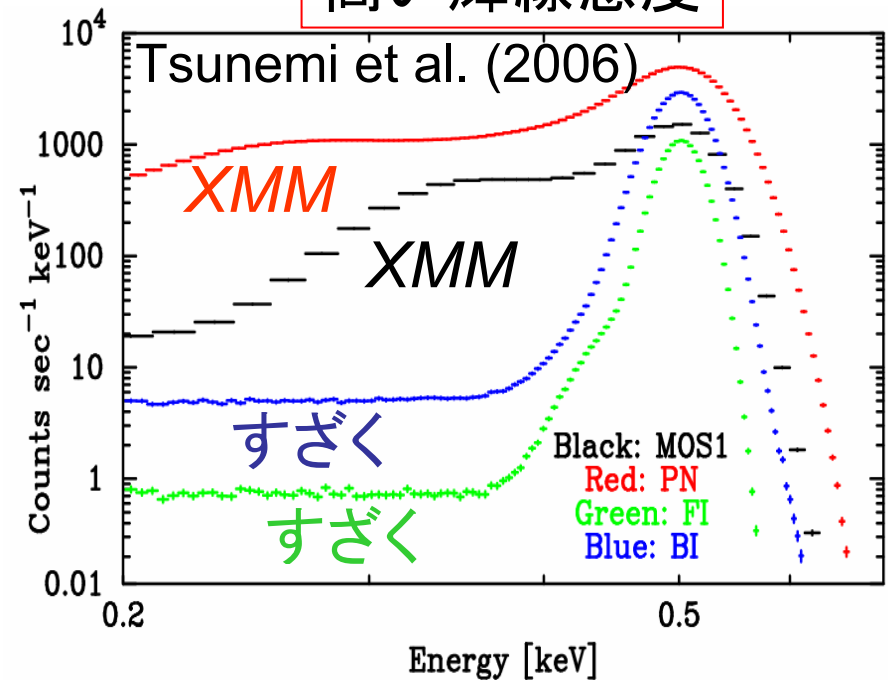
照射方式	前面(FI) 3台	背面(BI) 1台
視野	17.8' × 17.8'	
角分解能	2' (HPD)	
分光能力	~ 130 eV @ 5.9 keV	
有効帯域	0.4-12 keV	0.2-12 keV
有効面積	340 cm ² @1.5 keV	370 cm ² @1.5 keV

「すざく」衛星の特長

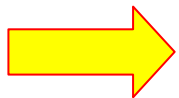
低バックグラウンド



高い輝線感度



- ✓ 低軌道衛星のため実現した**低バックグラウンドレベル**と、**バックグラウンドのよい再現性**($\sim 5\%$)
- ✓ 特に $\sim 1 \text{ keV}$ 以下での**高い輝線感度**



銀河群・銀河団のような広がった天体の観測に最適

本研究で広がった天体の標準的な解析方法を確立

本講演の内容

1. 銀河群・銀河団とは？
2. 「すざく」衛星について
3. 観測した銀河群・銀河団
4. データ解析方法
5. 温度分布と重元素分布
6. 議論
7. まとめ

選択した銀河群・銀河団

これまで「すざく」衛星で観測された中で近傍で明るい天体で酸素が見える程度に低温(~ 4 keV)なものを選択

天体	赤方偏移	距離(Mpc)	r_{180} (Mpc)	温度(keV)
A1060	0.014	49.3	1.53	~ 3.0
AWM7	0.01724	74.9	1.65	~ 3.5
HCG62	0.0145	62.8	1.08	~ 1.5
NGC507	0.01646	71.4	1.08	~ 1.5
NGC720	0.005821	25.1	0.65	~ 0.55

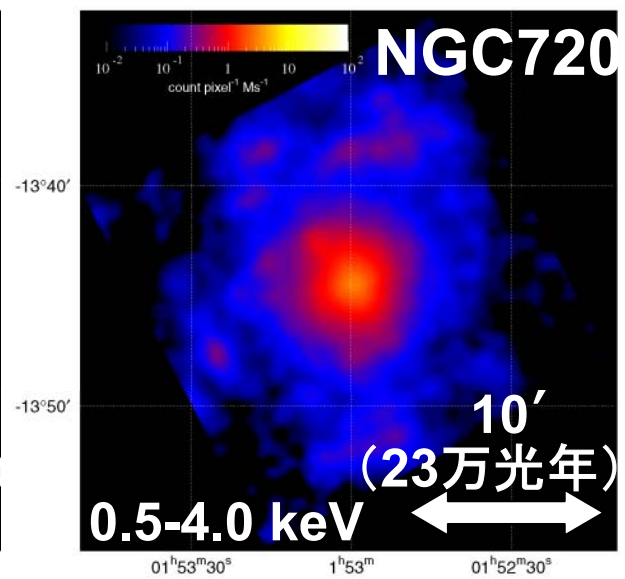
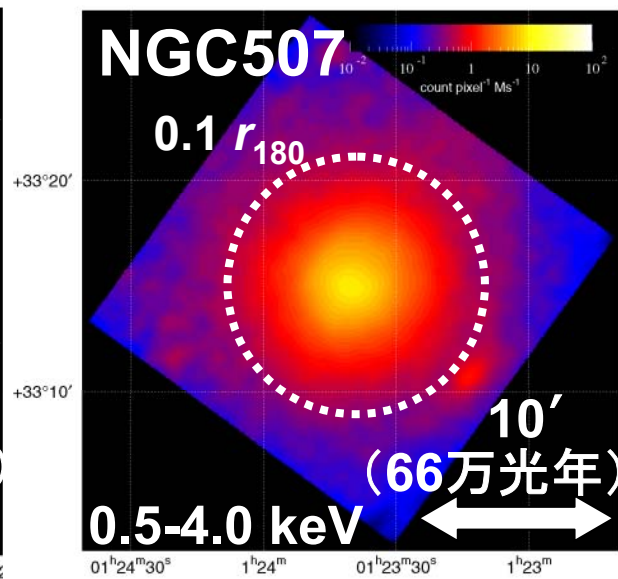
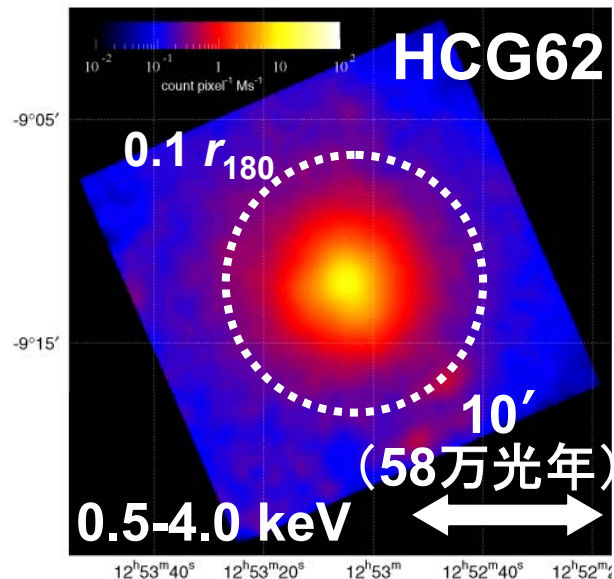
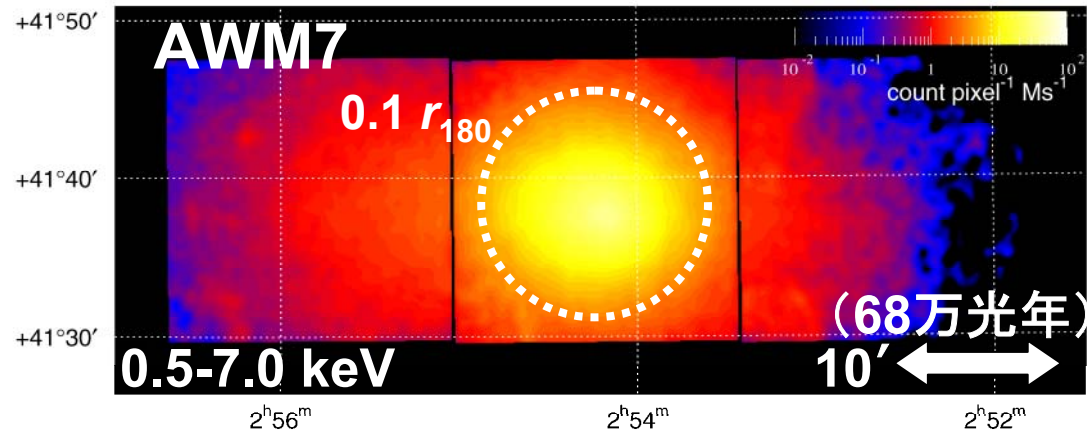
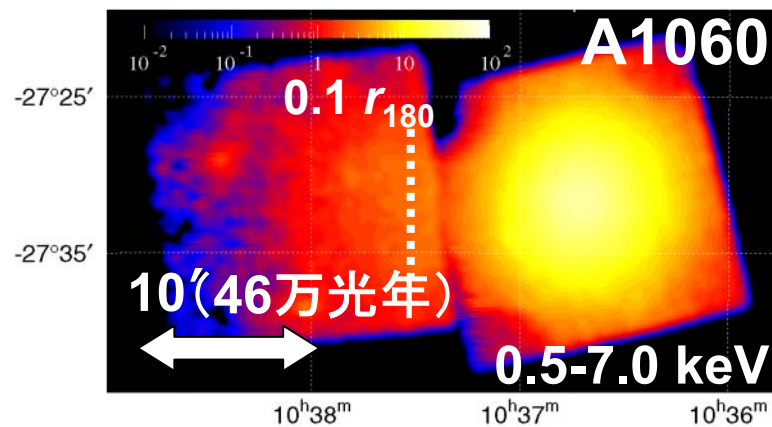
楕円銀河 $\sim$ 銀河群 $\sim$ 銀河団 にわたるサンプル
(~ 0.55 keV) (~ 1.5 keV) (~ 4.0 keV)

r_{180} (ビリアル半径): 銀河団の質量密度が臨界密度の180倍
(=ビリアル平衡に達している)半径

$$r_{180} = 1.95 h_{100}^{-1} \sqrt{k\langle T \rangle / 10 \text{ keV}} \text{ Mpc (Markevitch et al. 1998)}$$

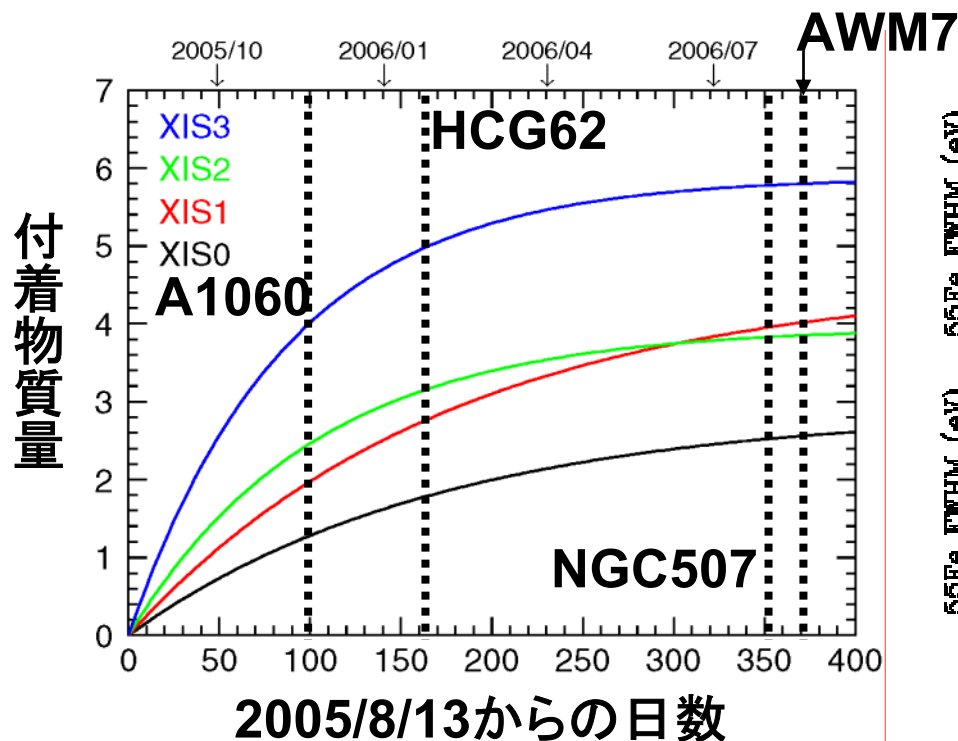
「すざく」で観測された各天体のX線イメージ

- ✓ $\sigma = 16''$ のガウシアンでスムージング & 観測時間補正済み。
- ✓ 宇宙X線背景放射、非X線放射バックグラウンドは引いてある(次章参照)。

