

An X-Ray Study of the Starburst-Driven Outflow in NGC 253

NGC 253銀河の爆発的星生成に伴うアウトフローの
X線による観測的研究

東京大学大学院理学系研究科物理学専攻
宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究所

三石 郁之

本発表の構成

- 研究背景 (P3 ~ P7)
 - ▶ 宇宙の物質循環
 - ▶ 爆発的星生成(スターバースト)に伴う銀河スケール(>kpc)のアウトフロー
 - ▶ スターバーストアウトフローの観測的な現状と残された課題
- 目的と手法 (P8 ~ P14)
 - ▶ 銀河スケールのスターバーストアウトフロー現象の観測的検証
 - ▶ スターバースト銀河NGC 253のX線観測
- 解析と結果 (P15 ~ P26)
 - ▶ 中心核領域の解析
 - ▶ スーパーウィンド・ディスク・ハロー領域の解析
- 議論 (P27 ~ P33)
 - ▶ ハロー領域のX線ガスの起源
 - ▶ ディスク・ハロー領域のX線ガスのダイナミクス
 - ▶ ハロー内X線ガスの銀河間空間への流出可能性
- 本論文のまとめ (P34)

宇宙の物質拡散

- 銀河の外で多量の重元素が検出

▶銀河から”何らかの”メカニズムで重元素が流出

▶しかしながら重元素を含む物質の流出メカニズムは未解明

銀河スケール(> kpc)のアウトフローモデルとしては例えば以下の二つ

▶Starburst-driven Outflow (e.g. Veilleux et al. 2005)

→爆発的星生成(スターバースト)に伴い多量に生成される星からの星風、光圧、超新星爆発などをエネルギー源として、周囲の星間物質を加熱

▶AGN-driven Outflow (e.g. King et al. 2003)

→銀河中心にあるブラックホールへ、物質が降着するさいに開放される重力エネルギーにより周囲の星間物質を加熱

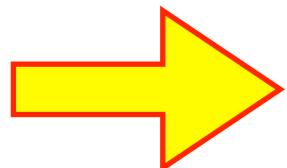
宇宙の物質拡散

- 銀河の外で多量の重元素が検出

▶銀河から”何らかの”メカニズムで重元素が流出

▶しかしながら重元素を含む物質の流出メカニズムは未解明

銀河スケール(> kpc)のアウトフロー モデルとしては例えば以下の二つ



▶Starburst-driven Outflow (e.g. Veilleux et al. 2005)

→爆発的星生成(スターバースト)に伴い多量に生成される星からの星風、光圧、超新星爆発などをエネルギー源として、周囲の星間物質を加熱

▶AGN-driven Outflow (e.g. King et al. 2003)

→銀河中心にあるブラックホールへ、物質が降着するさいに開放される重力エネルギーにより周囲の星間物質を加熱

→銀河スケールのアウトフロー(>kpc)を
化学的側面から検証を試みる

スターバーストアウトフロー

- Starburst-driven Outflow

▶スターバーストに伴う多量の重力崩壊型(Type II)超新星爆発により加熱されたX線で光る高温ガスが、周囲の星間物質を押しのけディスクの重力ポテンシャル、最終的には母銀河の重力ポテンシャルを振り切り銀河間空間へと流出していくと考えられている

▶X線観測=アウトフローガスの直接観測

▶X線ガスの化学組成は強力なprobe

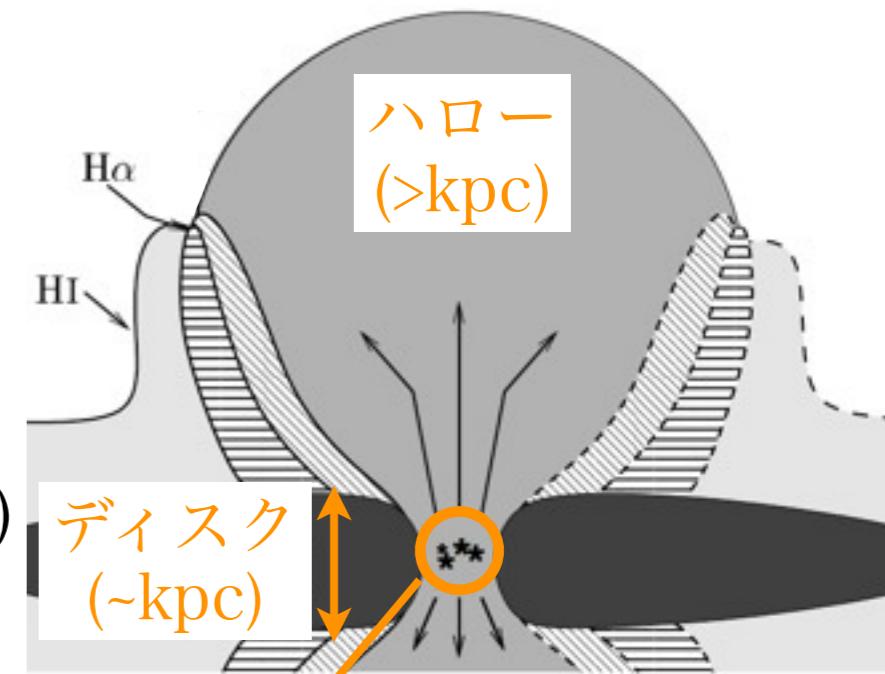
(Type II超新星爆発により豊富な α 元素が供給)

▶重元素汚染の進行はスターバースト領域

→ディスク→ハロー領域

▶X線観測からガスのダイナミクスに制限をつける

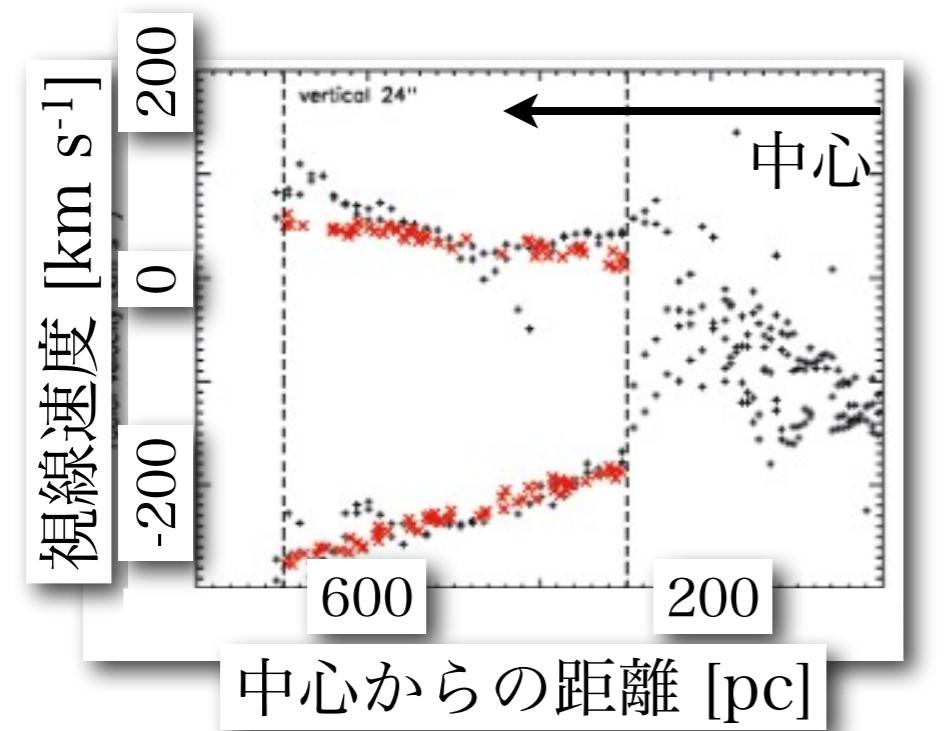
ことも重要



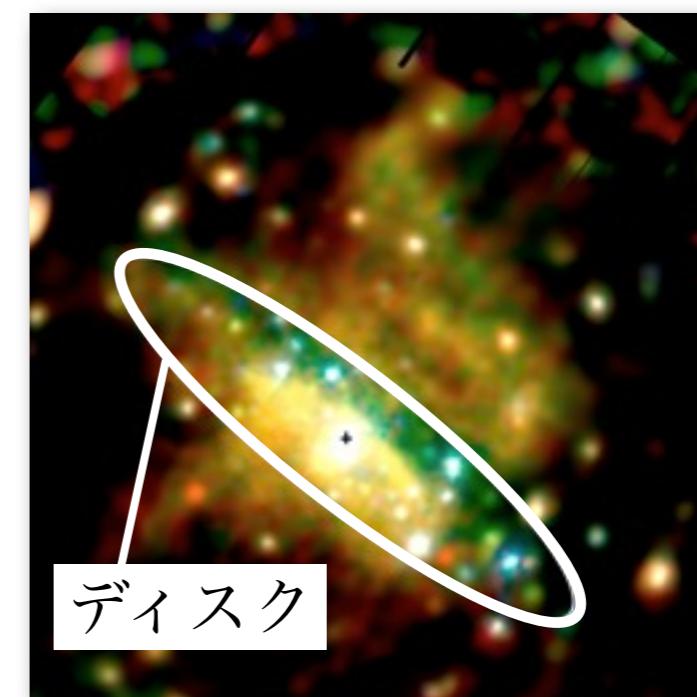
スターバースト領域
(~100 pc)

アウトフロー観測の現状

- ▶電離ガスや中性物質のアウトフローが観測(e.g. Heckman et al. 2000, Westmoquette et al. 2011)
 - ▶スターバースト銀河からディスクより有意に広がった ($> \text{kpc}$) X線ハローが検出
 - ▶一部のX線ハローガスから α 元素汚染が報告 (NGC4631: Yamasaki et al. 2009
M82: Konami et al. 2011)
 - ▶高温ガスが数kpcにわたり断熱膨張である可能性が示唆 (M82: Strickland et al. 1997)
- X線ハローガスはより内側のスターバースト領域起源だと解釈されている



NGC 253銀河の
電離ガスアウトフローの動径速度
(Westmoquette et al. 2011)



NGC 253銀河のX線ハロー
(Bauer et al. 2008)

残された課題

- ▶ 高温ガスのダイナミクスについてはディスク、ハロー共に観測的に調べることが難しく、特にハローについては観測的な制限は少ない
→ 密度や温度などからその物理状態や速度に制限をつけていきたい
- ▶ 高温ガスの化学組成についても観測が乏しい(2例)
 - ▶ 重元素汚染を議論するには統計が足りない (NGC 4631銀河: Yamasaki+ 2009)
→ α 元素量を~factor 2の精度で求めることができる統計が必要となる
 - ▶ バックグランドの不定性のため、化学組成はハローのみ (M82銀河: Konami+ 2011)
→ ハロー内ガスの起源を議論するため、ディスク内部領域のX線ガスの化学組成も調べる必要がある

本博士論文の目的

<目的>

宇宙の重元素流出メカニズムと考えられている、銀河スケール(>kpc)
スターバーストアウトフローを化学的側面から検証し、
高温ガスのダイナミクスへの制限も試みる

その検証のためには、

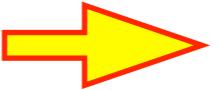
- ▶ X線ハローガスがスターバースト領域起源であると考えて矛盾しないかどうか
- ▶ ディスク、ハロー内の高温ガスの物理状態を調べるつまり、
 - ▶ 薄く広がった、これまで観測が難しかったX線ハローガスをはじめ、ディスク内ガスの温度・密度分布、化学組成(重元素汚染)に着目し、
 - ▶ ディスク内部領域からハロー領域まで連続的な化学組成を調べる。

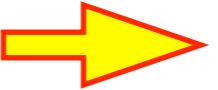
手法

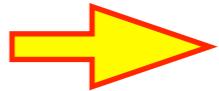
- ▶近傍スターバースト銀河NGC 253のX線観測
 - ▶なぜNGC 253なのか？
 - ▶何がどこまで分かっているのか
 - ▶本論文のストラテジー

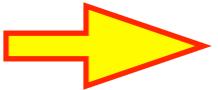
近傍エッジオン・スターバースト銀河NGC 253

M82と並び、最も”well-studied”な系外銀河の一つ

近傍(~3.4 Mpc)  明るい ($F_X \sim 7 \times 10^{-12} \text{ erg/s/cm}^2$)

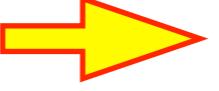
 大きな視直径(ディスク $\sim 27' \times 7'$)

 詳細な空間構造

エッジオン(傾角~80°)  ディスクとハローの切り分けが容易

ダスト: $L_{1-1000 \mu\text{m}} \sim 2 \times 10^{10} L_\odot$

星: $L_B \sim 2 \times 10^9 L_\odot$

星生成率: $SFR \sim 1.4-9.5 M_\odot/\text{yr}$  典型的なスターバースト銀河

高温ガス: $L_X \sim 6 \times 10^{39} \text{ erg/s}$

全波長にわたる豊富な多波長観測  星、ダスト、中性物質など
他コンポーネントの情報

スターバーストアウトフローの観測的検証には最適なターゲット

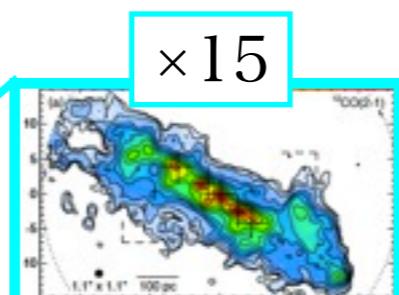
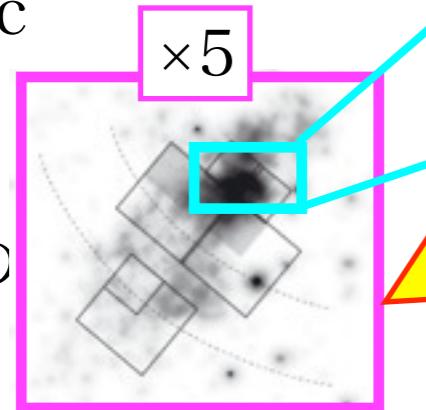
多波長で見るNGC 253の特徴的な領域