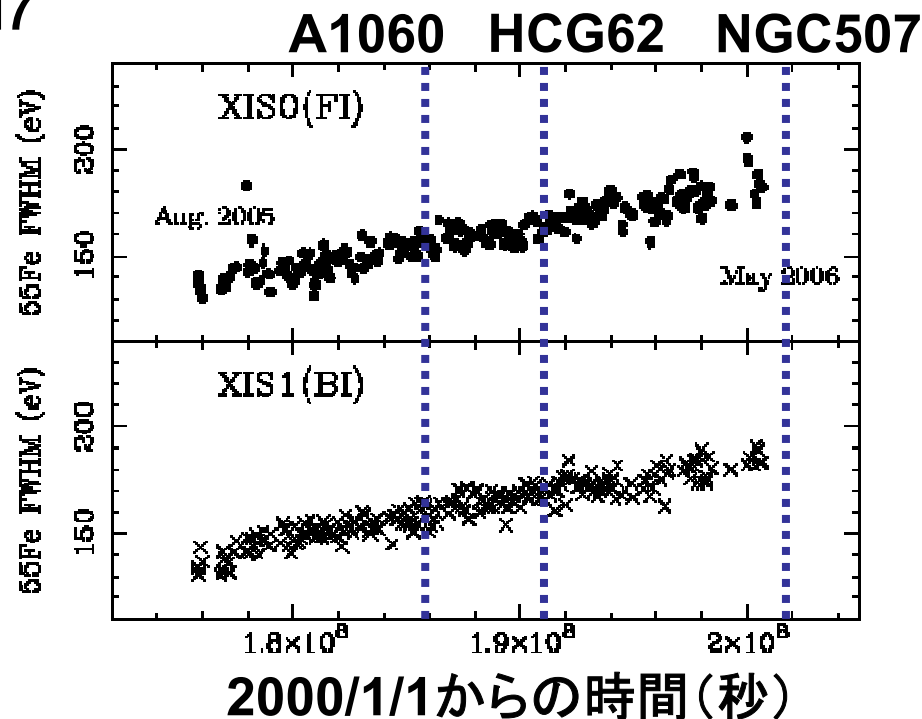


「すざく」での観測情報

X線CCD検出器に付着した物質質量



X線CCD検出器の分解能の劣化



- X線CCD検出器上に付着した物質質量によって ~ 1 keV以下の透過率が変化 $\Rightarrow$ 系統誤差の評価に重要
- 軌道上の宇宙線の影響で分解能は時間ともに劣化

本講演の内容

1. 銀河群・銀河団とは？
2. 「すざく」衛星について
3. 観測した銀河群・銀河団
4. データ解析方法
5. 温度分布と重元素分布
6. 議論
7. まとめ

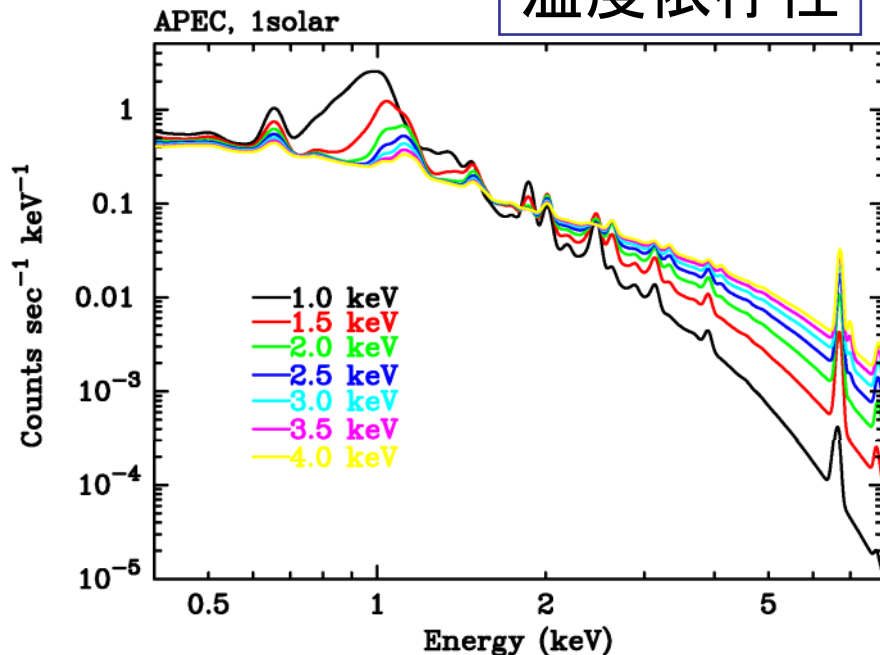
X線エネルギースペクトル解析

スペクトル解析から温度と重元素量を求める。

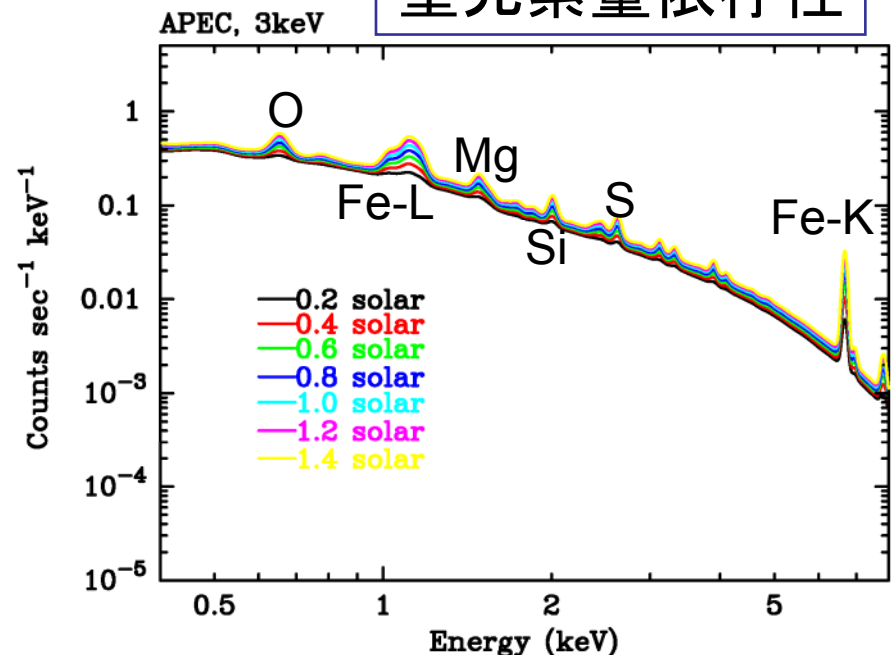
- 熱制動放射 $\Rightarrow$ 温度
- 輝線強度比 $\Rightarrow$ 重元素量 (O, Ne, Mg, Si, S, Fe を個別に決定)

太陽組成比は Anders & Grevesse (1989) を仮定

温度依存性



重元素量依存性

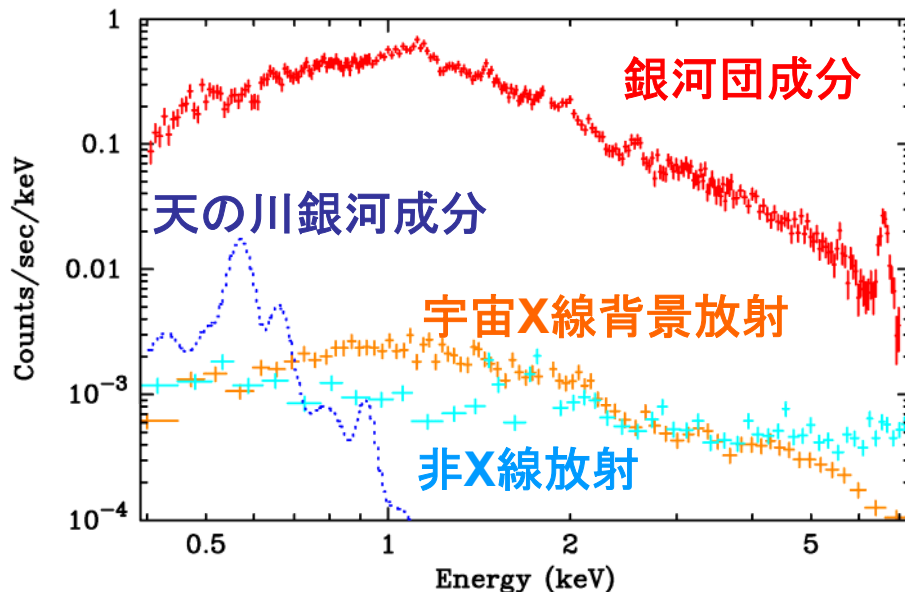


観測されるスペクトルの内訳

スペクトル

空間構造

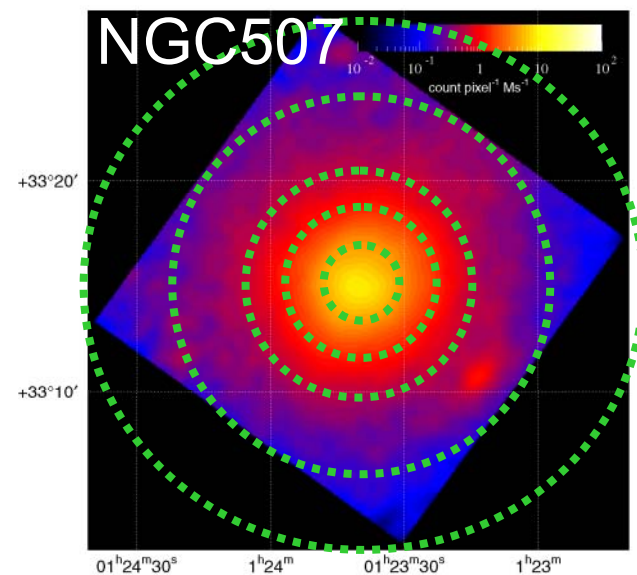
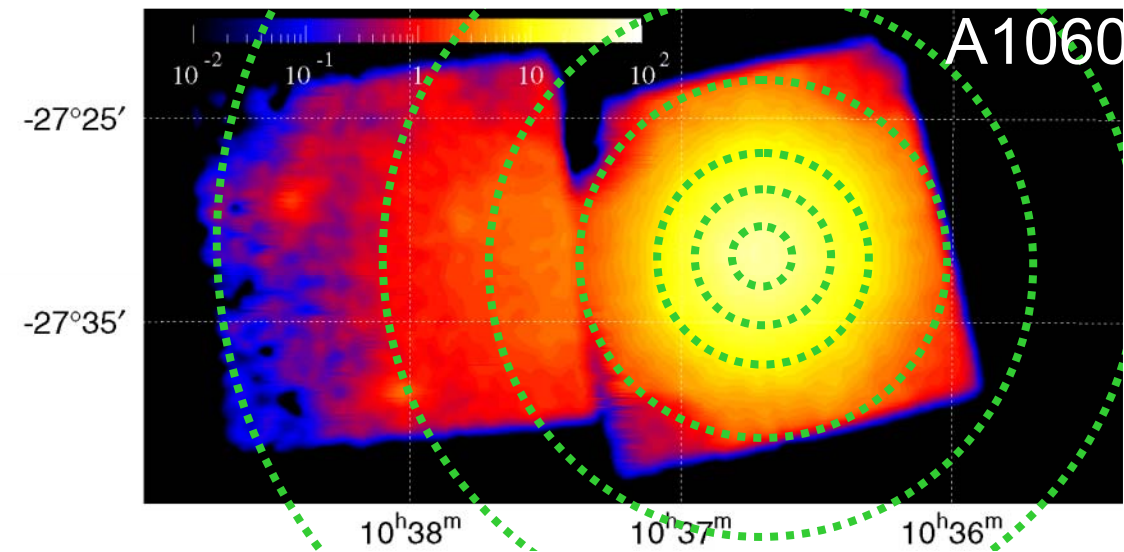
- ✓ 銀河群・銀河団成分 $\sim 1\text{-}4\text{ keV}$ のプラズマ輻射 β モデル
- ✓ X線バックグラウンド
 - 宇宙X線背景放射 $\Gamma = 1.4$ のべき関数
 - 天の川銀河成分 $0.1\text{-}0.2\text{ keV}$ のプラズマ輻射 } 視野内で一様
- ✓ 非X線放射 (検出器起源)  酸素のアバンダンス決定に影響



宇宙X線背景放射 (CXB)
⇒ 過去の観測結果から評価
非X線放射 (NXB)
⇒ 夜地球観測データから推測

銀河群・銀河団成分と
天の川銀河成分を合わせて
スペクトルモデルで解析

半径分布



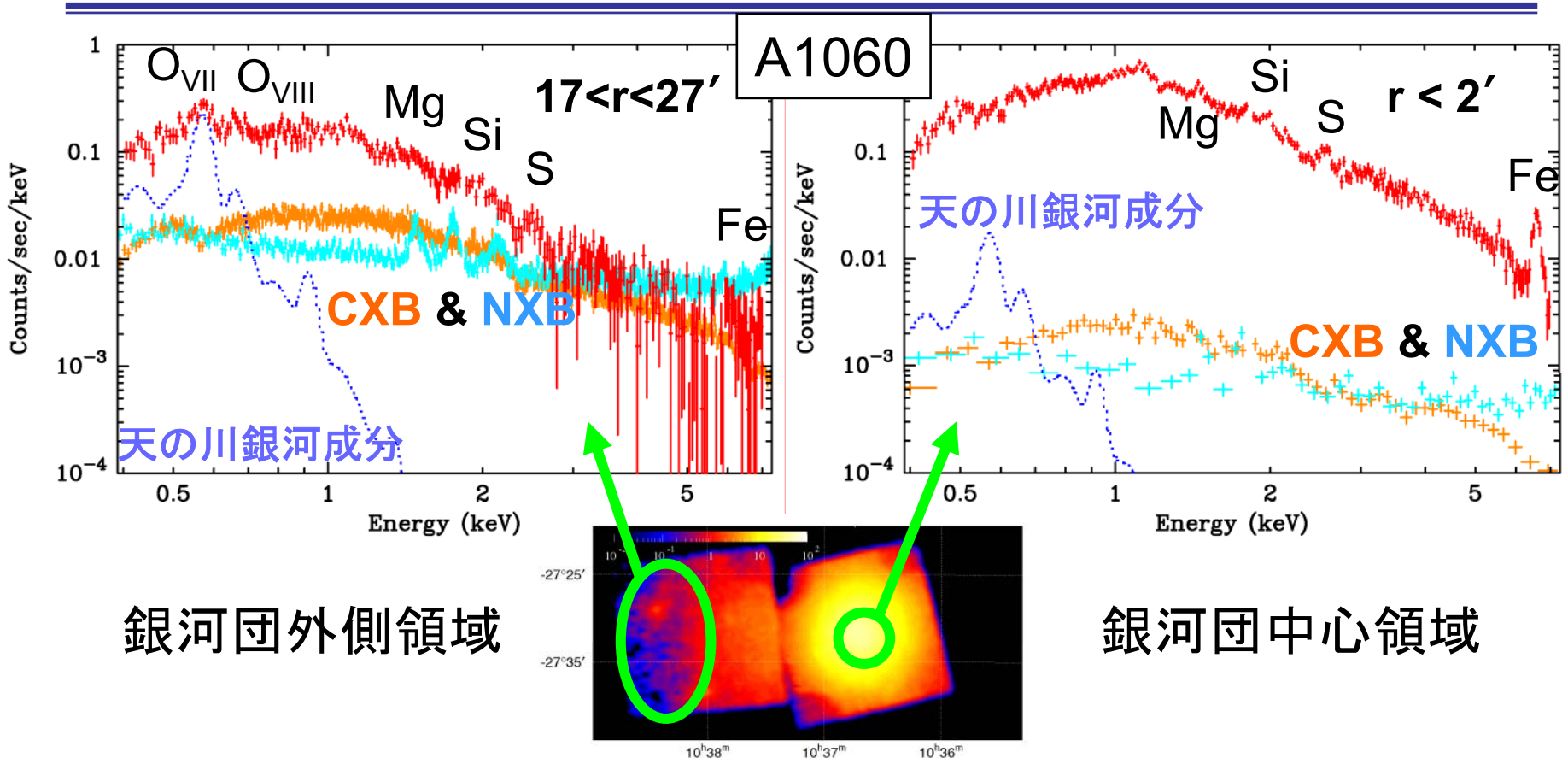
観測中心から円環状に分割

銀河団(7領域): 0-2' 2-4' 4-6' 6-9' 9-13' 13-17' 17-27'

銀河群(5領域): 0-2' 2-4' 4-6' 6-9' 9-13'

- 観測ごとに望遠鏡＋検出器の応答関数を作成し、これをスペクトルモデルにかけたものを観測データと比較
⇒ **スペクトルフィット**
- 検出器上の系統誤差は応答関数で考慮
⇒ **フィットによる誤差はX線光子の統計誤差のみ考慮**

スペクトルの半径依存性



外側の表面輝度の暗い領域では、酸素輝線は天の川成分と区別が困難 $\Rightarrow$ 酸素の評価に注意が必要 (Sato et al. 2007)

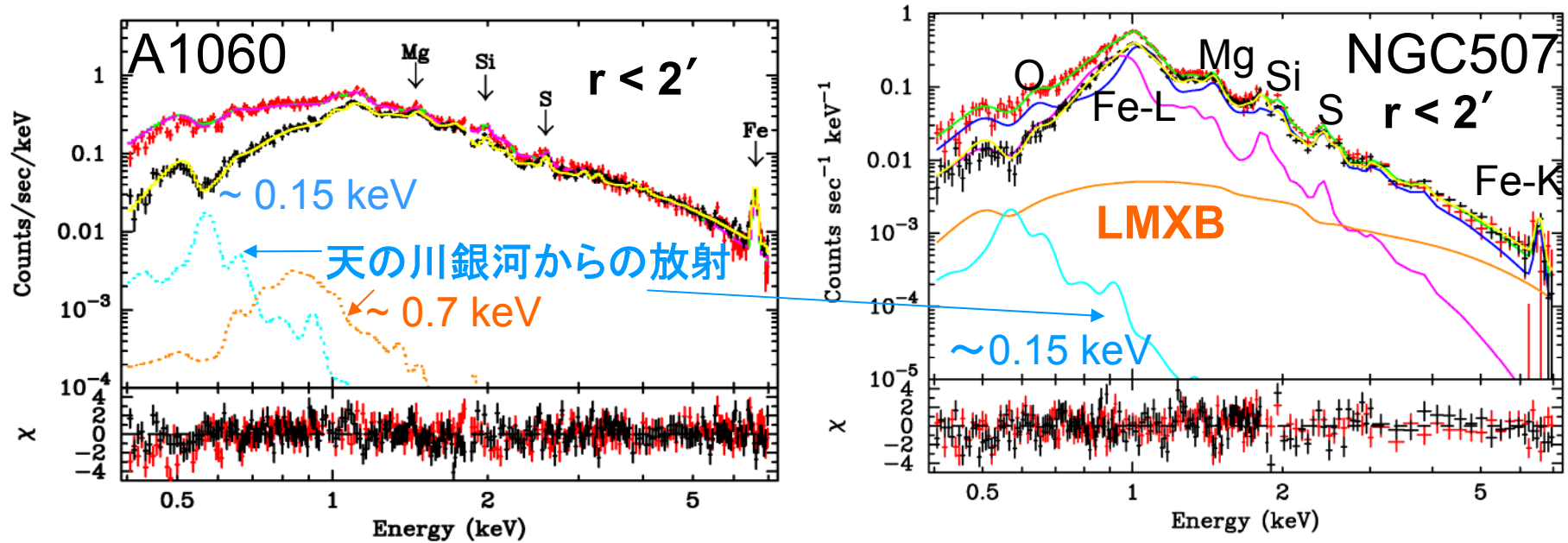
円環ごとのスペクトル解析から温度・重元素の半径分布を決定

スペクトルフィットのモデル

光学的に薄いプラズマからの放射として、APECモデルを使用

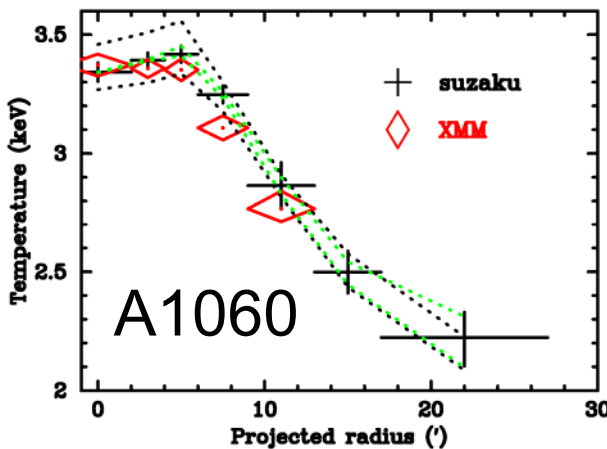
銀河団：銀河団からのプラズマ放射(1成分)
＋天の川銀河からの放射
銀河群：銀河群からのプラズマ放射(2成分)
＋低質量連星成分(LMXB)
＋天の川銀河からの放射

⇒各領域での温度とアバンダンスを決定

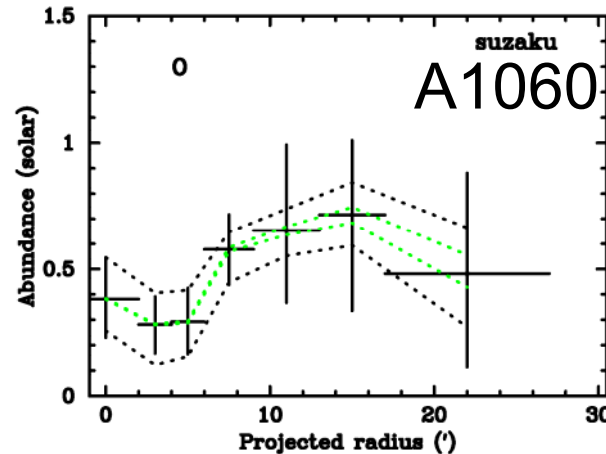


スペクトル解析の結果の例：A1060

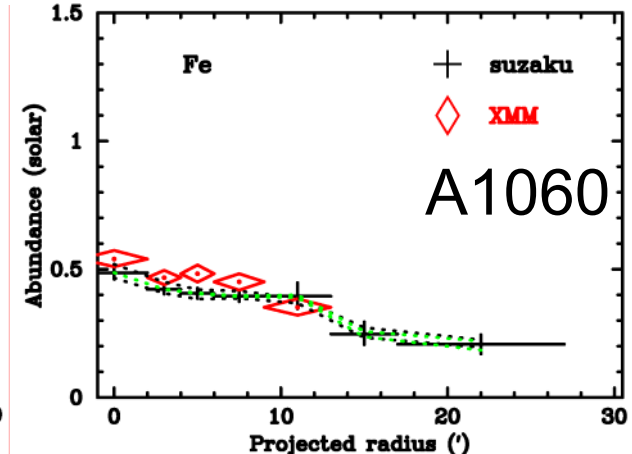
温度分布



酸素分布



鉄分布



実際に求まった温度・重元素分布

XMM衛星での結果とほぼ一致し、より外側の領域まで決定

系統誤差の評価

CXB+NXBの不定性・・・ $\pm 10\%$ 振って影響を考慮(図中: 緑点線)

付着物質による不定性・・・ $\pm 10\sim 20\%$ 振って影響を評価

(図中: 黒点線)

天の川成分による不定性・・・各円環を天の川成分が最も顕著な最外領域と同時フィットして制限

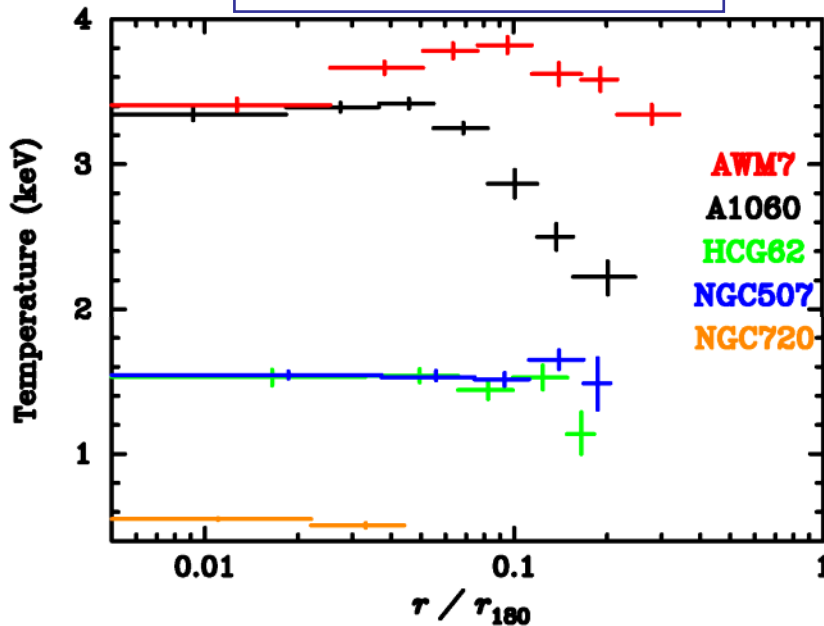
本講演の内容

1. 銀河群・銀河群とは？
2. 「すざく」衛星について
3. 観測した銀河群・銀河団
4. データ解析方法
5. 温度分布と重元素分布
6. 5. 議論
7. 6. まとめ