スーパー・ウインド領域

可視光H α 輝線
(Westmoquette et al. 2011)

▶100-1000 pc

スケールで
電離ガスが
数100 km/sの
アウトフロー



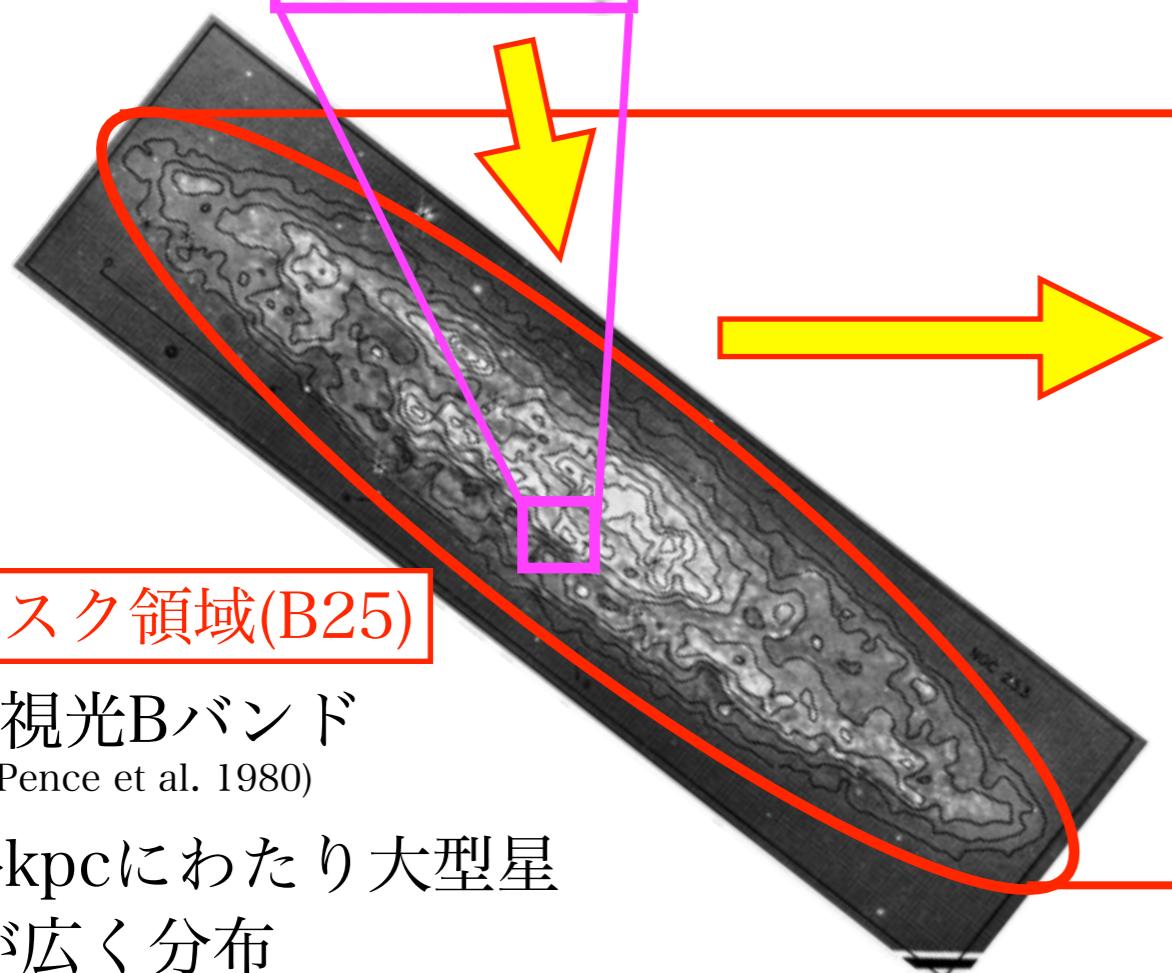
電波CO輝線
(Sakamoto et al. 2011)

中心核領域(スターバースト領域)

▶100 pcスケールのコンパクト
な領域にN_H~10²⁴ cm⁻²の分子雲
→最も激しい星生成領域

遠赤外 (Kaneda et al. 2009)

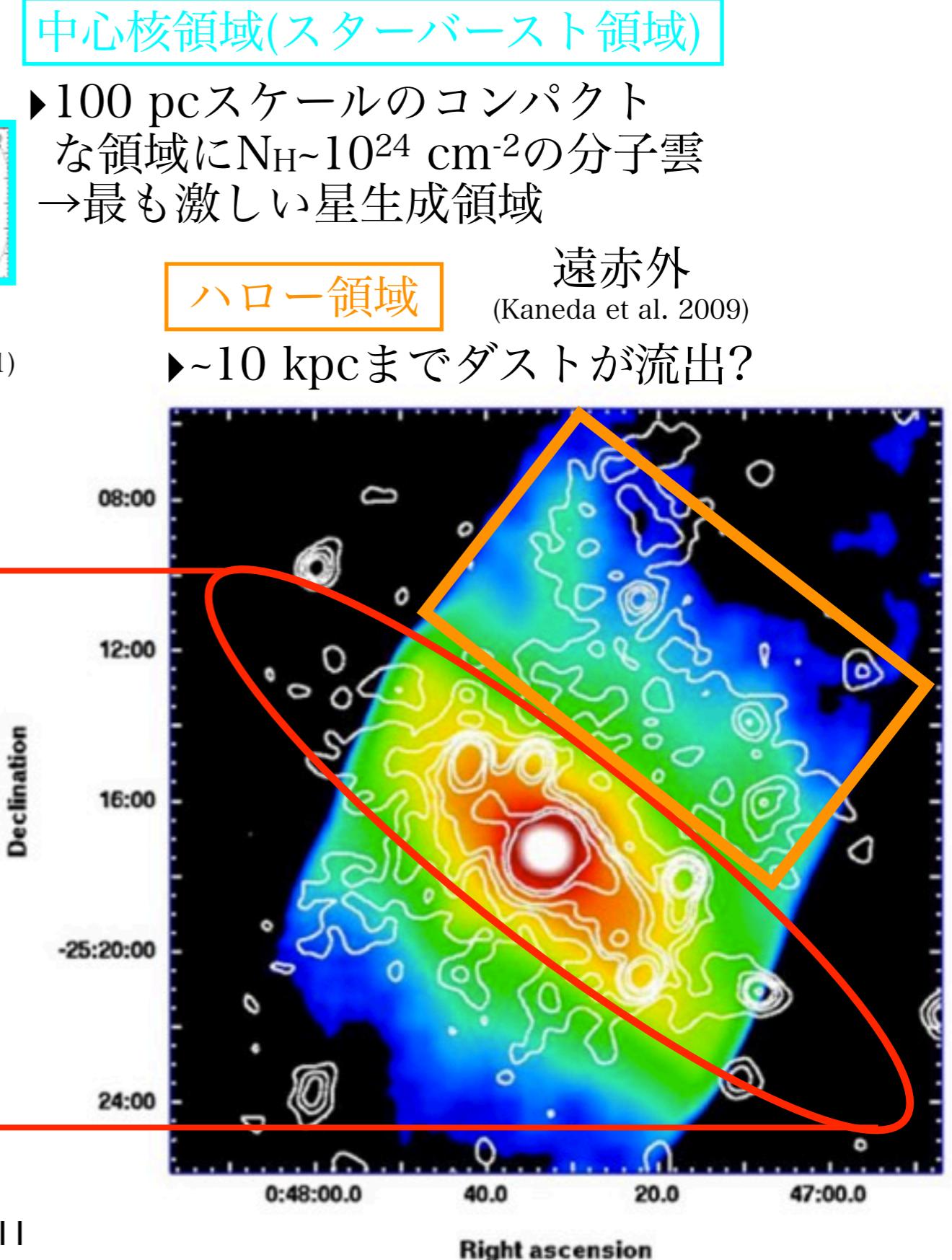
▶~10 kpcまでダストが流出?



ディスク領域(B25)

可視光Bバンド
(Pence et al. 1980)

▶>kpcにわたり大型星
が広く分布



X線で見るスターバースト銀河NGC 253

4つの領域にはX線放射も観測されているが、化学組成に着目した解析はない

中心核領域

- ▶ 100 pcスケールのコンパクトな領域から鉄輝線(Fe XXV: 6.7 keV)を特徴とするハードなX線が検出
- ▶ スペクトルは非常に複雑
- ▶ 起源は未知

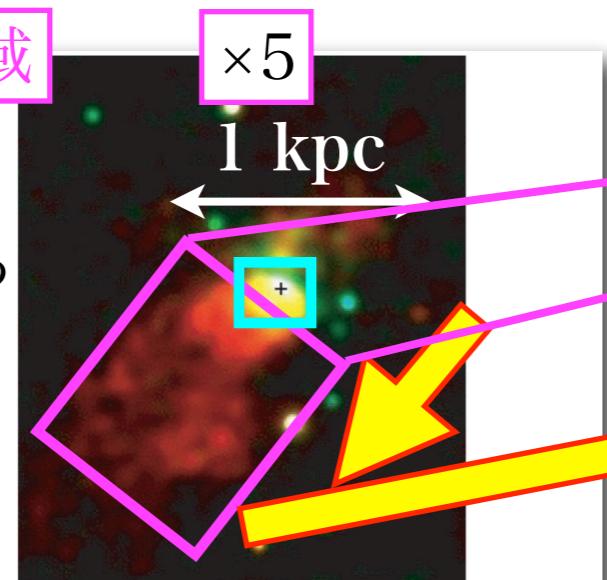
▶ AGN ?

▶ Starburst ?

Weaver et al. 2002
Muller-Sanchez et al. 2010
Pietsch et al. 2001

スーパーウィンド領域

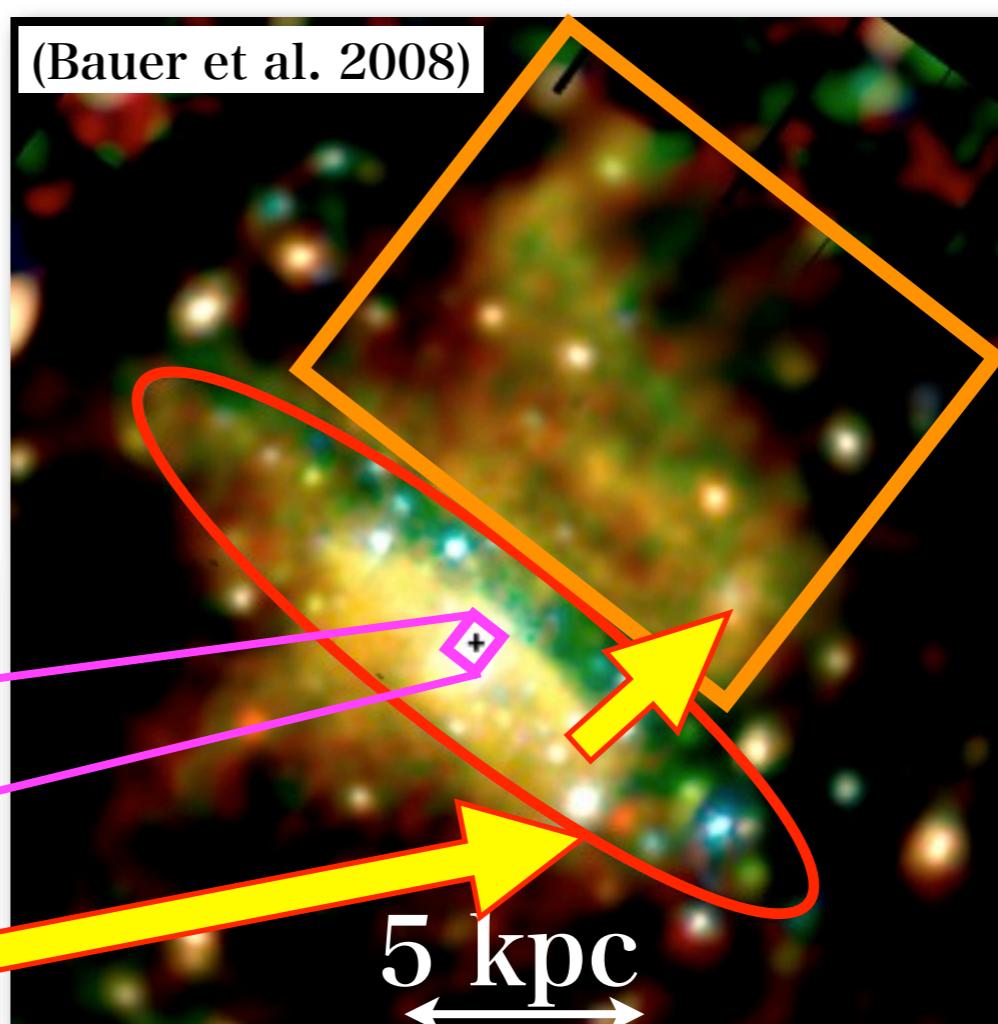
- ▶ 中心核領域から連続的に放射がのびている



(Weaver et al. 2002)