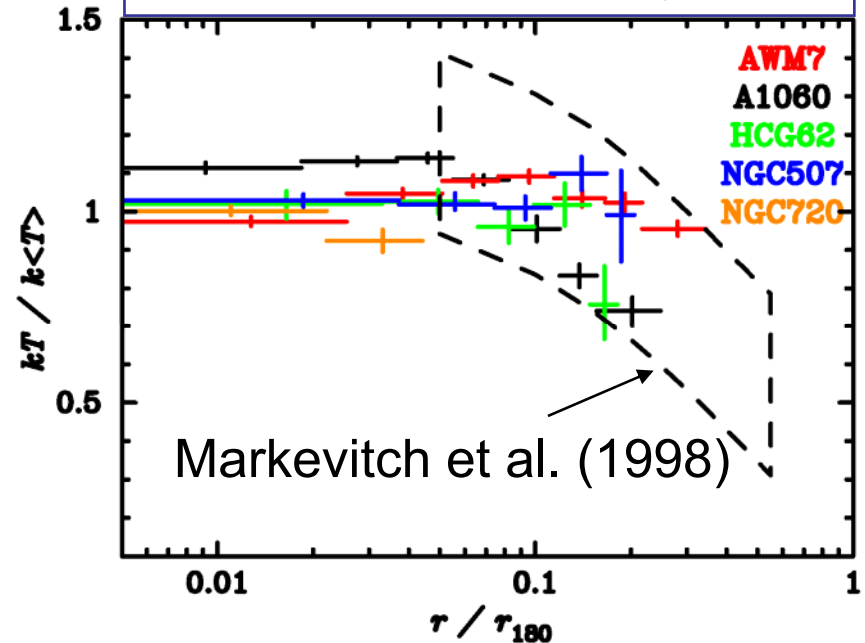
今回は2次元解析を行ったが、3次元解析(deprojection)してもエラーの範囲で十分重なることを確認

温度分布

温度の半径分布



温度を平均温度で規格化

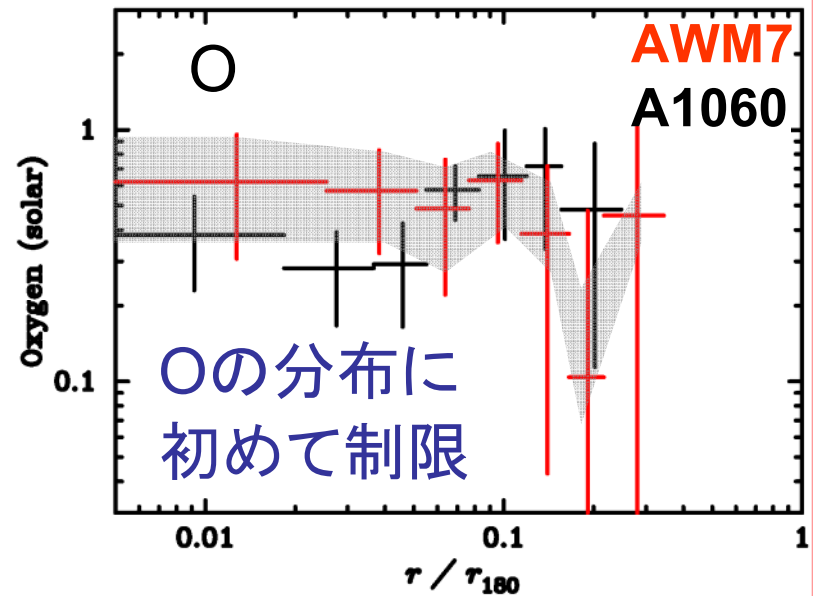
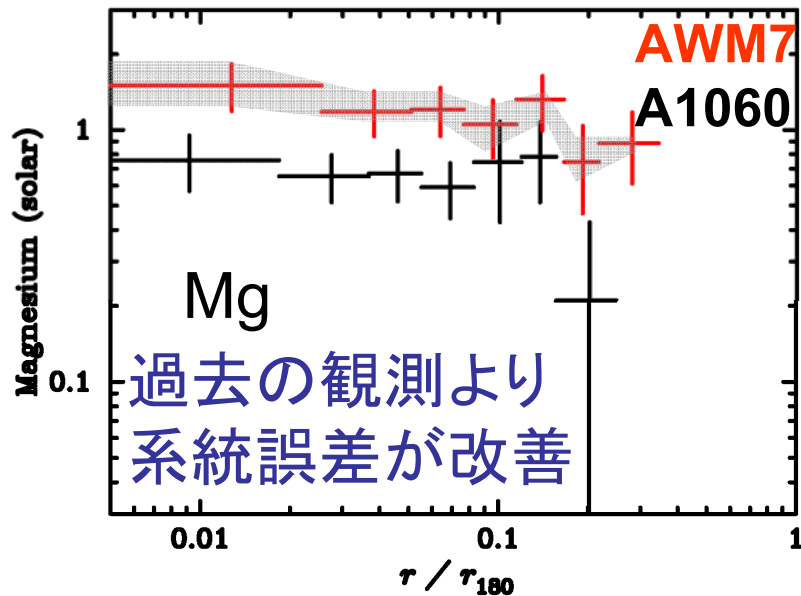
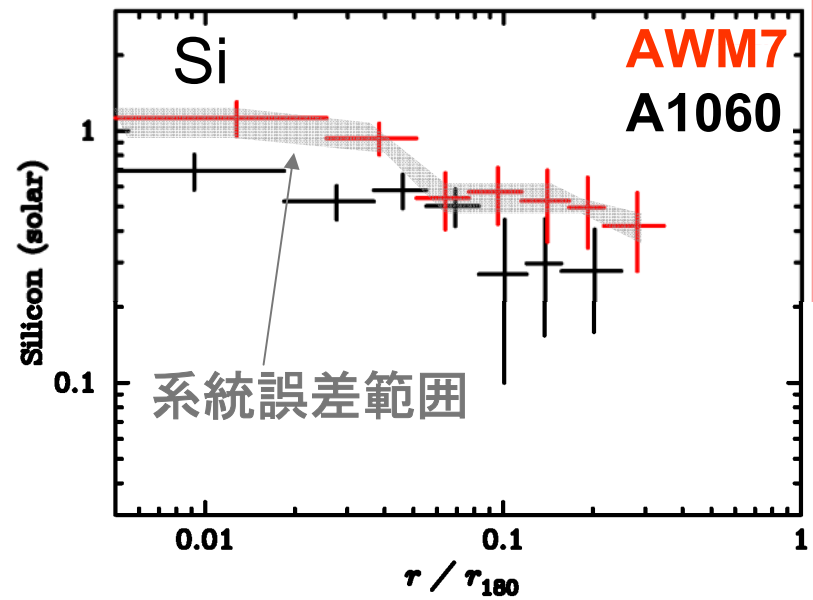
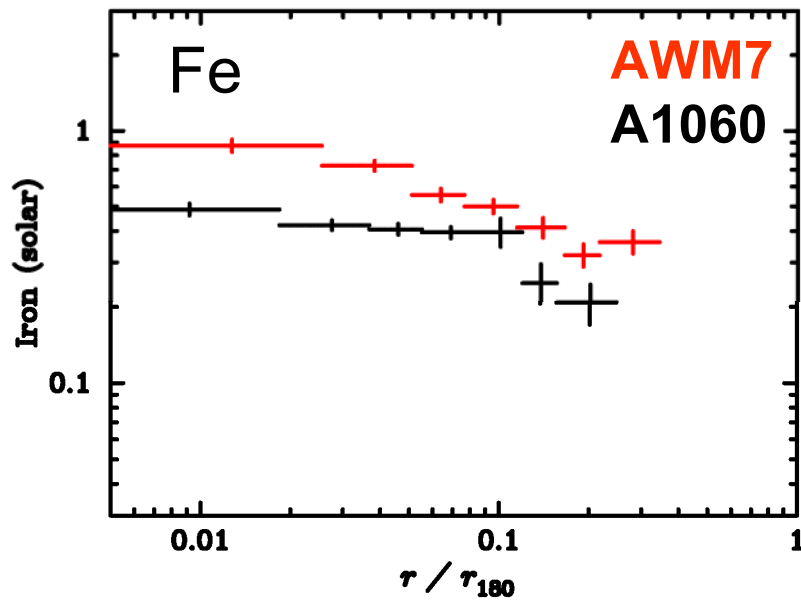


この精度で $\sim 0.3 r_{180}$ まで温度を決めたのは「すざく」が初

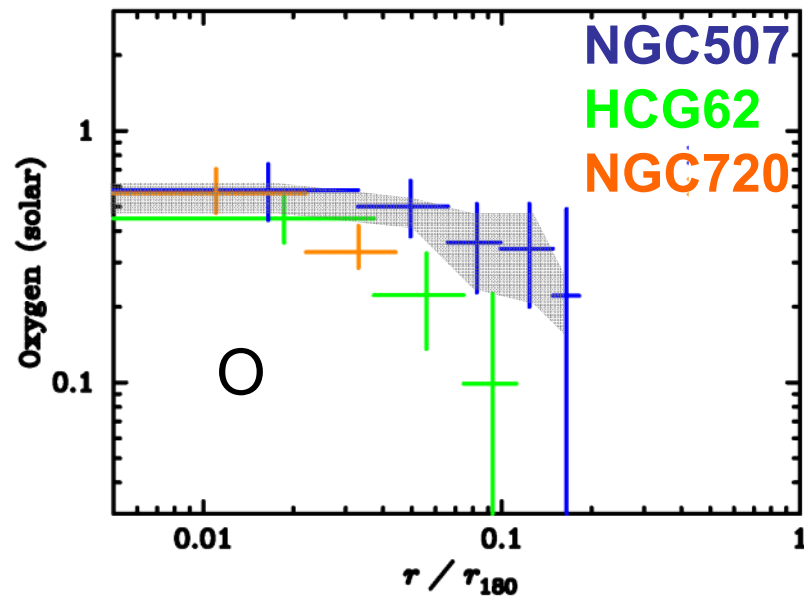
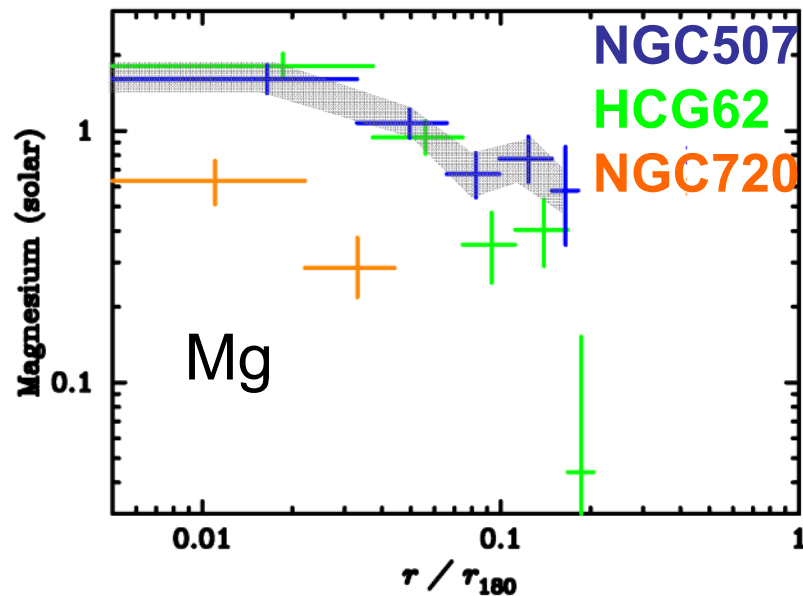
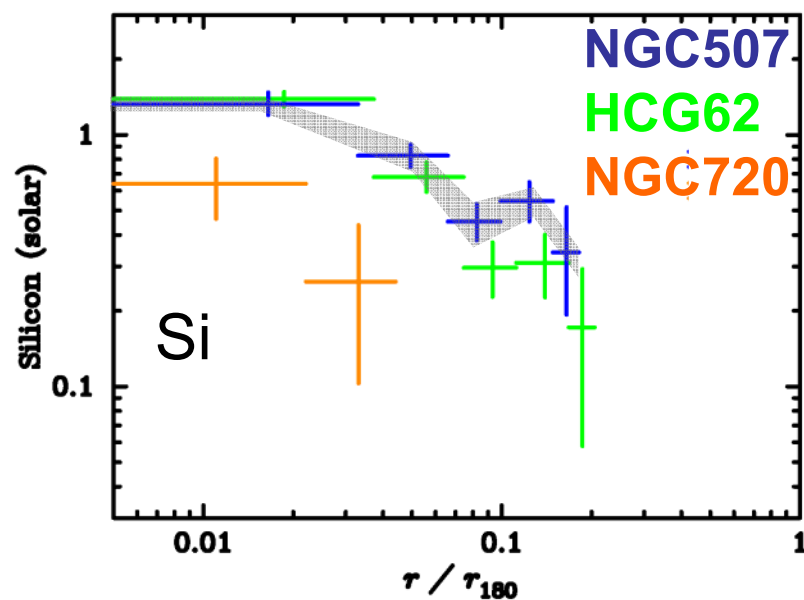
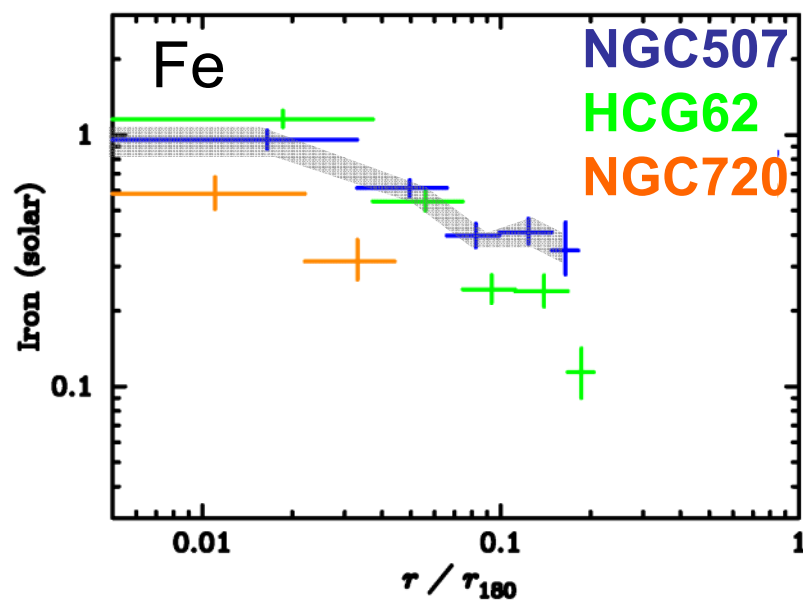
- ✓ 銀河群: $\sim 0.1 r_{180}$ まで平坦で外側に向かって減少
- ✓ 銀河団: $\sim 0.1 r_{180}$ でピークを持ち、外側に向かって減少