ハロー領域

- ▶ 銀河面垂直方向に~10 kpcのX線ハロー
- ▶ 大局的(>kpc)にはほぼ温度一様($kT \sim 0.2, 0.6$ keV)



ディスク領域

- ▶ ディスク全面にX線ガスが存在
- ▶ 大局的(>kpc)にはほぼ温度一様($kT \sim 0.2, 0.6$ keV)の高温プラズマで説明できる(Bauer et al. 2008)

本論文のストラテジー

- ▶ 中心核領域のX線放射の起源の追求:
 - 秒角(~20 pc)スケールの空間構造やスペクトル解析を行う
- ▶ ハロー領域のガスの起源の追求:
 - スーパーウィンド・ディスク・ハロー領域の化学組成を調べる
- ▶ ディスク・ハローガスのダイナミクスへの制限:
 - ディスク・ハロー領域の密度・温度分布に着目し、制限を試みる

3つのX線天文衛星の特長を利用した解析



米: Chandra (1999-)



欧: XMM-Newton (1999-)



日: すざく (2005-)

- ▶ 0.5秒角の高い空間分解能
- ▶ 点源と diffuse 放射の切り分け
- ▶ 混み合った複雑な領域に強み
 - ▶ 中心核領域
- ▶ 10秒角の空間分解能と高い輝線感度
- ▶ 検出器バックグランドが高いため、暗い領域では感度が落ちる
 - ▶ 明るく広がった領域で利用
 - ▶ スーパーウィンド・ディスク
- ▶ 角度分解能は悪いものの、高い輝線感度
- ▶ 低く、安定した検出器バックグランド
- ▶ 主に暗く、広がった領域で利用
 - ▶ ディスク・ハロー

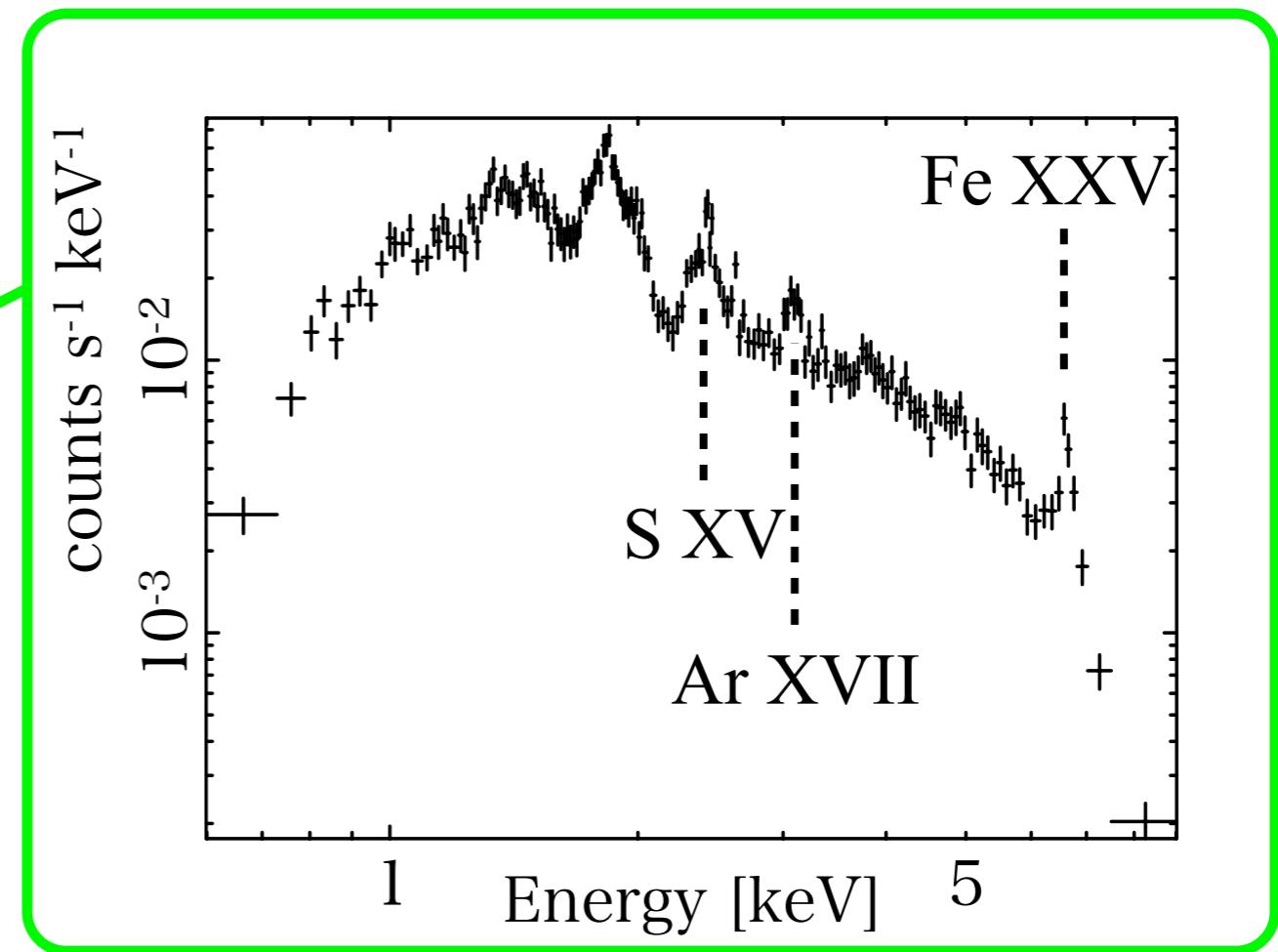
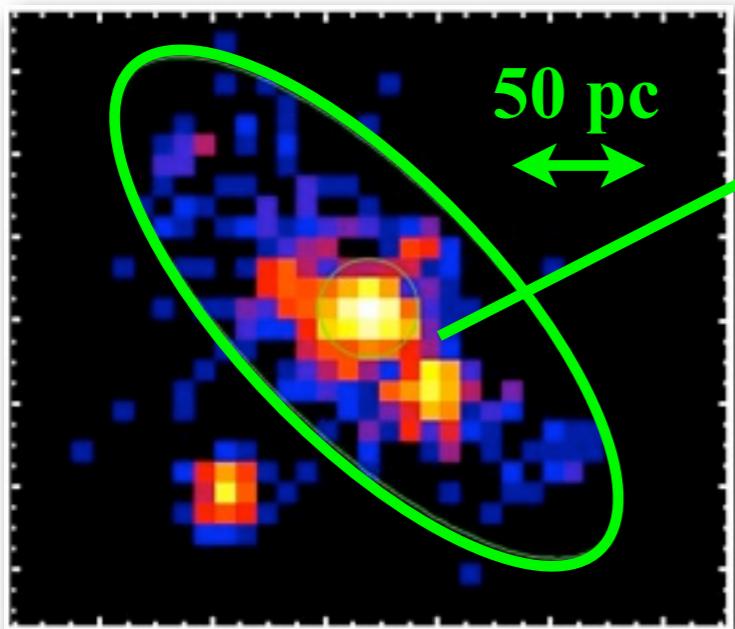
- 解析と結果 -

- ▶ 中心核領域の解析
- ▶ 鉄輝線構造の検出
- ▶ 鉄輝線構造の分布
- ▶ スーパーウィンド・ディスク・ハロー領域の解析
- ▶ 解析の流れ
- ▶ X線ガスの化学組成

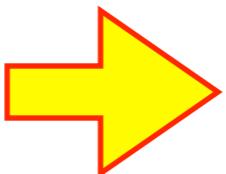
中心核領域のX線スペクトル

Fe XXV輝線を特徴とする、非常に複雑なハードX線放射

4-10 keV (Chandra)



Fe XXV (6.7 keV)輝線

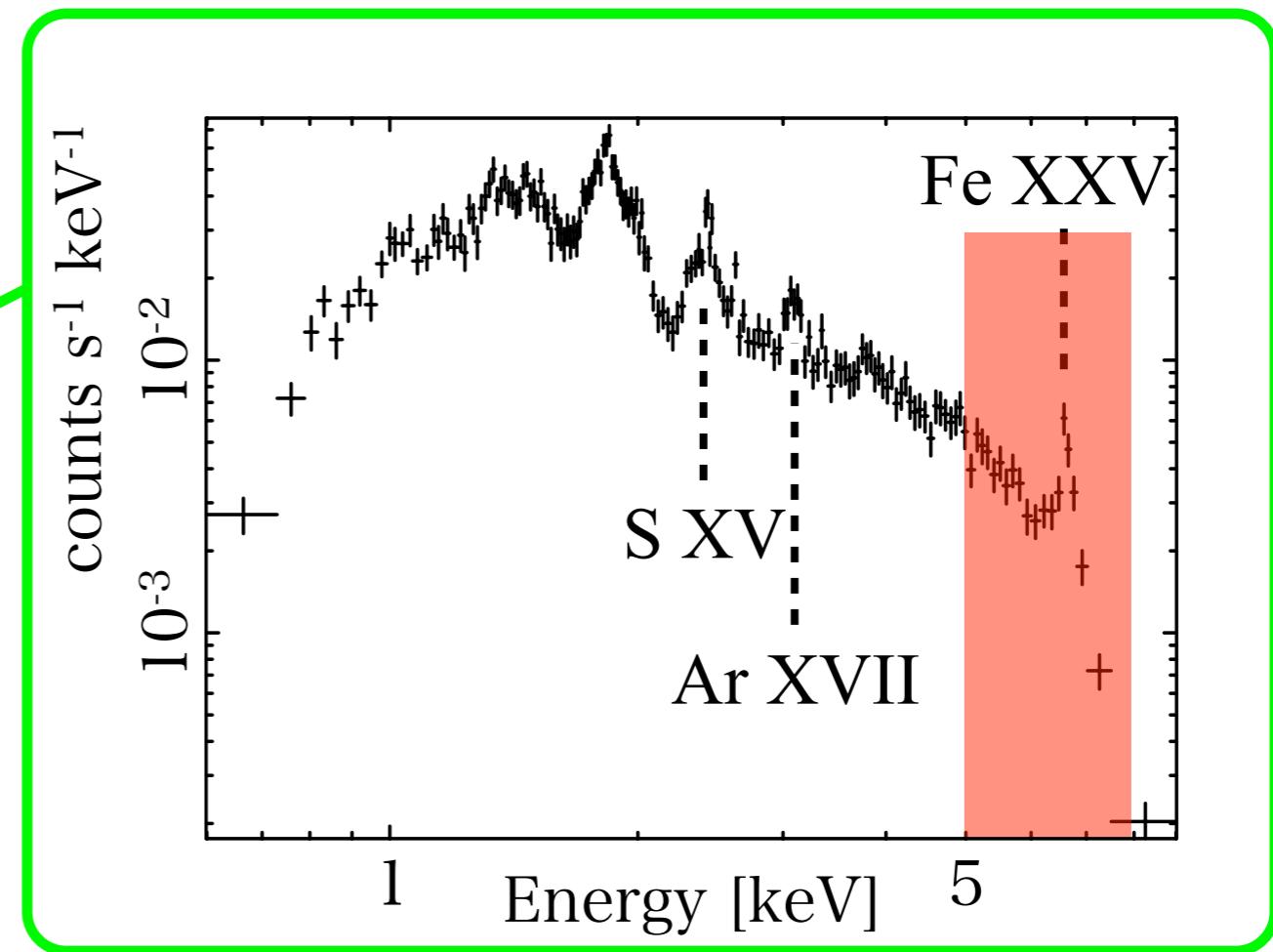
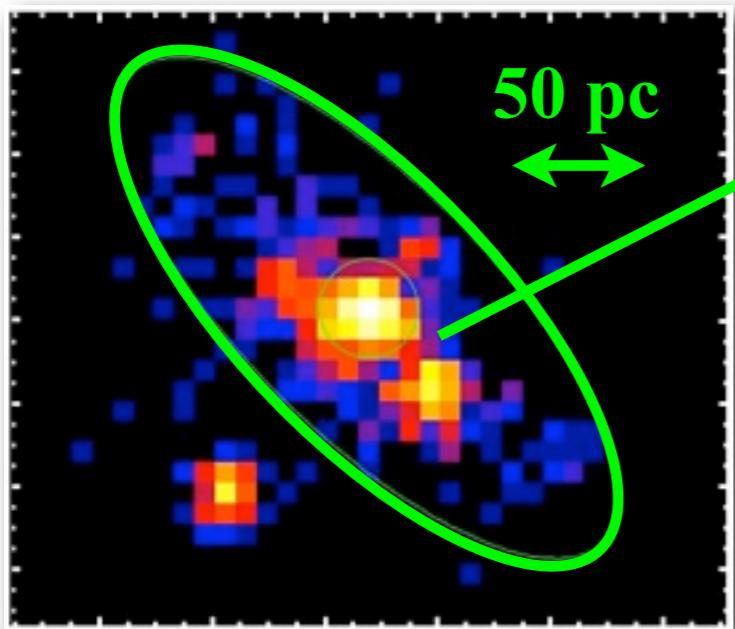


高温プラズマ(>1 keV)が必要
→放射起源を調べる必要がある

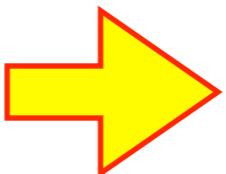
中心核領域のX線スペクトル

Fe XXV輝線を特徴とする、非常に複雑なハードX線放射

4-10 keV (Chandra)