外側での温度低下を確認し、過去の観測結果
(Markevitch et al. 1998, Vikhlinin et al. 2005) ととも一致

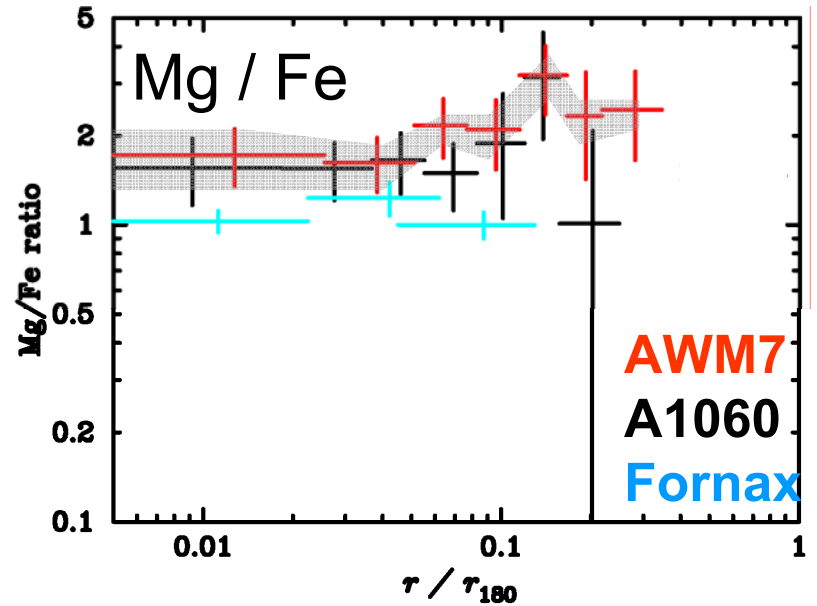
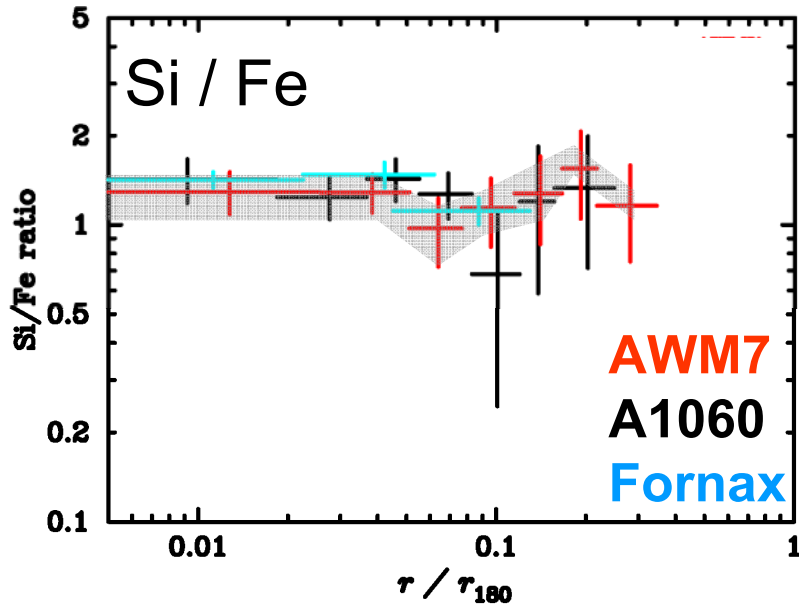
重元素分布 I : 銀河団



重元素分布 II：銀河群・橢圓銀河

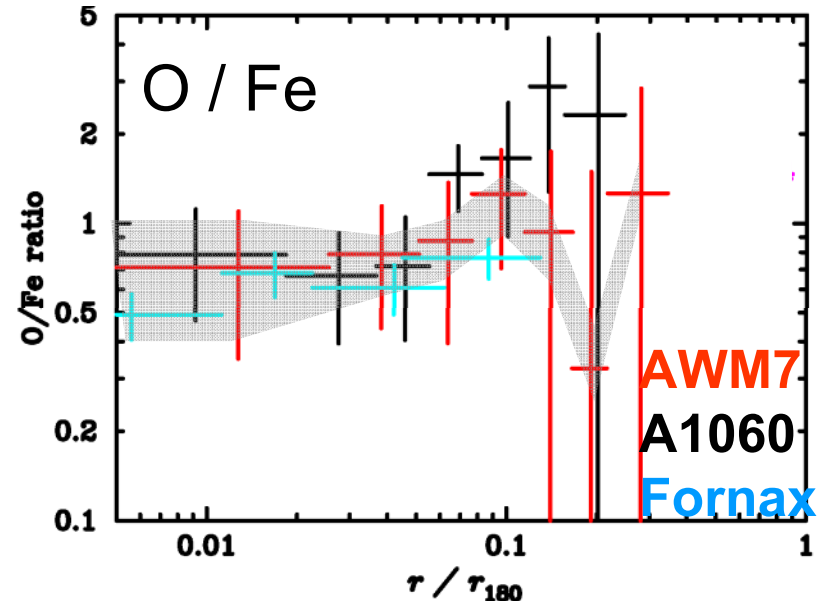


重元素分布比 I : 銀河団

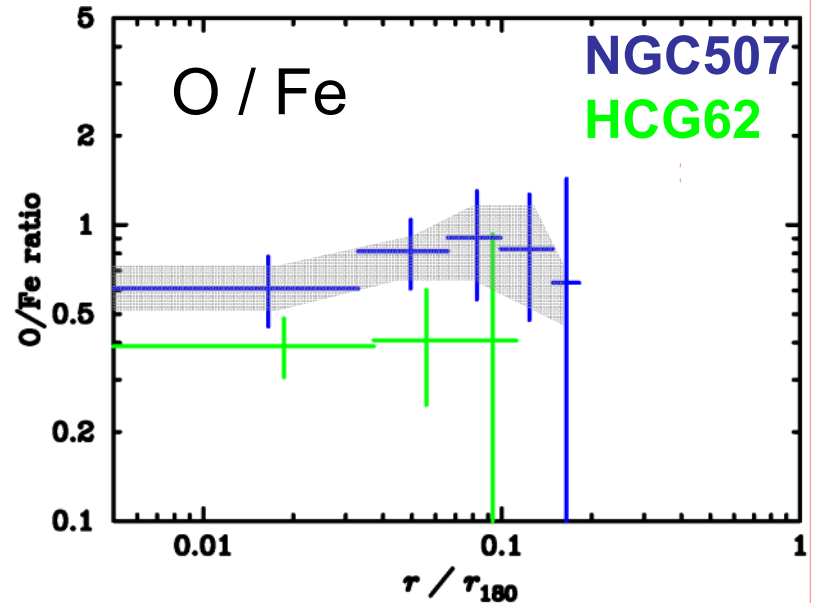
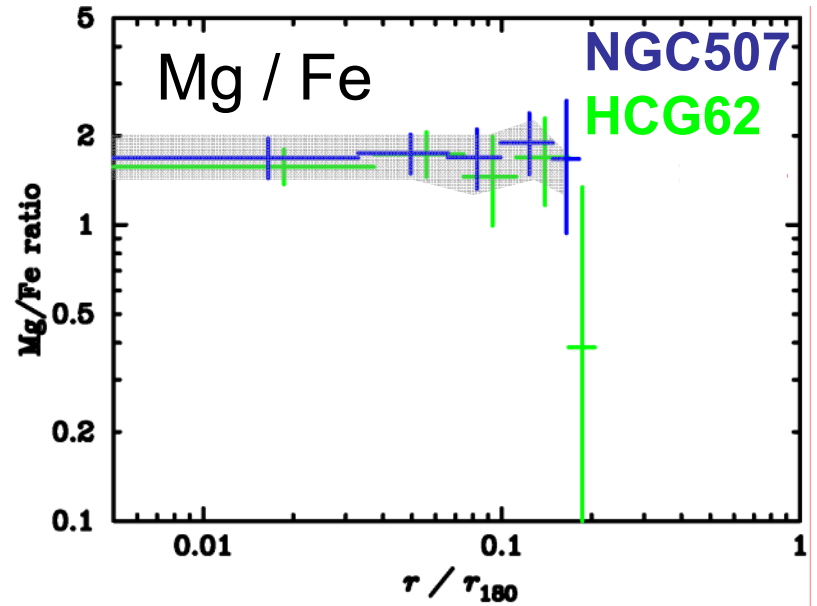
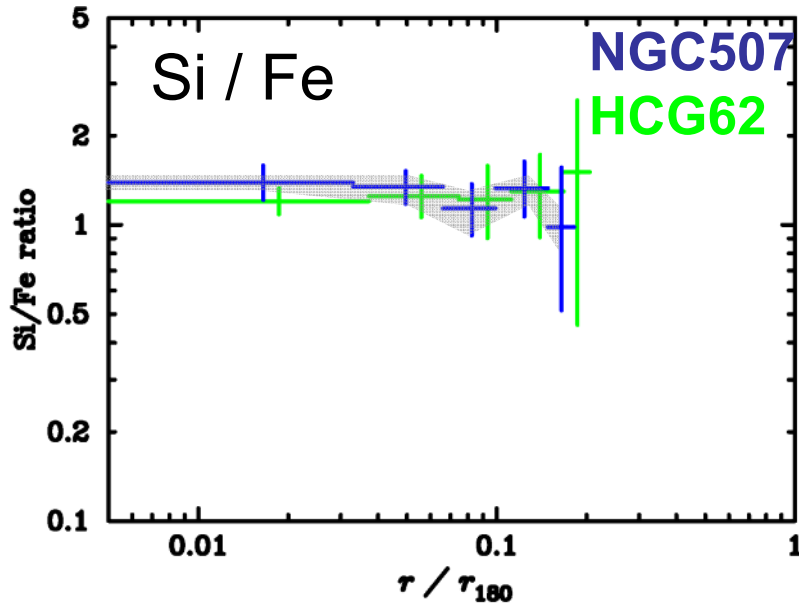


Fornax (Matsushita et al. 2007)

- ✓ Si/Fe, Mg/Fe は 1~2
- ✓ O/Feは中心で 0.5-1
- ✓ Si/Fe はほぼ平坦な分布
- ⇔ Mg/Fe, O/Fe はやや増加傾向