Fe XXV (6.7 keV)輝線



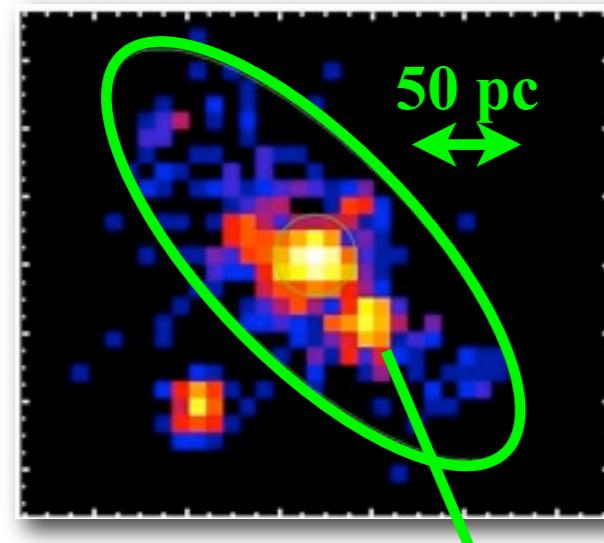
高温プラズマ(>1 keV)が必要
→放射起源を調べる必要がある

中心核特有の鉄輝線構造に着目

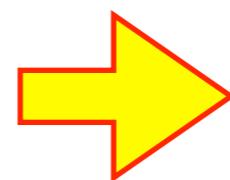
中心核領域の鉄輝線構造

NGC 253中心核領域からの初のFe I、Fe XXVI輝線の検出

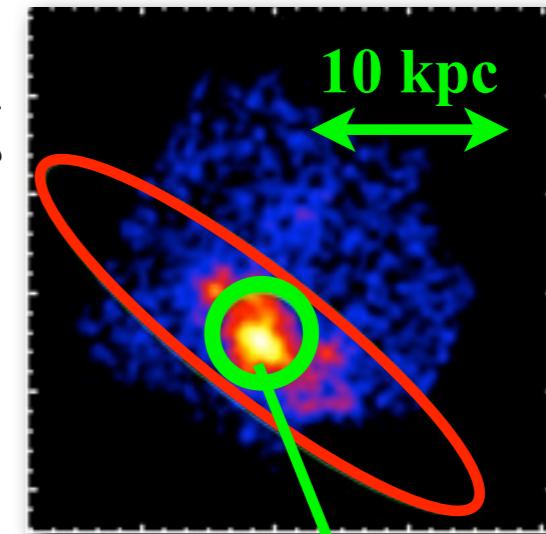
4-10 keV (Chandra)



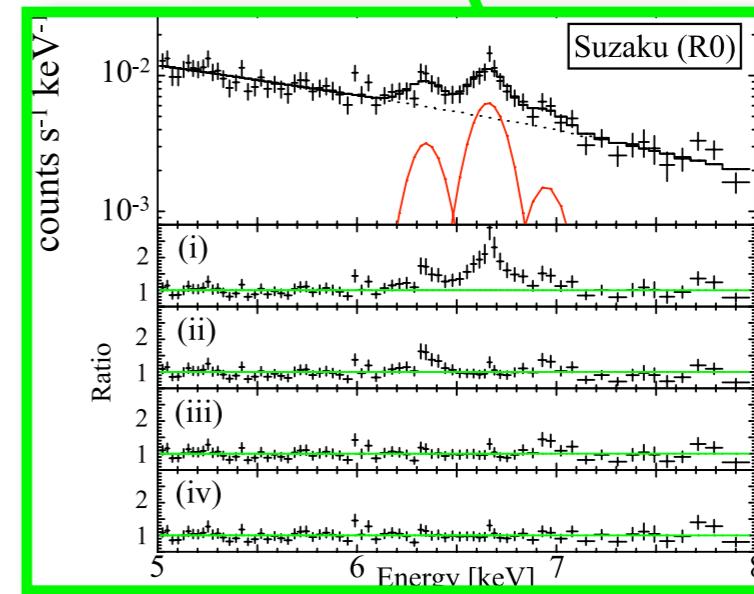
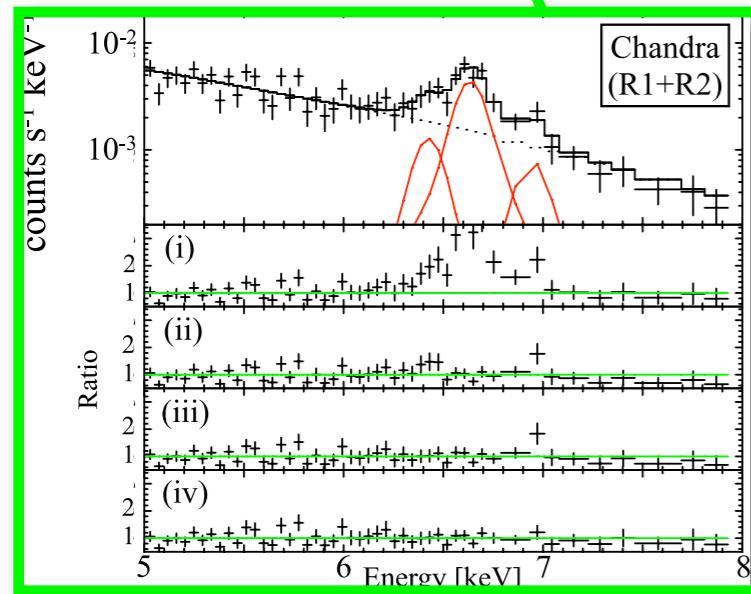
>5 keVの感度の高いすざく衛星で有意度の検定



4-10 keV (すざく)



100倍ズームアウト

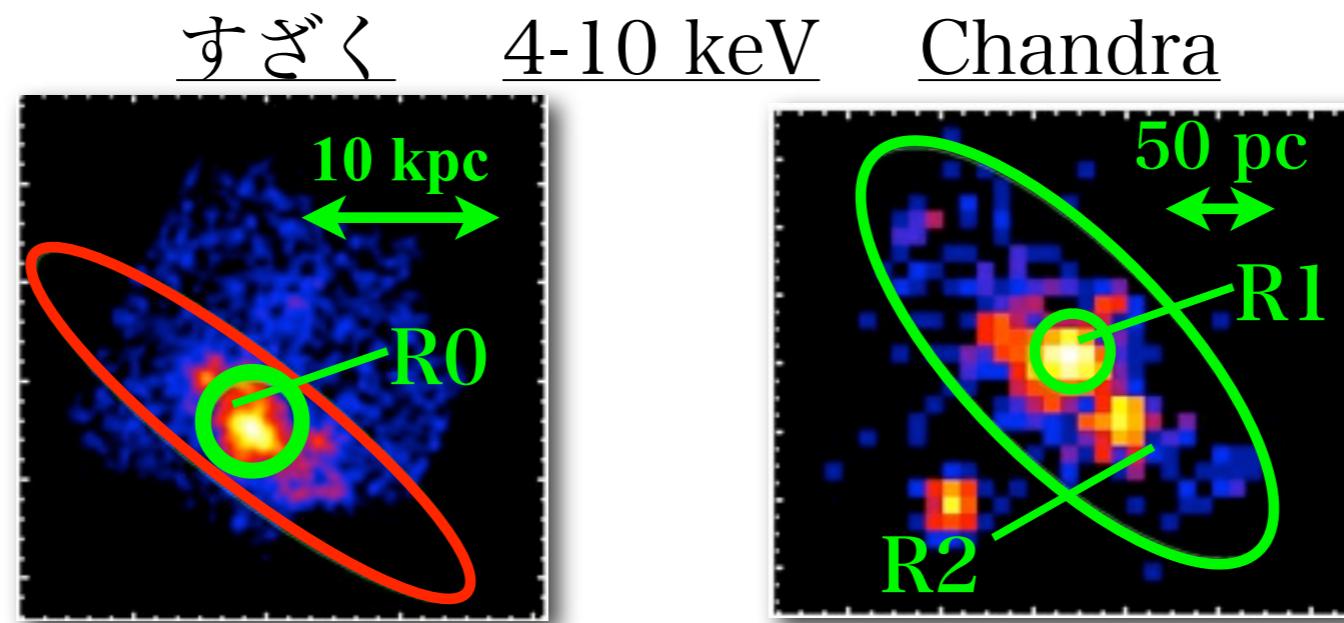


► Fe I: >99.99 %, Fe XXVI: 99.89 %

鉄輝線構造を手掛かりに、独自の視点からX線放射の起源を探る

鉄輝線構造の分布

放射起源を探るため、まずは放射領域を調べる



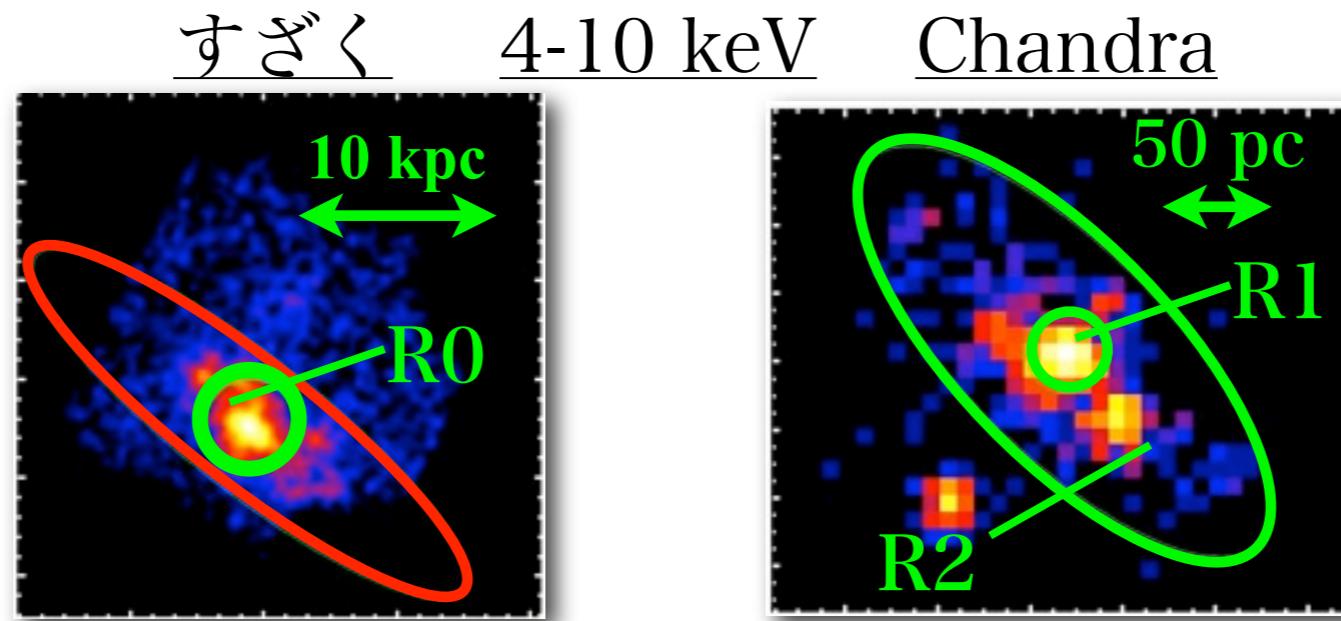
R0: r_{2.2} kpc, R1: r₂₀ pc (中心にAGNの存在が示唆), R2: 130×50 pc²
(Muller-Sanchez et. al. 2010)

鉄輝線flux [10⁻⁶ photons s⁻¹ cm⁻²]

領域	すざく	Chandra		
	R0	R1	R2	R1+R2
Fe I	3.8 ^{+1.2} _{-1.1}	<0.6	1.2 ^{+1.0} _{-0.8}	1.7 ^{+1.2} _{-1.0}
Fe XXV	8.4 ^{+1.4} _{-1.3}	2.1 ^{+1.1} _{-1.0}	4.8 ^{+1.3} _{-1.2}	7.1 ^{+1.6} _{-1.4}
Fe XXVI	2.3 ^{+1.2} _{-1.1}	<1.0	<1.1	1.7 ^{+1.3} _{-1.1}

鉄輝線構造の分布

放射起源を探るため、まずは放射領域を調べる



R0: r_{2.2} kpc, R1: r₂₀ pc (中心にAGNの存在が示唆), R2: 130×50 pc²
(Muller-Sanchez et. al. 2010)

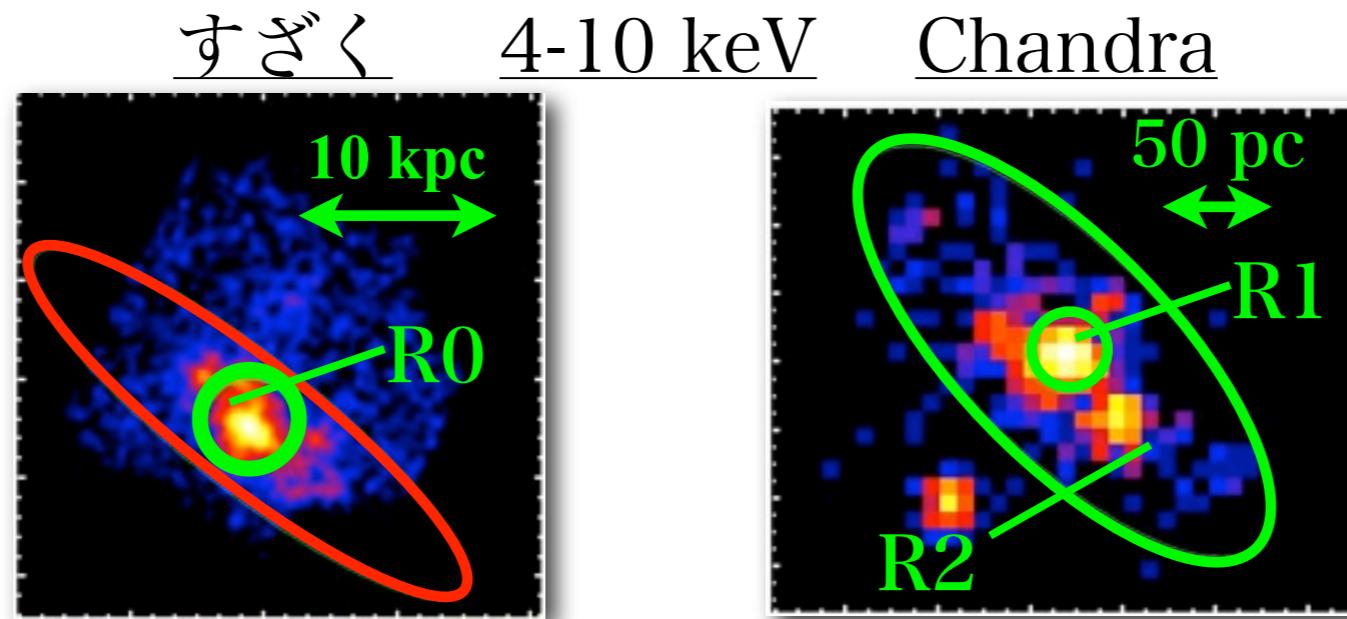
鉄輝線flux [10⁻⁶ photons s⁻¹ cm⁻²]

	すざく	Chandra		
領域	R0	R1	R2	R1+R2
Fe I	$3.8^{+1.2}_{-1.1}$	<0.6	$1.2^{+1.0}_{-0.8}$	$1.7^{+1.2}_{-1.0}$
Fe XXV	$8.4^{+1.4}_{-1.3}$	$2.1^{+1.1}_{-1.0}$	$4.8^{+1.3}_{-1.2}$	$7.1^{+1.6}_{-1.4}$
Fe XXVI	$2.3^{+1.2}_{-1.1}$	<1.0	<1.1	$1.7^{+1.3}_{-1.1}$

►Fe I, Fe XXVは100 pcスケールで広がっている

鉄輝線構造の分布

放射起源を探るため、まずは放射領域を調べる



R0: r_{2.2} kpc, R1: r₂₀ pc (中心にAGNの存在が示唆), R2: 130×50 pc²
(Muller-Sanchez et. al. 2010)

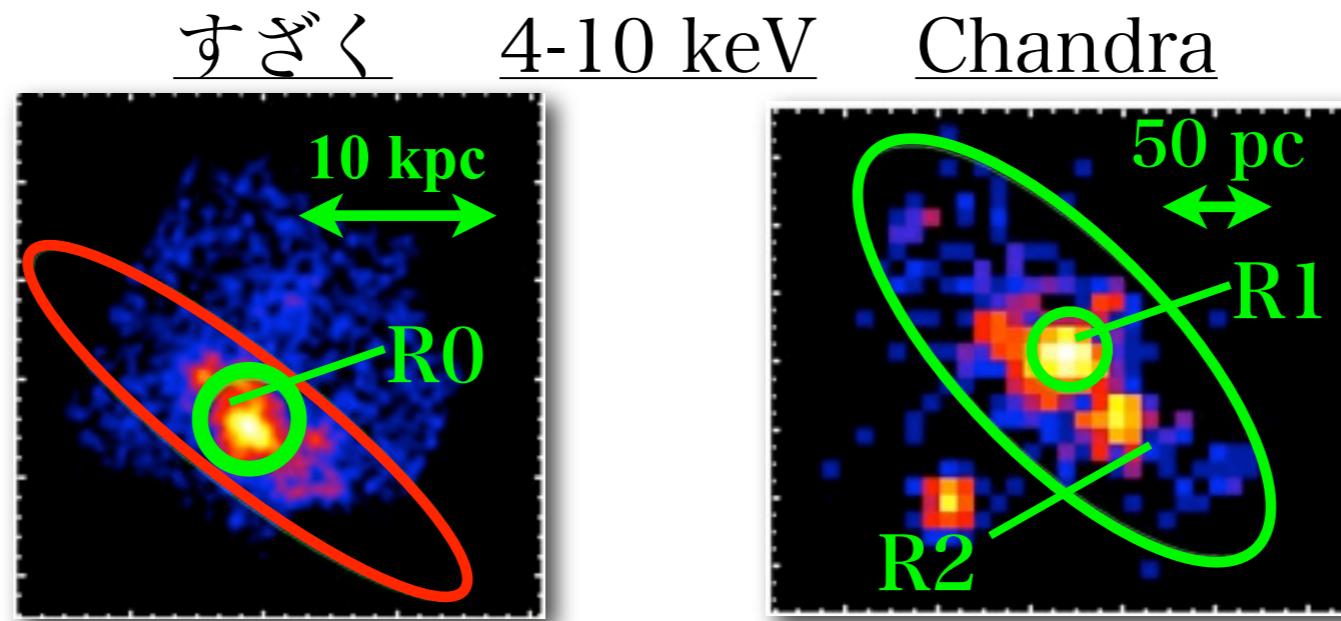
鉄輝線flux [10⁻⁶ photons s⁻¹ cm⁻²]

領域	すざく	Chandra		
	R0	R1	R2	R1+R2
Fe I	3.8 ^{+1.2} _{-1.1}	<0.6	1.2 ^{+1.0} _{-0.8}	1.7 ^{+1.2} _{-1.0}
Fe XXV	8.4 ^{+1.4} _{-1.3}	2.1 ^{+1.1} _{-1.0}	4.8 ^{+1.3} _{-1.2}	7.1 ^{+1.6} _{-1.4}
Fe XXVI	2.3 ^{+1.2} _{-1.1}	<1.0	<1.1	1.7 ^{+1.3} _{-1.1}

- ▶ Fe I, Fe XXVは100 pcスケールで広がっている
- ▶ Fe XXV, XXVIは中心128×48 pc² (R1+R2)領域内のみから放射

鉄輝線構造の分布

放射起源を探るため、まずは放射領域を調べる



R0: r_{2.2} kpc, R1: r₂₀ pc (中心にAGNの存在が示唆), R2: 130×50 pc²
(Muller-Sanchez et. al. 2010)

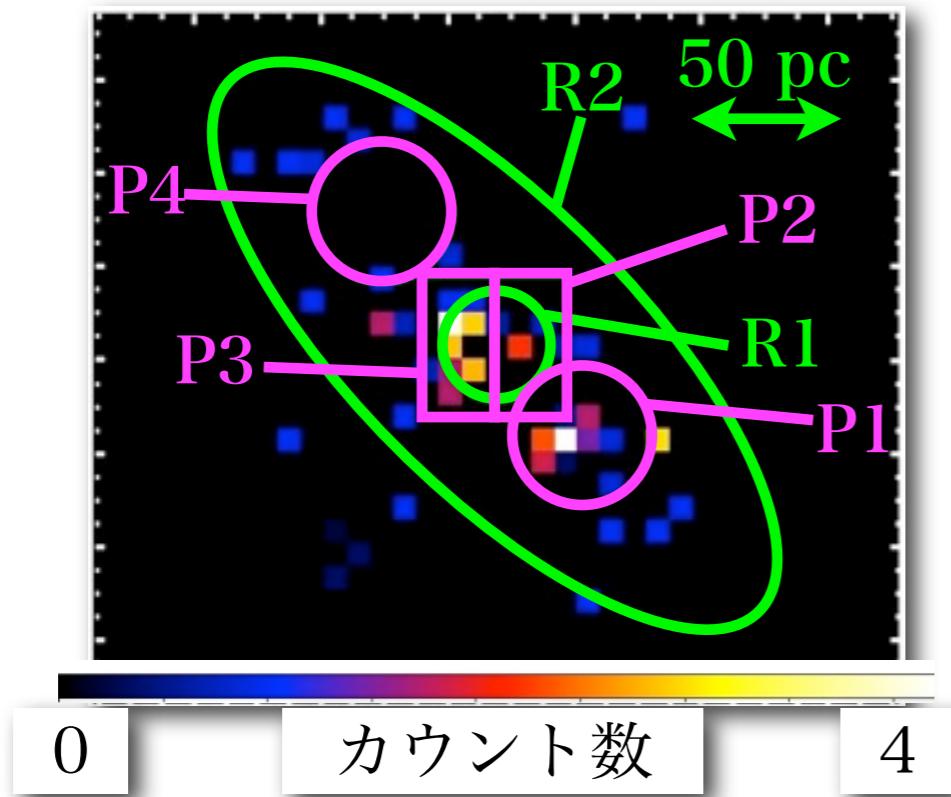
鉄輝線flux [10⁻⁶ photons s⁻¹ cm⁻²]

	すざく	Chandra		
領域	R0	R1	R2	R1+R2
Fe I	$3.8^{+1.2}_{-1.1}$	<0.6	$1.2^{+1.0}_{-0.8}$	$1.7^{+1.2}_{-1.0}$
Fe XXV	$8.4^{+1.4}_{-1.3}$	$2.1^{+1.1}_{-1.0}$	$4.8^{+1.3}_{-1.2}$	$7.1^{+1.6}_{-1.4}$
Fe XXVI	$2.3^{+1.2}_{-1.1}$	<1.0	<1.1	$1.7^{+1.3}_{-1.1}$

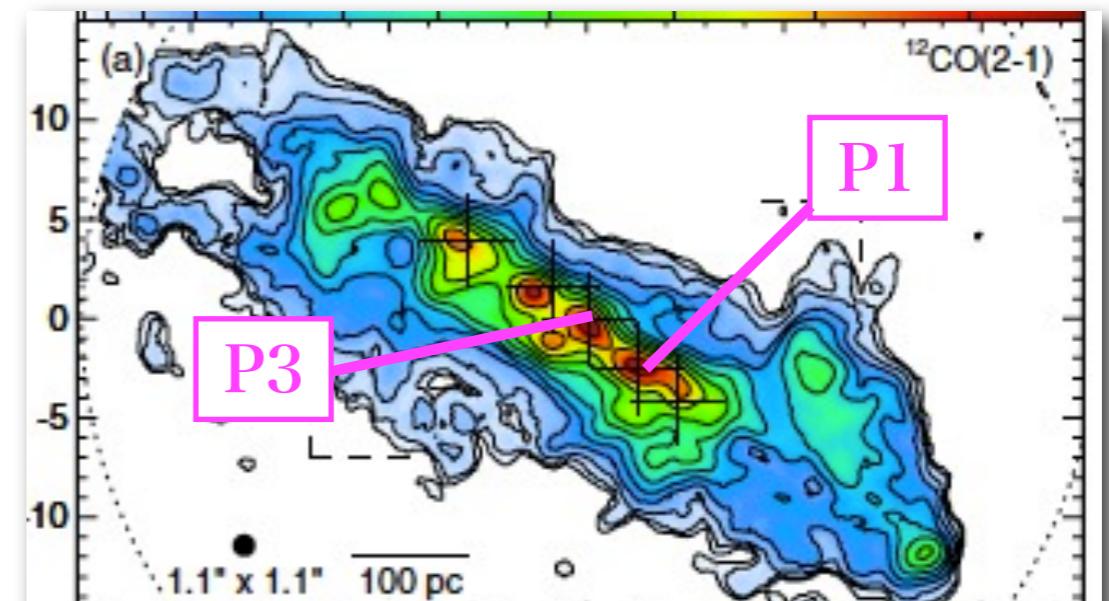
- ▶ Fe I, Fe XXVは100 pcスケールで広がっている
- ▶ Fe XXV, XXVIは中心128×48 pc² (R1+R2)領域内のみから放射
- ▶ Fe Iは中心128×48 pc² (R1+R2)領域外にも分布している可能性有り