重元素分布比 II : 銀河群



- ✓ Si/Fe, Mg/Feは1～2でほぼ平坦
- ✓ O/Feは中心で < 1

重元素分布のまとめ

重元素のアバNdans分布

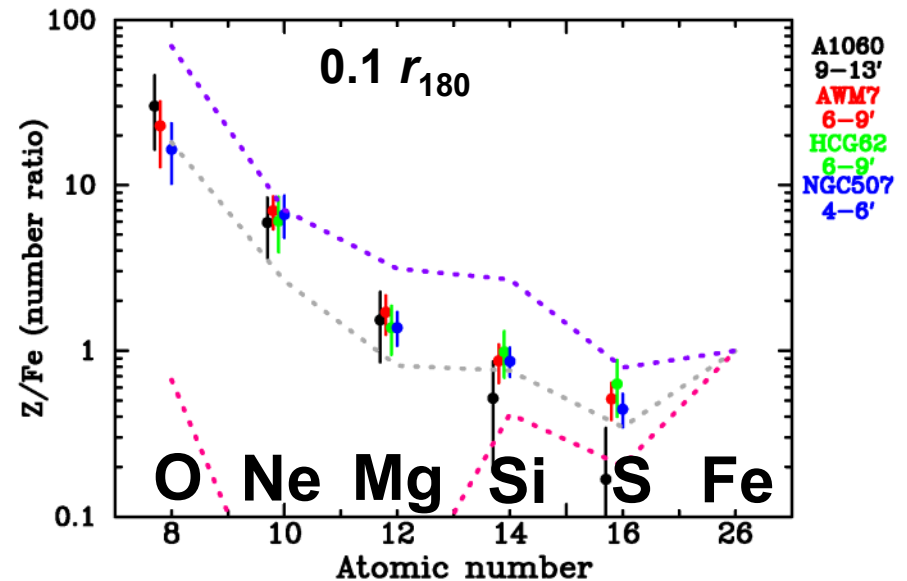
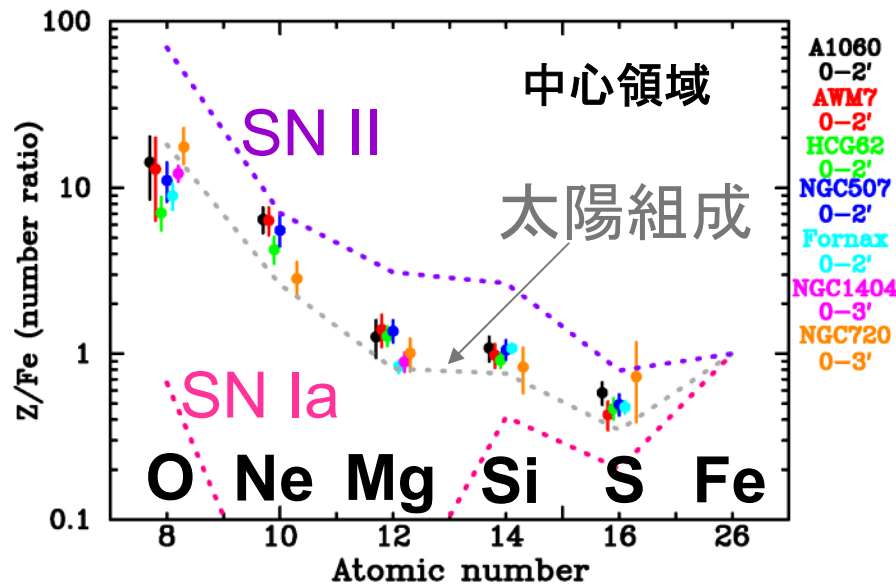
- ✓ 銀河群・銀河団で、Fe, Si は勾配を持つ
- ✓ O, Mg は銀河団ではほぼ平坦な分布だが銀河群ではやや勾配を持つ
- ✓ 中心領域でOのアバNdansは太陽組成の
~0.5倍程度

各重元素のFeに対する分布

- ✓ 銀河群・銀河団でSi/Feは1~2でほぼ一定
- ✓ 銀河団ではMgとOはFeよりもやや広がった分布
- ✓ 銀河群ではMg/Fe, O/Feもほぼ一定
- ✓ 中心領域でのO/Feは < 1 と小さい

重元素分布 V : 鉄(個数)比

アバンダンス・・・太陽組成のガス中の各元素の個数比
⇒ 使用する太陽組成比によって変わる



NGC1404 (Matsushita et al. 2007)

- ✓ 太陽組成比にアバンダンスパターンは似ている。
- ✓ Oは、中心部と0.1 r_{180} で違いがあるように見える
⇒ 中心ではSN Ia、外ではSN IIの寄与が大きいことを示唆

観測と結果のまとめ

観測と解析のまとめ

- 銀河群と銀河団を「すざく」衛星で観測し、
スペクトル解析から温度と重元素の半径分布を求めた
- 統計誤差、系統誤差を含めて解析結果の評価を行った

解析結果

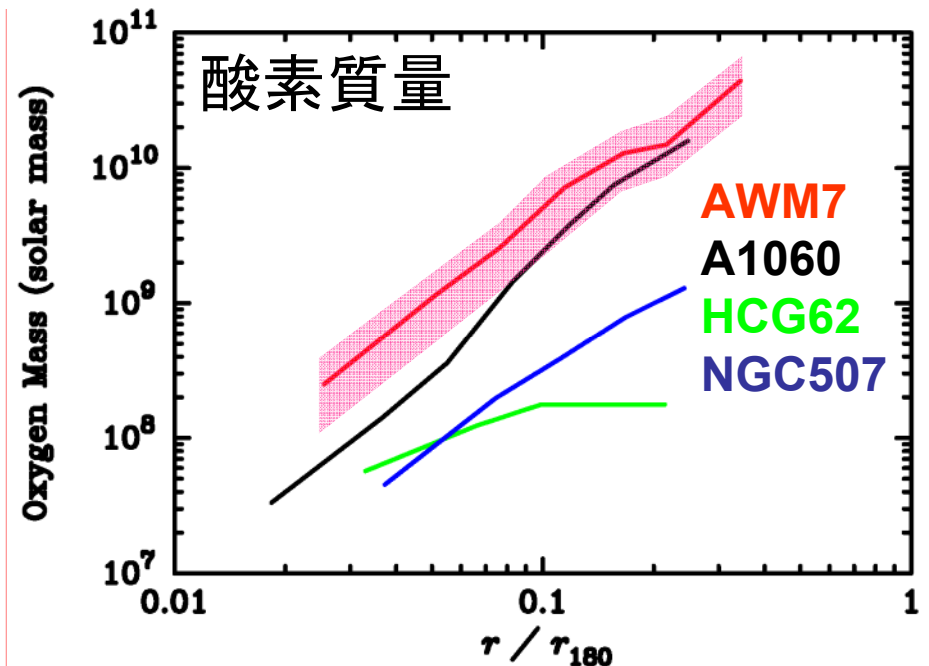
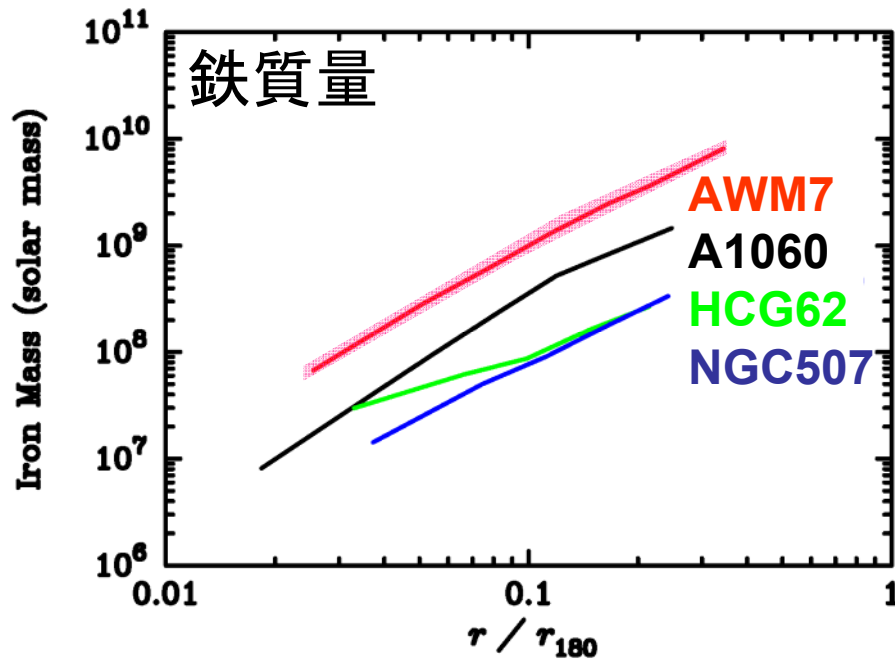
- 銀河群・銀河団内の高温ガスの温度・重元素分布を求めた
- 高温ガスのアバNdダンスパターンは太陽組成に似る
- SN Ia と SN II の配合で全体が作られていると考えられる

本講演の内容

1. 銀河群・銀河団とは？
2. 「すざく」衛星について
3. 観測した銀河群・銀河団
4. データ解析方法
5. 温度分布と重元素分布
6. 議論
7. まとめ

重元素質量の半径分布

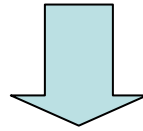
重元素の質量を求めるためには、
銀河団・銀河群内のガスの質量分布が必要
⇒ A1060, AWM7 (Hayakawa et al. 2006)
⇒ HCG62 (Morita et al. 2006) の値を使用
⇒ NGC507 は XMM衛星の輝度分布から導出



この観測値をもとに、分布・合成の違いを議論していく

SN Ia と SN II の回数

重元素がどのような割合でSN Ia と SN II から生成されているか？
⇒ これまで起こったSN Ia と SN II の回数 (N_{Ia} , N_{II}) の評価



観測から得られた重元素量をSN モデルを用いてフィット

SN モデル

SN Ia : W7 モデル (Nomoto et al. 1984)

SN II : $10 - 50 M_{\odot}$ でSalpeter初期質量関数(IMF)

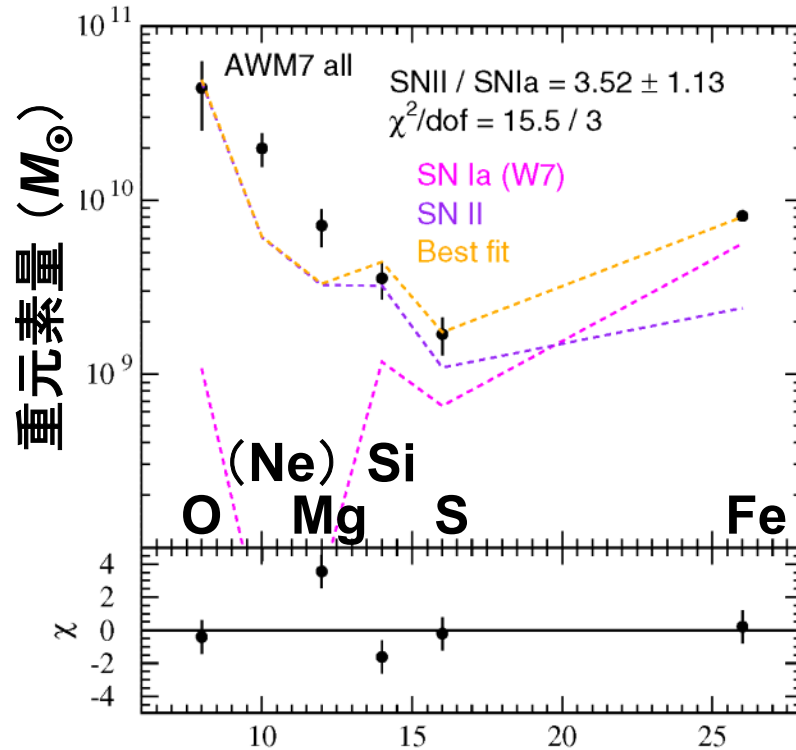
$$\psi(M) \propto M^{-2.35}$$

を仮定 (Iwamoto et al. 1999)