鉄輝線構造と多波長との相関

Fe XXV輝線強度マップ



CO輝線強度マップ



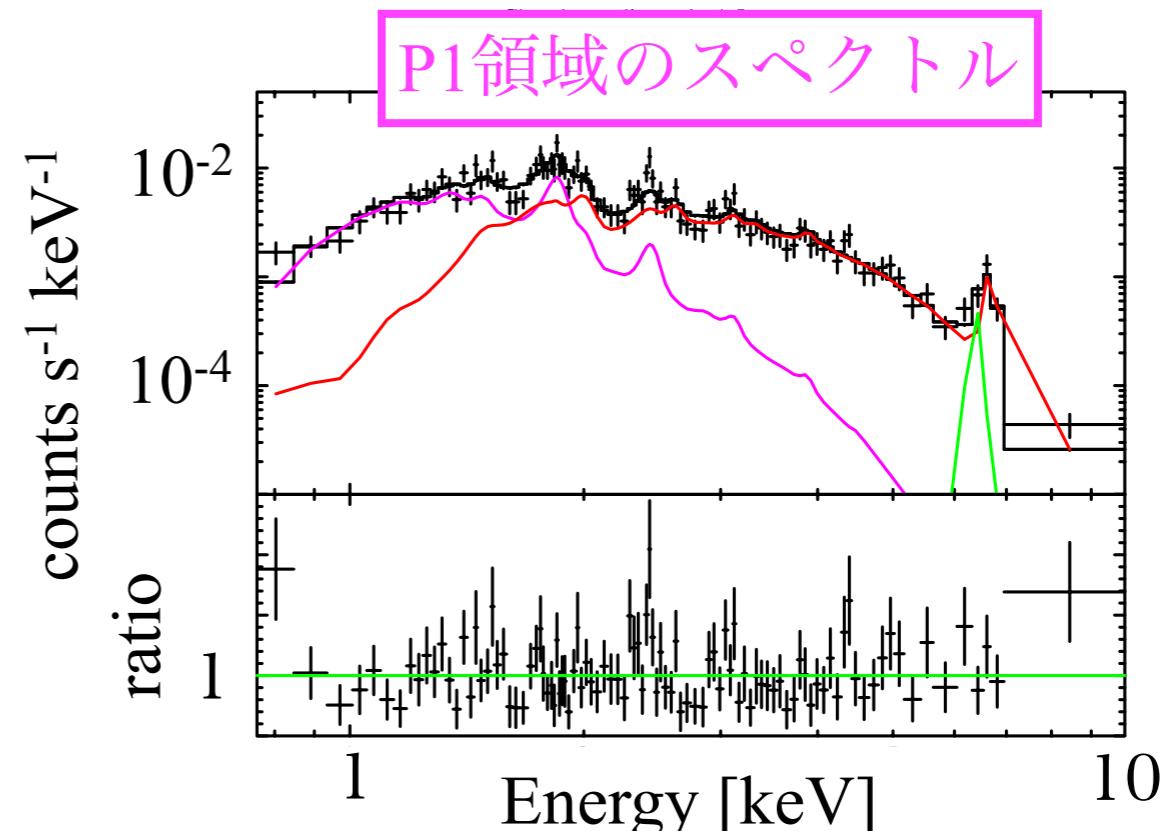
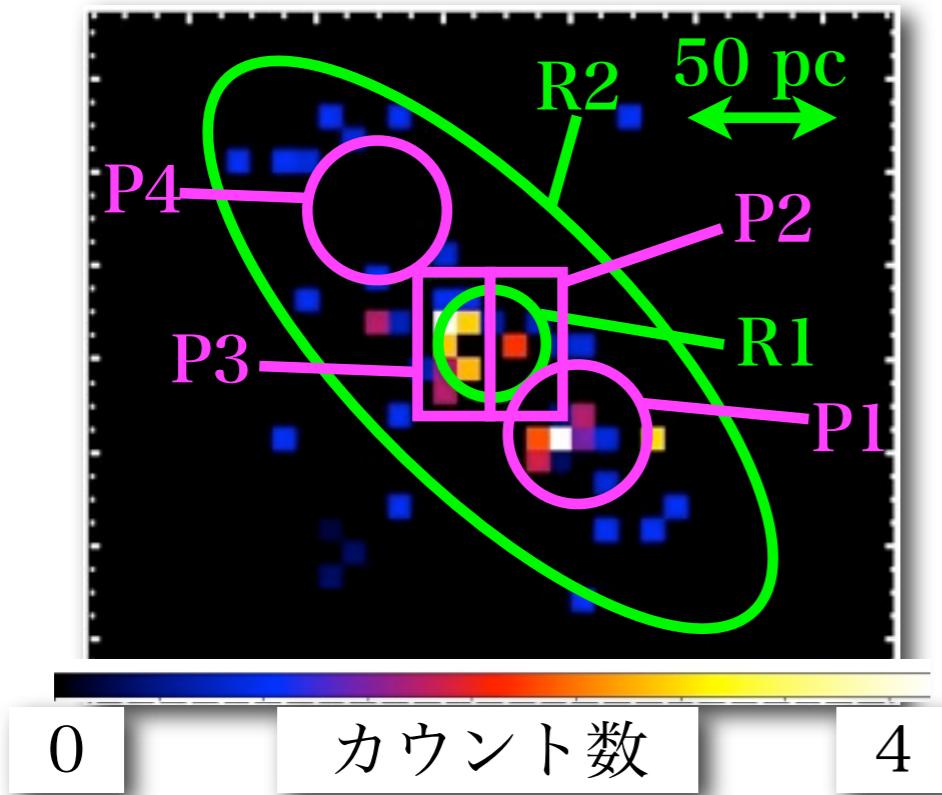
- ▶ Fe XXV輝線強度が特に強い領域がある(P1, P3)
- ▶ P1, P3は10 pcスケールで電波、中間赤外強度ピークと対応
- ▶ CO輝線強度...星生成の材料となる分子雲を反映
- ▶ 中間赤外...若い星からの放射を反映

Fe XXV輝線も星生成に起因した放射源からの放射であることが示唆

P1領域のワイドバンドスペクトル

最も鉄輝線強度が高いP1(半径24 pc)領域のX線放射の物理量を調べる

Fe XXV輝線強度マップ



- ▶ 高温側の鉄輝線を放射するプラズマ($kT \sim 2.5^{+0.5}_{-0.3}$ keV)の物理量を算出
- ▶ $L_{0.5-10 \text{ keV}} = (8.6 \pm 1.4) \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$, $E_{\text{thermal}} = 5.4^{+0.5}_{-0.6} \times 10^{52} \text{ erg}$
 $M_{\text{Fe}} = 20 \pm 2 M_{\odot}$, $L_{\text{Fe I}} = 1.2^{+1.3}_{-0.9} \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$,
 $L_{\text{Fe XXV}} = 2.7^{+1.2}_{-1.5} \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$

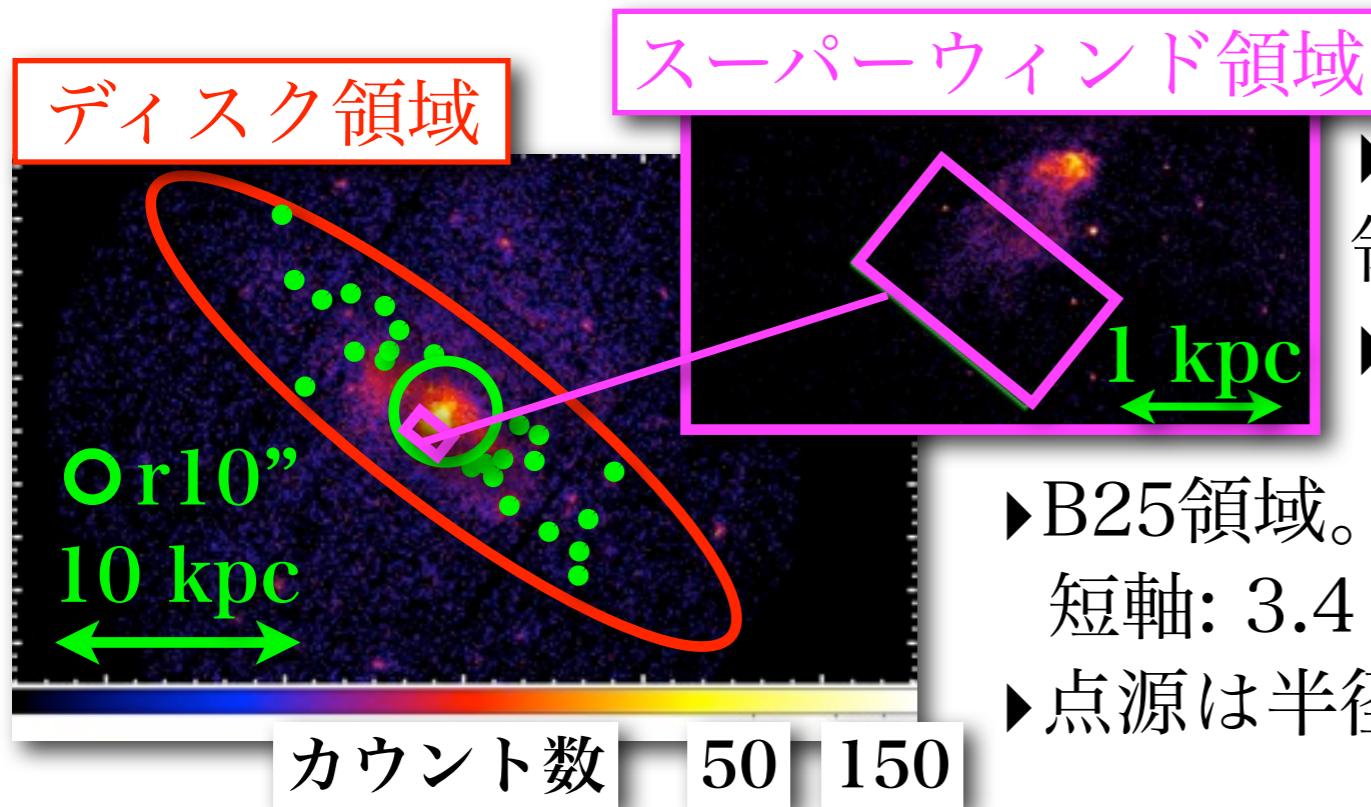
中心核領域の解析のまとめと起源の議論

- ▶ Fe I, Fe XXVI輝線を各々 $>99.99\%$, 99.89% の有意度で初検出した
 - ▶ 中心核領域のFe XXV輝線強度が、星生成に伴う電波や赤外線強度と数10 pcスケールで相関があることを初めて示した
- 鉄輝線のluminosity, thermal energy, 鉄質量から起源を議論した結果、
- ▶ Fe I, XXV輝線を点源で説明するには極端に多い個数、空間密度が必要
 - ▶ Fe XXV輝線は星生成に伴う10-1000以下の超新星残骸で説明可能
 - ▶ 中間赤外の観測結果とも一致 (Keto et al. 1999)
 - ▶ Fe I輝線は星生成に伴う非常に密度の濃い分子雲で説明可能
 - ▶ 電波観測の結果とも一致 (Sakamoto et al. 2010)
- 観測された鉄輝線は星生成領域に多量に存在する超新星残骸やその材料となる分子雲起源であると考えても矛盾しない
(Mitsuishi et al. ApJL 2011, 742, 2, L31)

- 解析と結果 -

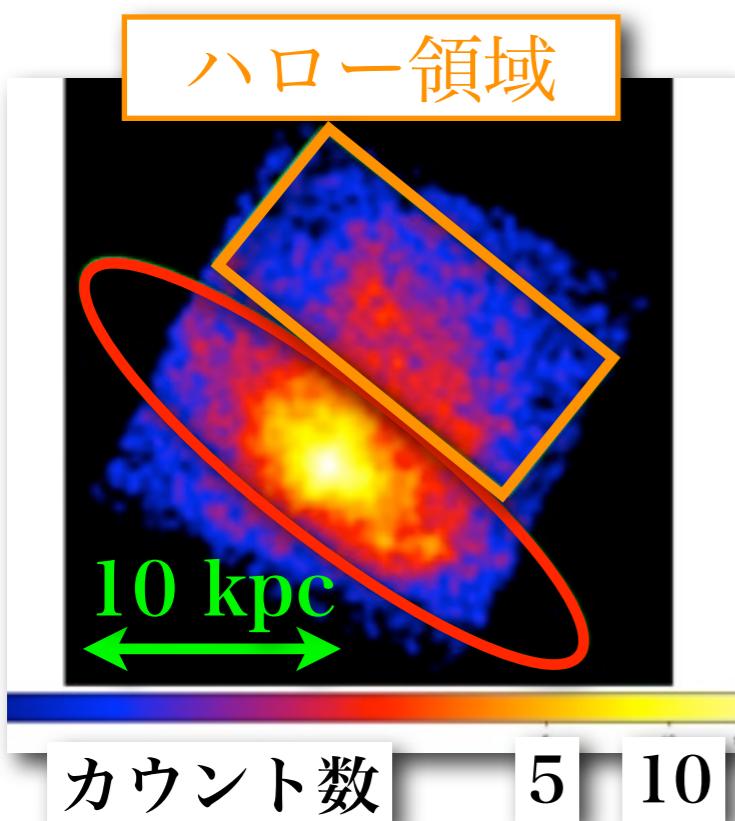
- ▶ 中心核領域の解析
 - ▶ 鉄輝線構造の検出
 - ▶ 鉄輝線構造の分布
- ▶ スーパーウィンド・ディスク・ハロー領域の解析
 - ▶ 解析の流れ
 - ▶ X線ガスの化学組成

解析の流れ: 領域の選定



- ▶ 電離ガスのアウトフローが観測された領域の近傍、かつX線で明るい領域
- ▶ $90 \times 55 \text{ arcmin}^2 = 1.4 \times 0.9 \text{ kpc}^2$

- ▶ B25領域。長軸: $14 \text{ arcmin} = 13 \text{ kpc}$
短軸: $3.4 \text{ arcmin} = 3.3 \text{ kpc}$ の橢円領域
- ▶ 点源は半径10''の円で除く