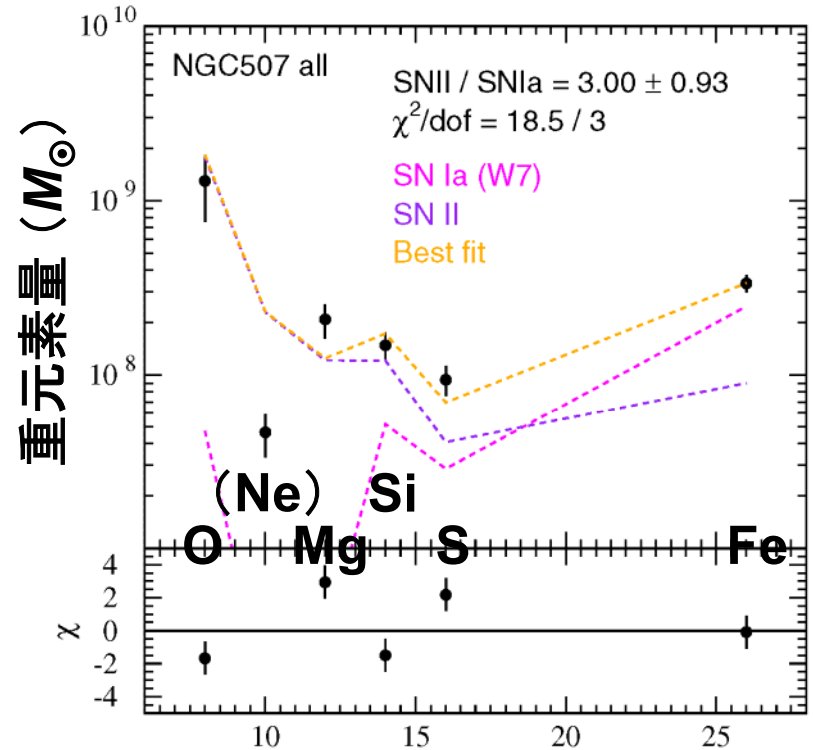
A1060, AWM7, HCG62, NGC507 でフィット

ただし、ネオンは不定性が大きいいためフィットから除く

SN モデルフィット : 観測領域全体



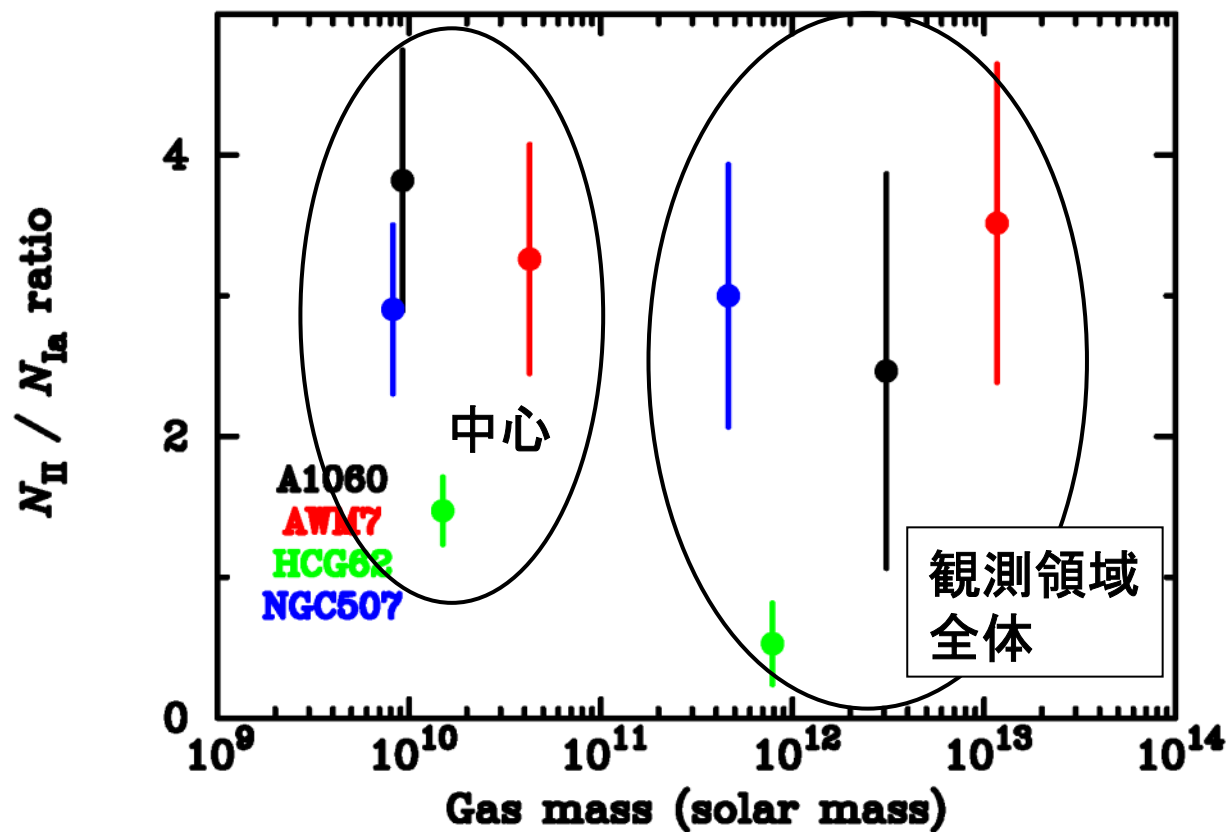
原子番号



原子番号

- ✓ Feは主にSN Ia ($\sim 3 : 1$)
- ✓ Mgはモデルよりも多い(~ 2 倍)
- ✓ SiはSN Ia と SN II の両方で生成($\sim 1 : 3$)
- ✓ フィットはacceptableではない

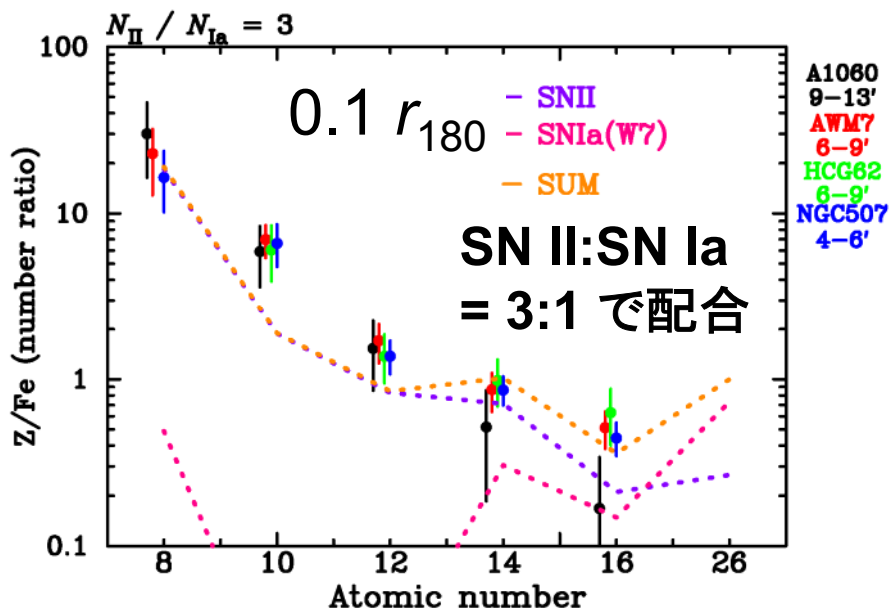
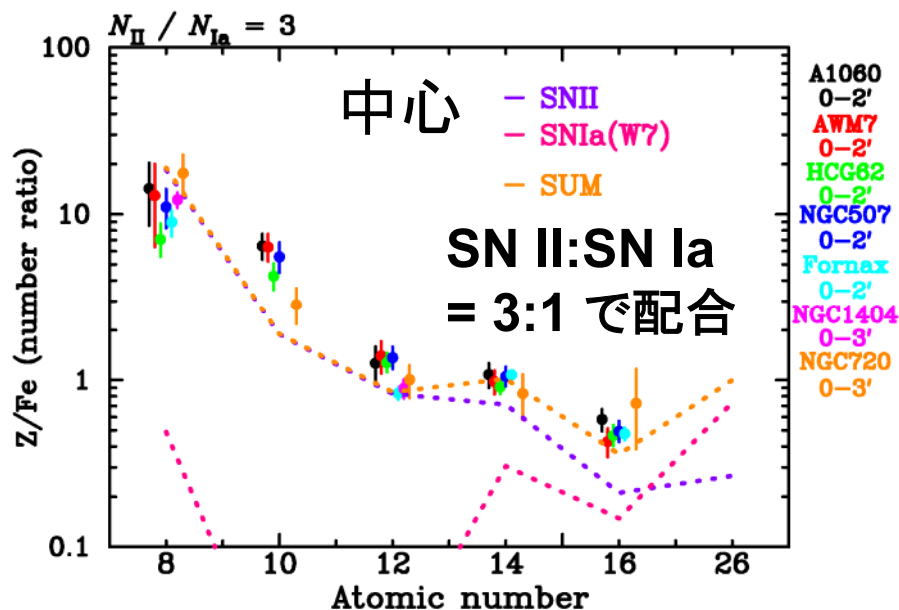
SN II / SN Ia 回数比



- ✓ 中心でも観測領域全体でも(HCG62を除いて)、
 N_{II} / N_{Ia} 比は ~ 3

重元素比とSN II / SN Ia 回数比

フィットで求めた SN II / SN Ia の回数比を ~ 3 に固定



- ✓ 中心領域で O が少ない
 - ⇒ SN II で仮定したSalpeter関数よりフラットなIMFか？
 - ⇒ しかし、 $0.1 r_{180}$ では O は合う
 - ⇒ Mg は多いのでOと逆センス ⇒ Mg だけが多い？
- ✓ Si は中心でも観測領域全体でもよく合うがモデルによる不定性大きい

質量光度比 (mass-to-light ratio)

重元素は銀河内(星)で合成されるので、
ある半径 R 内にある重元素の質量 $M_{\text{metal}, < R}$ を
ある半径 R 内の銀河の(B-bandでの)光度 $L_{\text{B}, < R}$ で
割った値で比較

今回観測した領域内の銀河のカタログ

A1060 : Christlein & Zabludoff (2003), 69 galaxies

AWM7: Koranyi (1998), 49 galaxies

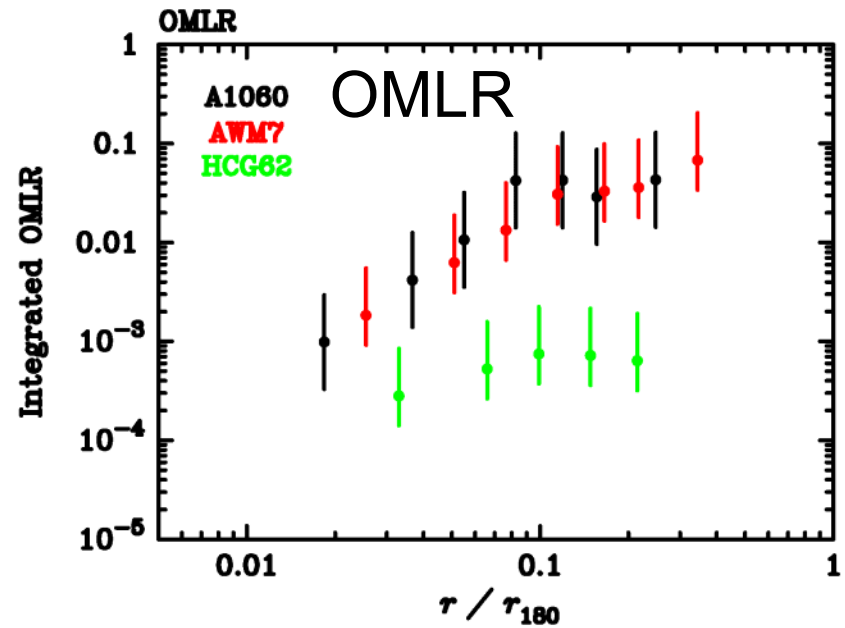
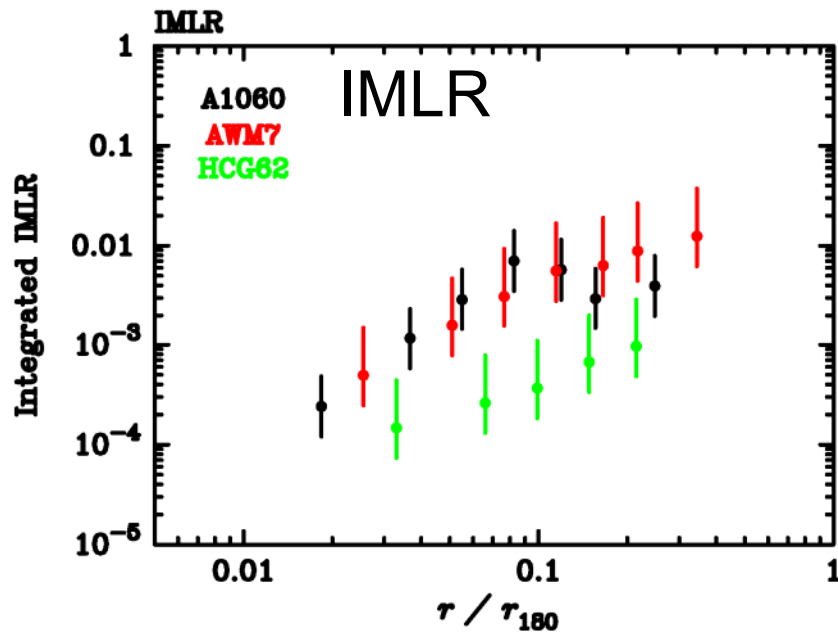
HCG62: Zabludoff & Mulchaey (2000), 12 galaxies

NGC507, NGC720: カタログなし⇒今回は抜く

$$\text{MLR} = \frac{M_{\text{metal}, < R}}{L_{\text{B}, < R}} \left(\frac{M_{\odot}}{L_{\odot}} \right)$$