- ▶ ディスク領域の外側
- ▶ $16 \times 7.7 \text{ arcmin}^2 = 15 \times 7.4 \text{ kpc}^2$

解析の流れ: スペクトルフィット

最も暗いハロー領域を例に紹介

観測されるスペクトル

NGC 253

+ バックグランド

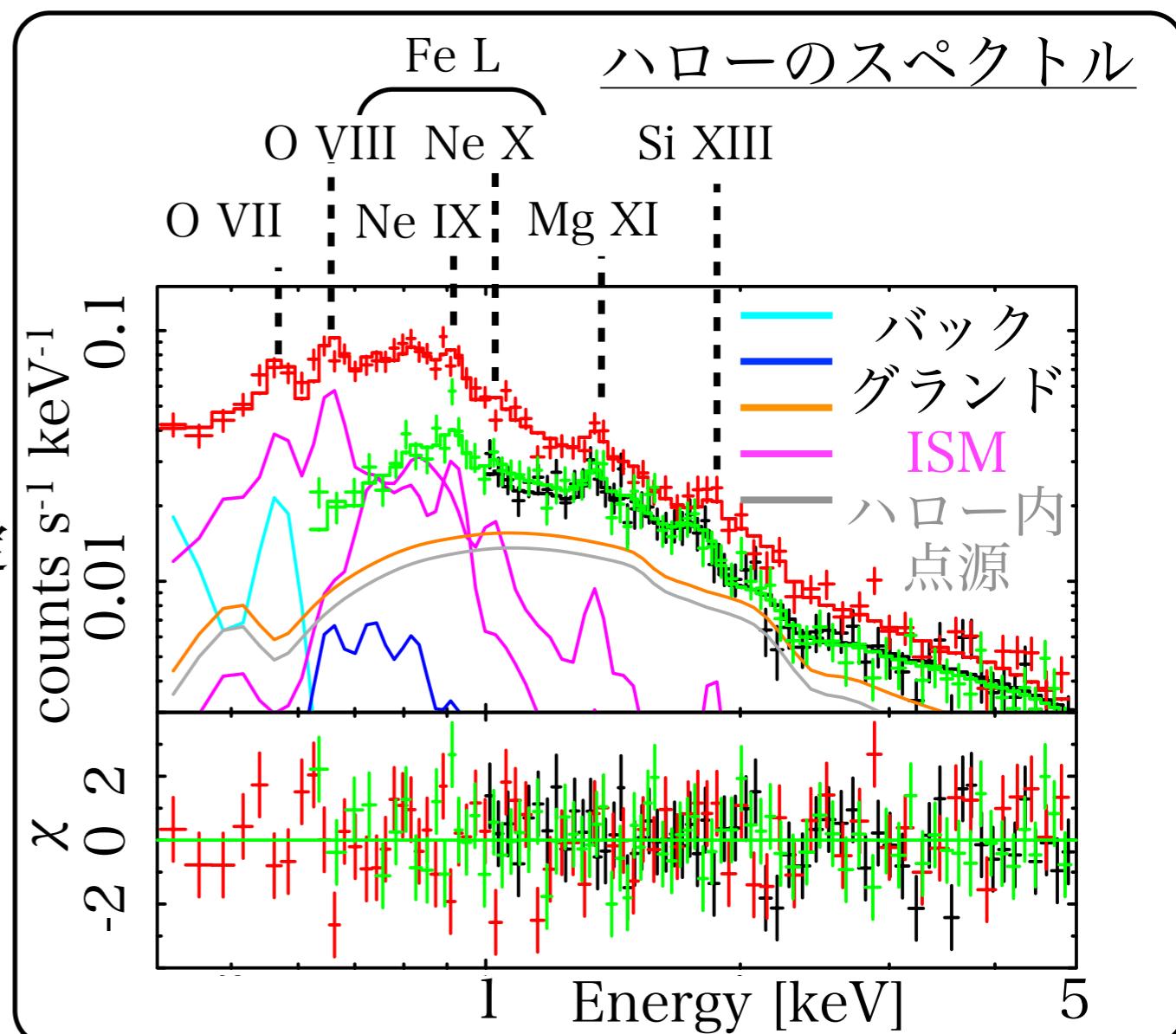
- 系内前景放射 + 宇宙X線背景放射
- blank skyで用いられているモデルを採用
- 温度・強度は典型的はblank skyの値とコンシスティント

▶高温ガス(1T or 2 T or 3 T)

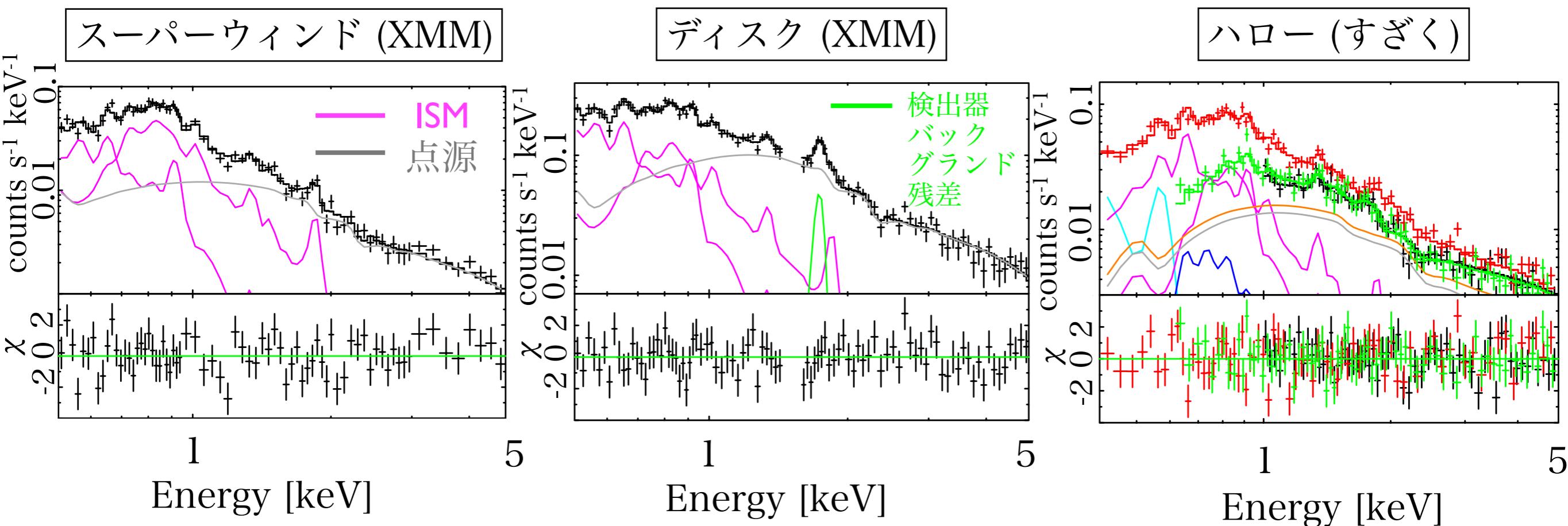
- 主に <2 keVで卓越
- 衝突電離平衡プラズマでモデリング
- 輝線として見えているO, Ne, Mg, Siの α 元素量を調べる
- 各重元素量はプラズマ間で同じ値を仮定

▶ハロー内の点源からの放射

- 主に >2 keVで優勢
- 多数の点源からの重ねあわせとして10 keVの制動放射でモデリング

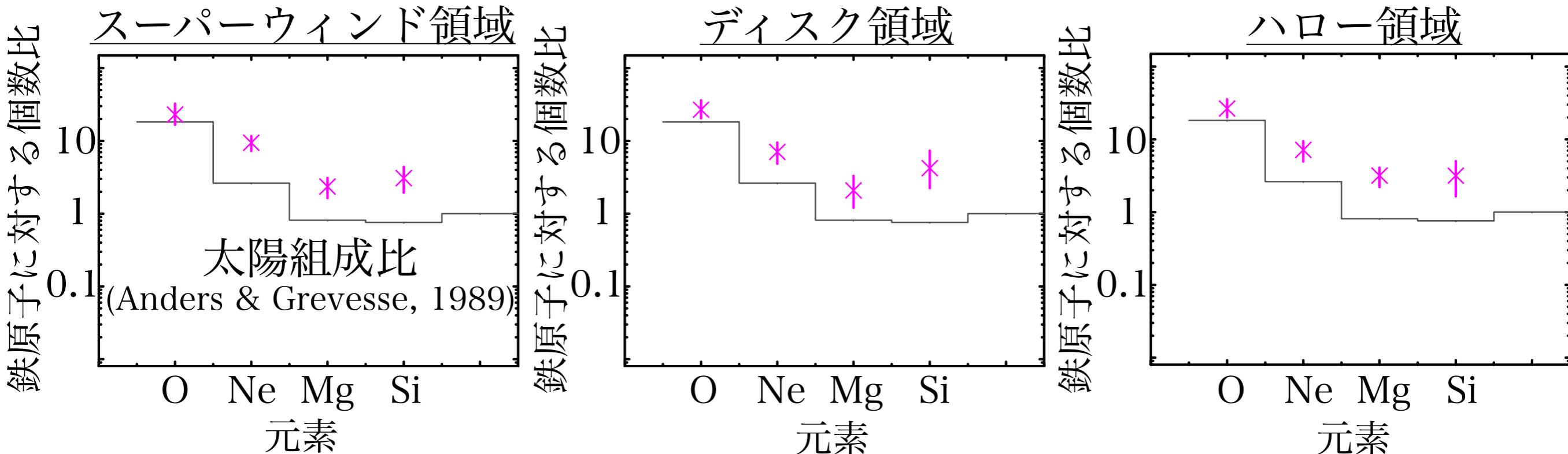


解析の流れ: 各領域のスペクトル



この統計では代表的な2温度($kT \sim 0.2, 0.6 \text{ keV}$)プラズマで表すことができる

各領域の化学組成とまとめ



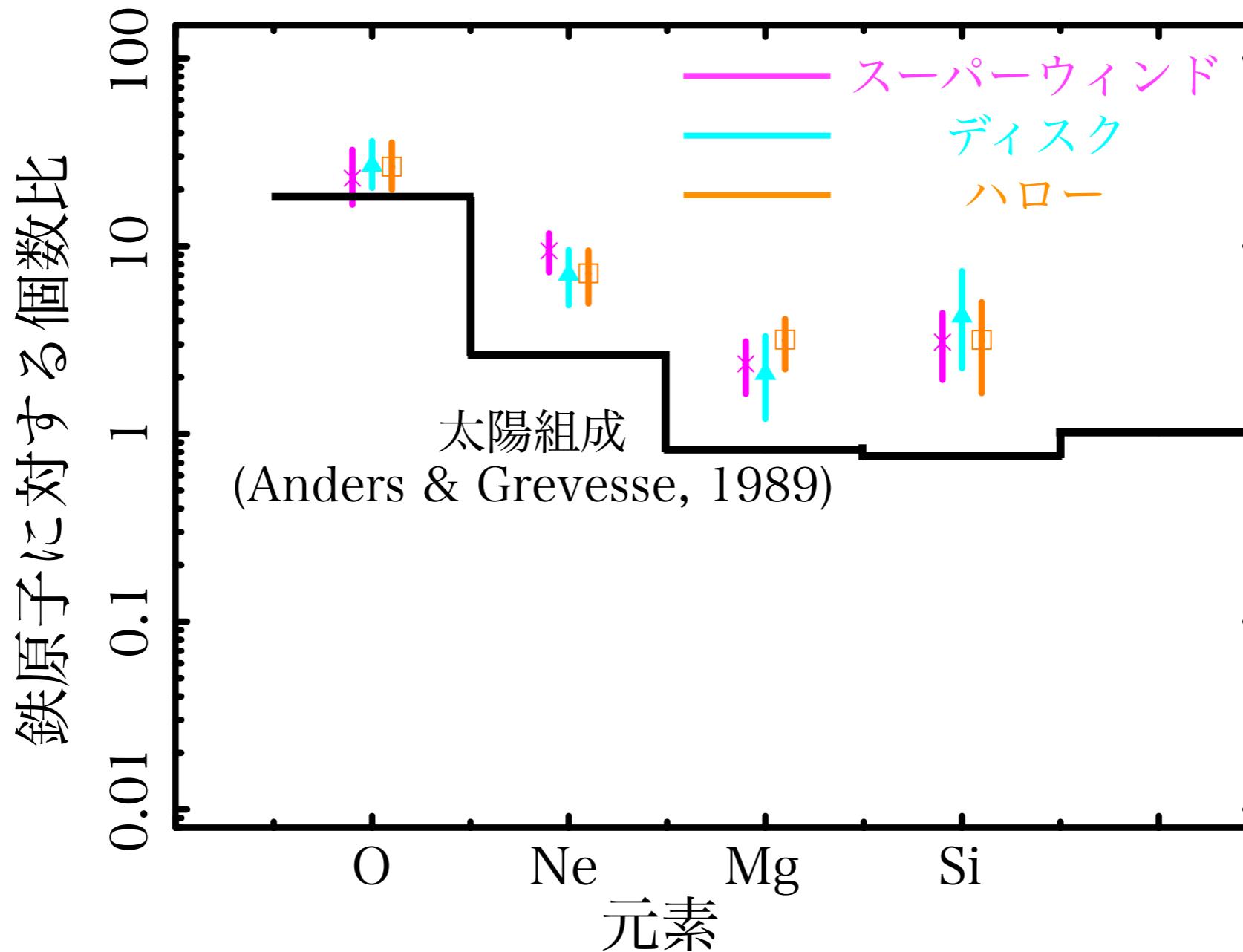
- ▶ O, Ne, Mg, Siの4つの α 元素に対して全ての領域から化学組成比の抽出に成功
- ▶ スターバースト銀河において、中心核近傍からハロー領域までにおよぶ連続した化学組成を求めたのは初めて
- ▶ ハロー領域の組成比を $<60\%$ の精度で求めたのはスターバーストで2例目
- ▶ 各領域のNe, Mg, Siの組成比は太陽組成比と比べても α 元素が豊富
- ▶ ハロー領域も含め、各領域のX線ガスはType II超新星爆発により汚染が進んでいることを初めて明らかにした

- 議論 -

- ▶ハロー領域のX線ガスの起源
- ▶NGC 253におけるX線ガスのダイナミクス
 - ▶ディスク・ハロー領域のX線ガスのダイナミクス
 - ▶ハロー内X線ガスの銀河間空間への流出可能性