鉄質量光度比(IMLR)や酸素質量光度比(OMLR)
を求めていく。

IMLR & OMLR

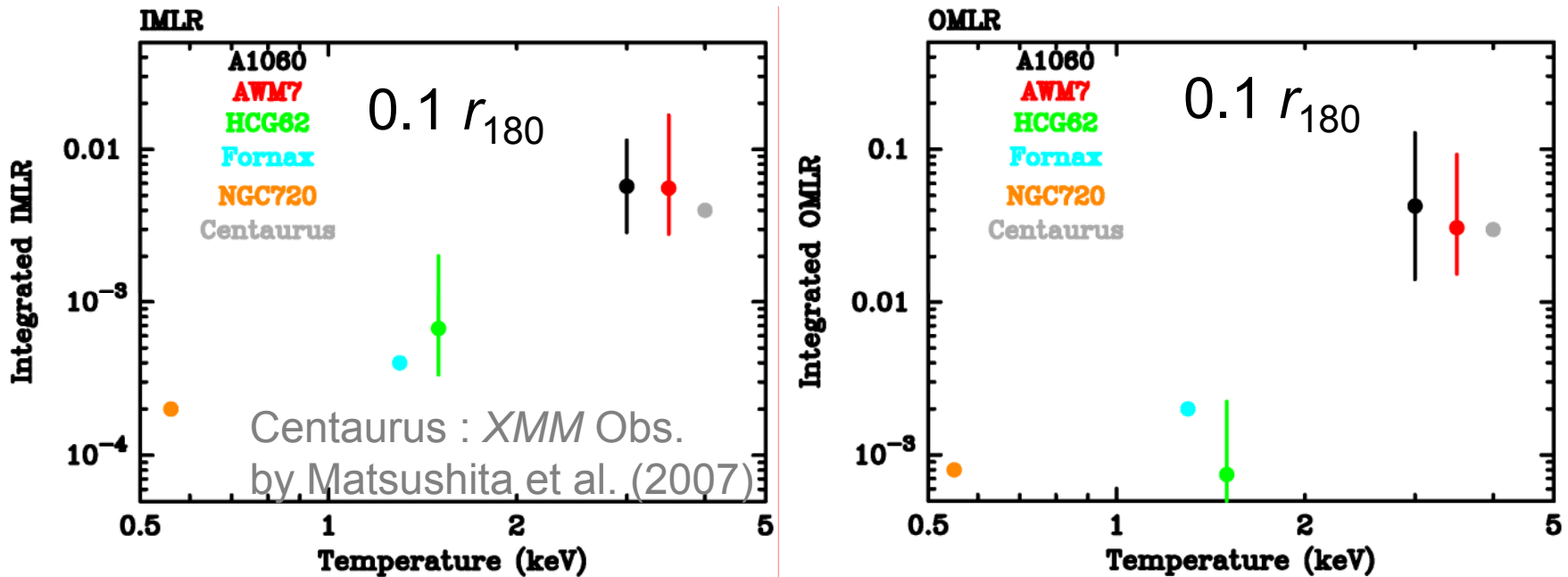


➡ OMLR の半径分布を初めて導出

- ✓ IMLR は「あすか」の値とほぼ一致
- ✓ 全体を通して $\text{IMLR} < \text{OMLR}$
- ✓ IMLR も OMLR も中心で値が減少
⇒ 重元素(ガス)が少ない or 銀河(星)が多い
- ✓ どちらも $\sim 0.1 r_{180}$ 付近で折れ曲がりを持つ

IMLR & OMLR の温度依存性

IMLR と OMLR が上げ止まる $\sim 0.1 r_{180}$ の値で比較



OMLR の温度依存性を初めて確認

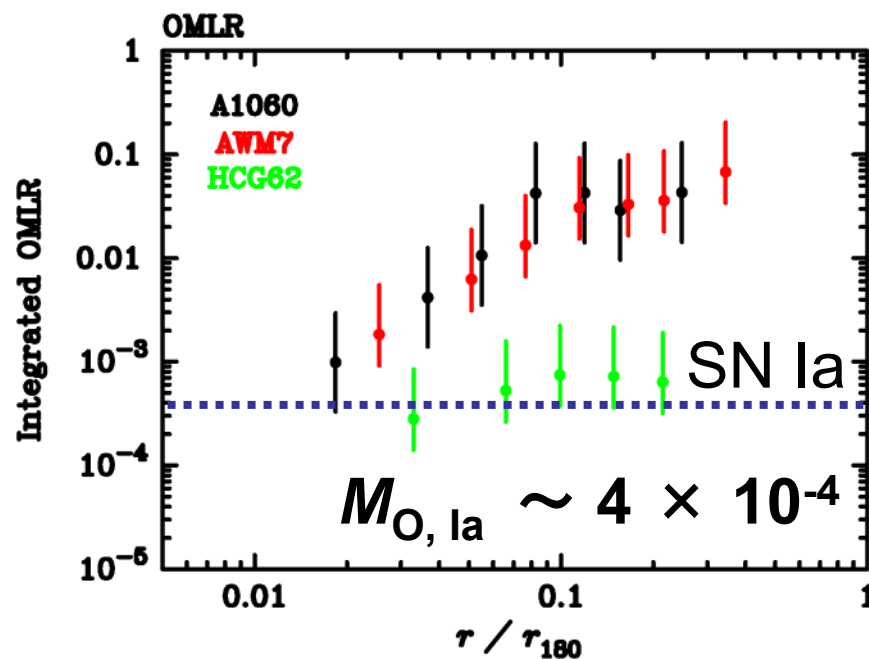
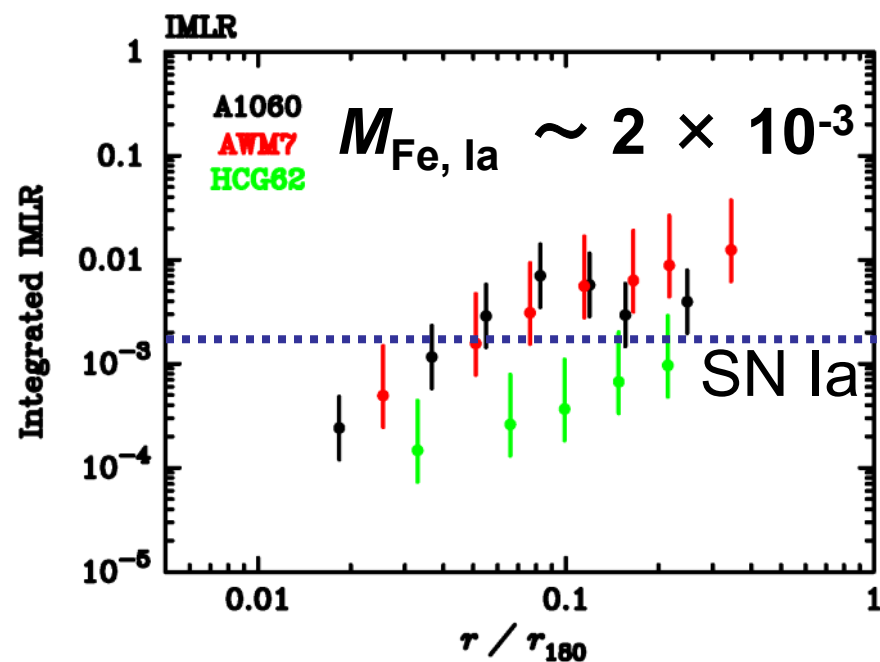
- ✓ IMLRは「あすか」での結果とほぼ一致
 - ✓ 温度が高くなるにつれ(=重力ポテンシャル大)、IMLR と OMLR の値が増大
- ⇒ 系内に閉じ込める重元素量が多くなる

SN Ia rate から予想される重元素量

SN Ia rate ($z \sim 0$) : $0.18 / 100 \text{ yr} / 10^{10} L_{\odot}$ (Cappellaro et al. 1999)

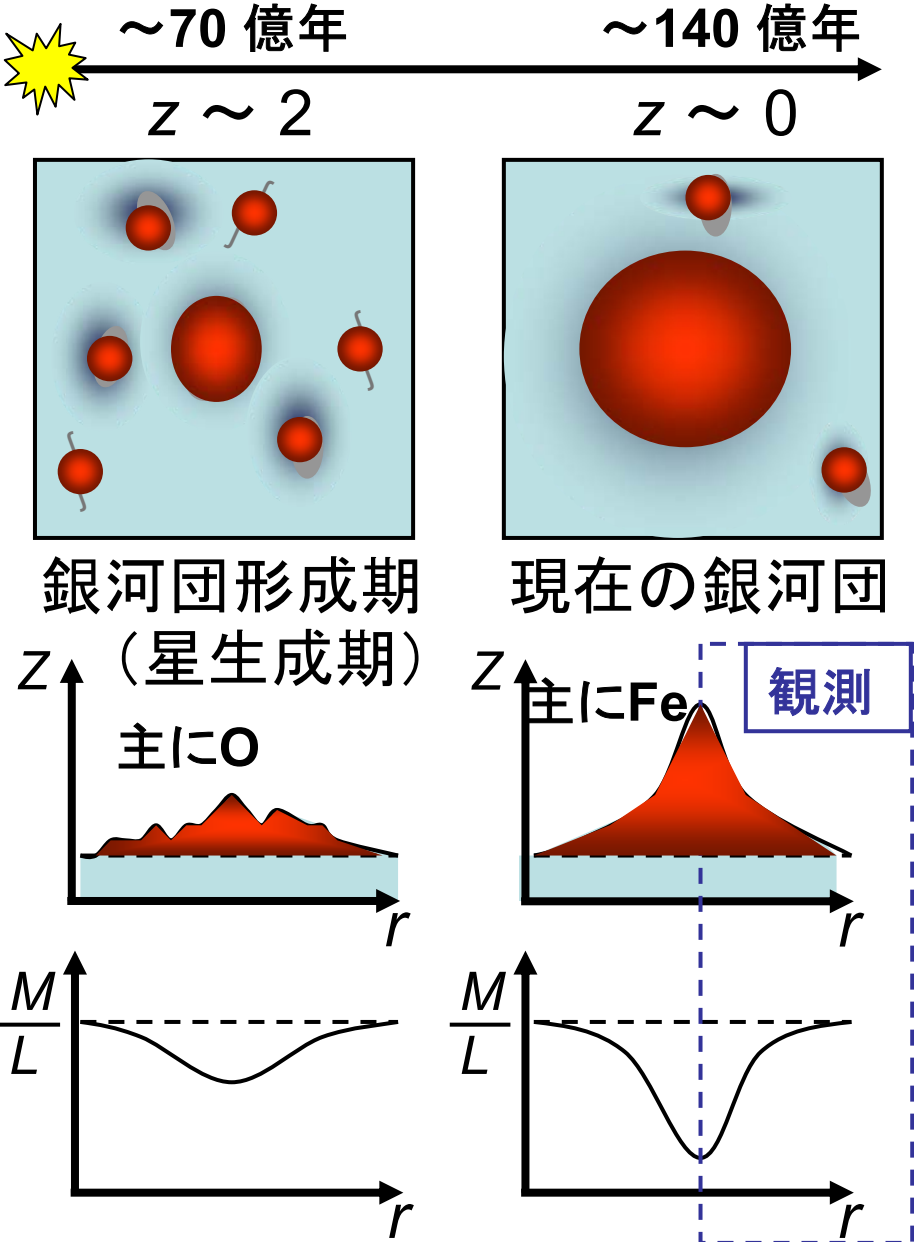
Hubble time: $\sim 15 \text{ Gyr}$, SN Ia (W7) model: $m_{\text{Fe, Ia}} = 0.749 M_{\odot}$

SN Ia (W7) model: $m_{\text{O, Ia}} = 0.143 M_{\odot}$



- 鉄の総量は今のrateでは足りない
⇒過去の SN Ia rate は 現在よりも高かったことを示唆
- 酸素は過去のSN IIで生成する必要がある

銀河団形成のシナリオ



1. $z \sim 2$: 銀河団形成期

- ・ 銀河では星生成(大量のSN II)
- ・ SN IIによる重元素を銀河間空間に放出しつつ銀河は銀河団内で中心集中

2. $z \sim 0$: 現在の分布

- ・ SN IIは収まり、SN Iaは継続的に発生
- ⇒ 鉄はSN Iaからの寄与が大きい
- ⇒ 鉄の方が中心集中度が高い
- ・ ガスよりも銀河が中心集中
- ⇒ MLRの中心での低下

7. まとめ

- 「すざく」衛星で観測された銀河群・銀河団の温度・重元素分布をスペクトル解析から詳細に研究
- 温度分布：銀河群・銀河団中心から外側に向かって低下
- 重元素分布：全体として中心から外側に向かって低下
 - 銀河団中の酸素量を初めて高い信頼性で決定
 - 銀河団では酸素・マグネシウムは鉄よりも広がった傾向を示唆
- SN II / SN Ia 比：SN II / SN Ia の回数比は ~ 3 (HCG62を除く)
 - 鉄は主にSN Ia で生成
 - 酸素・マグネシウムはSN IIで生成
- 質量光度比：鉄・酸素とも銀河群・銀河団中心部で減少
 - ⇒ 初めて酸素の質量光度比の半径分布を決定

問題点と将来の課題

さらに追求すべき問題

- 中心領域の高温ガス中の酸素アバundanceは低い。
⇒ 酸素はどこまで広がっているのか？
- 宇宙の重元素の総量と星形成シナリオとの比較
- MgIは観測領域全体でモデルの生成量より多い
⇒ 超新星での生成量が正しくない and/or 他の生成プロセス？
- 鉄質量は、現在のSN Ia rate では説明できないくらい多い
⇒ 過去のSN Ia rate は高かった？

将来の課題

- 銀河群・銀河団のサンプル数を増やすこと
- さらに周辺まで元素量を制限する
- より遠くの銀河団の観測を行う(過去にさかのぼる)
- X線カロリメータ検出器による精密分光

Fin