ハロー領域のX線ガスの起源

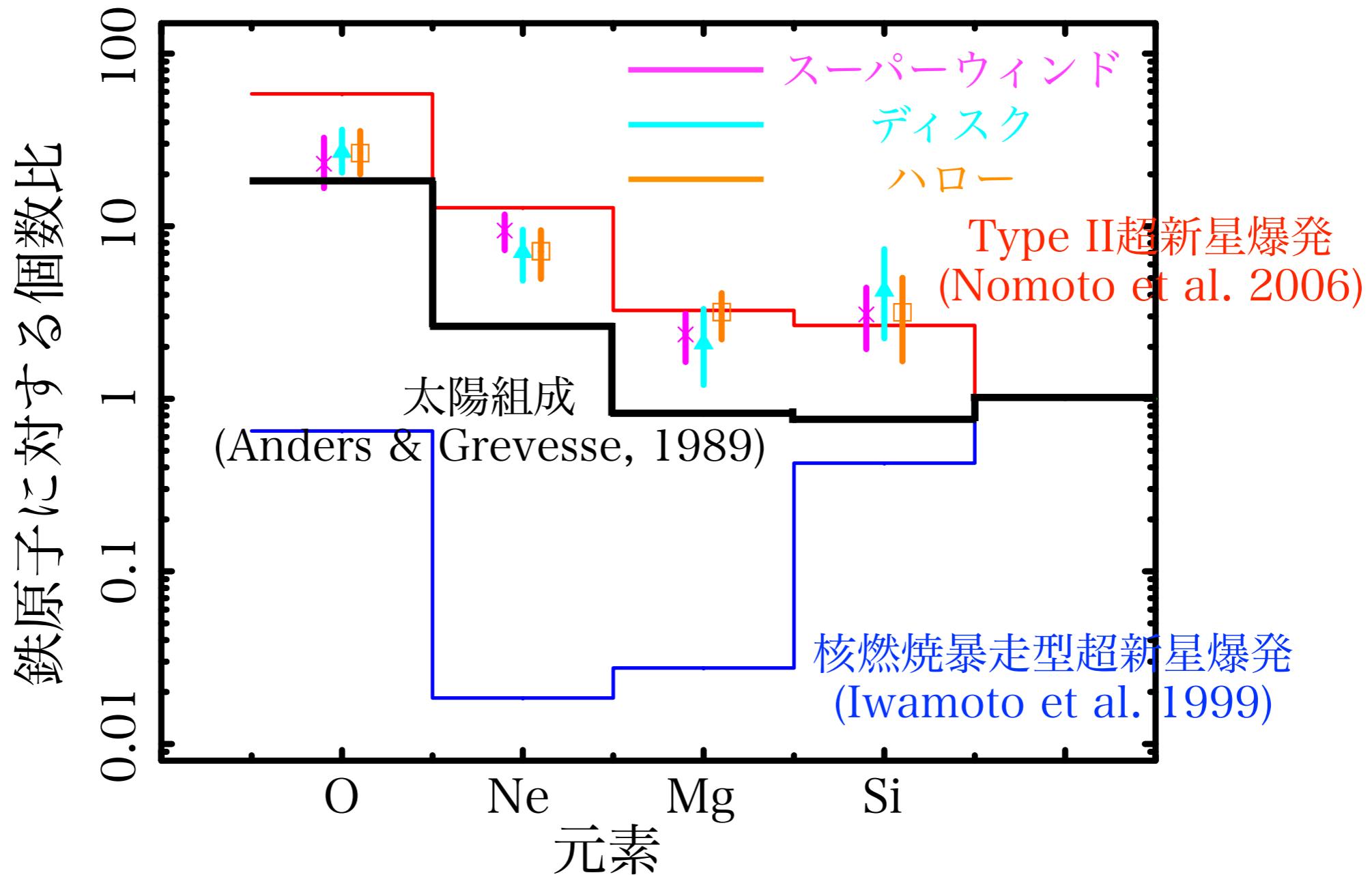
スーパーウィンド・ディスク・ハロー各領域の重元素組成比を比較



- ▶ 10 kpcにわたる3領域内の全ての α 元素の組成比が90 %の範囲内で一致
 - ▶ ハロー領域のX線ガスはより内側のガスと同一起源と考えても矛盾しない
- ▶ α 元素のうちNe, Mg, Si元素は太陽組成と比べても豊富
 - ▶ Type II超新星爆発による汚染

ハロー領域のX線ガスの起源

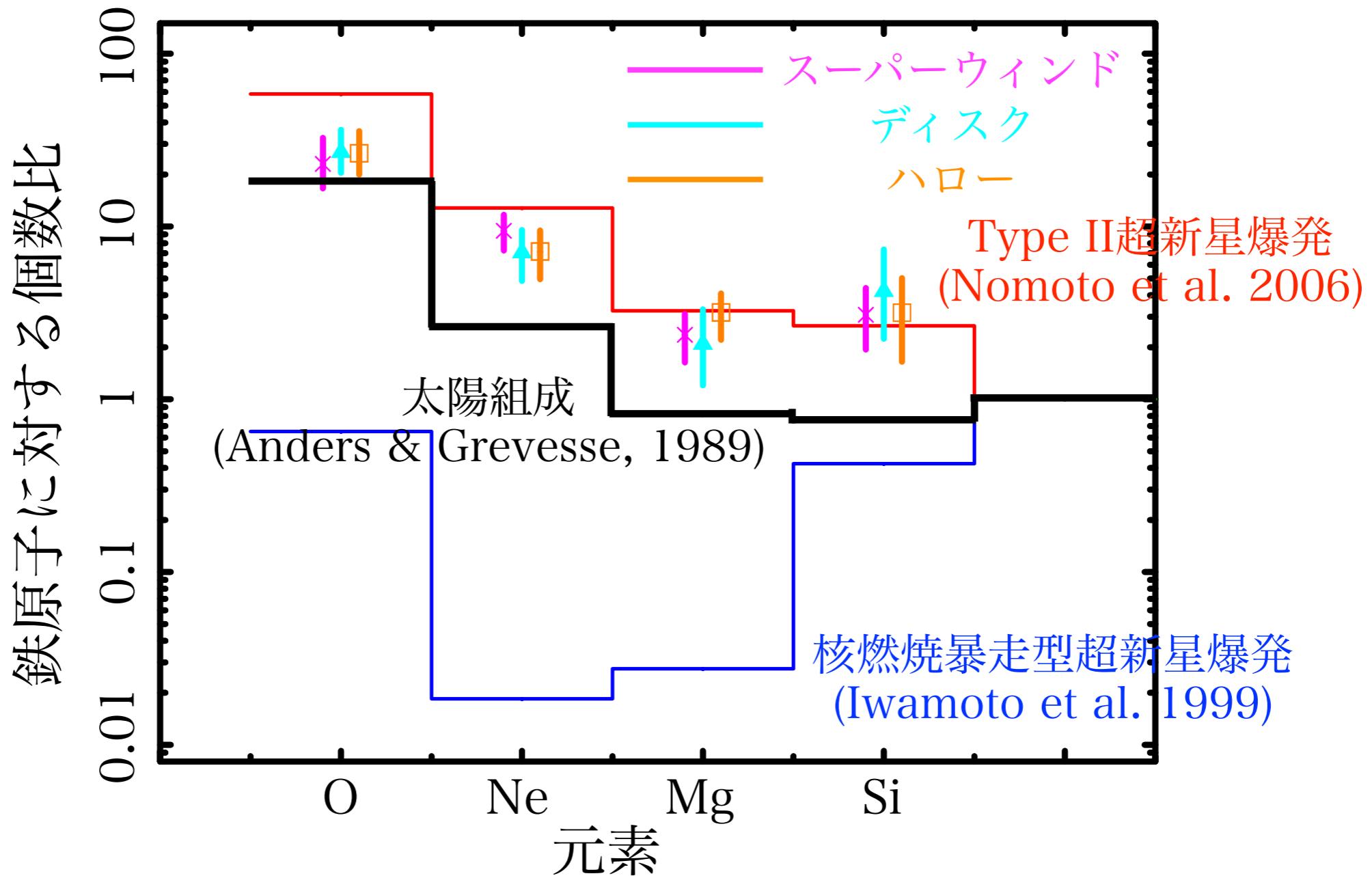
スーパーウィンド・ディスク・ハロー各領域の重元素組成比を比較



- ▶ 10 kpcにわたる3領域内の全ての α 元素の組成比が90 %の範囲内で一致
 - ▶ ハロー領域のX線ガスはより内側のガスと同一起源と考えても矛盾しない
- ▶ α 元素のうちNe, Mg, Si元素は太陽組成と比べても豊富
 - ▶ Type II超新星爆発による汚染

ハロー領域のX線ガスの起源

スーパーウィンド・ディスク・ハロー各領域の重元素組成比を比較



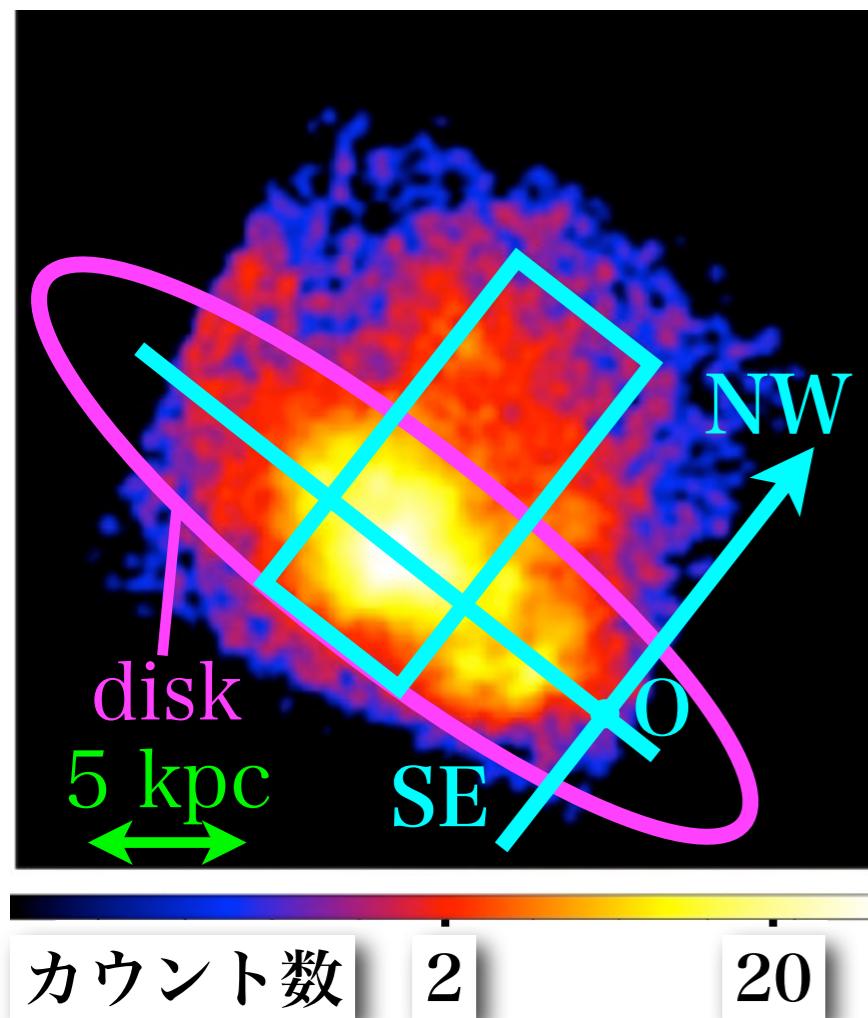
- ▶ 中心核領域のX線放射の一部は少なくともスターバースト起源
- ▶ ハロー領域のX線ガスもType II超新星爆発により汚染
- ▶ ハロー領域のX線ガスはディスク内部のガスと同一起源と考えても矛盾しない
→ スターバーストアウトフローの観測的検証に成功

- 議論 -

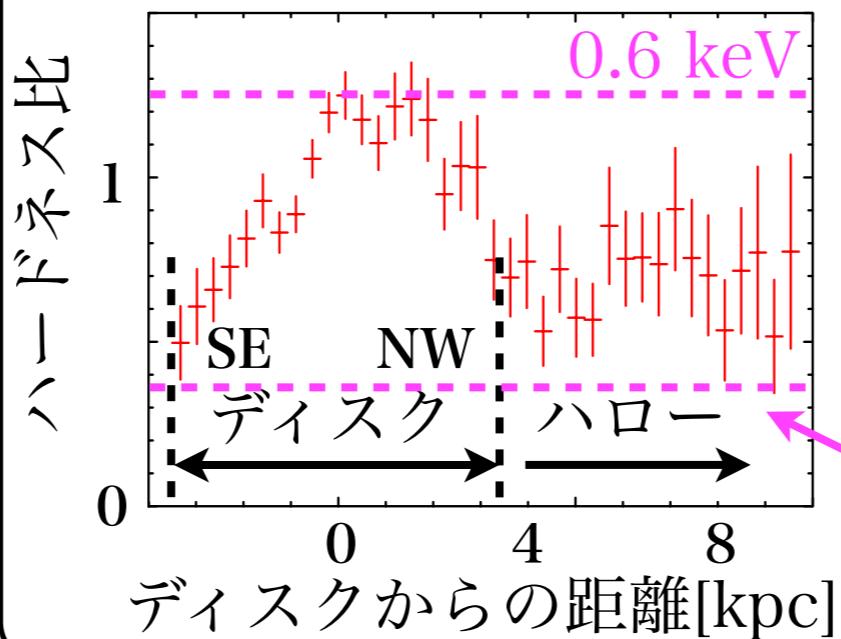
- ▶ハロー領域のX線ガスの起源
- ▶NGC 253におけるX線ガスのダイナミクス
- ▶ディスク・ハロー領域のX線ガスのダイナミクス
- ▶ハロー内X線ガスの銀河間空間への流出可能性

ディスク・ハロー領域のハードネス比と輝度分布

0.5-2 keV

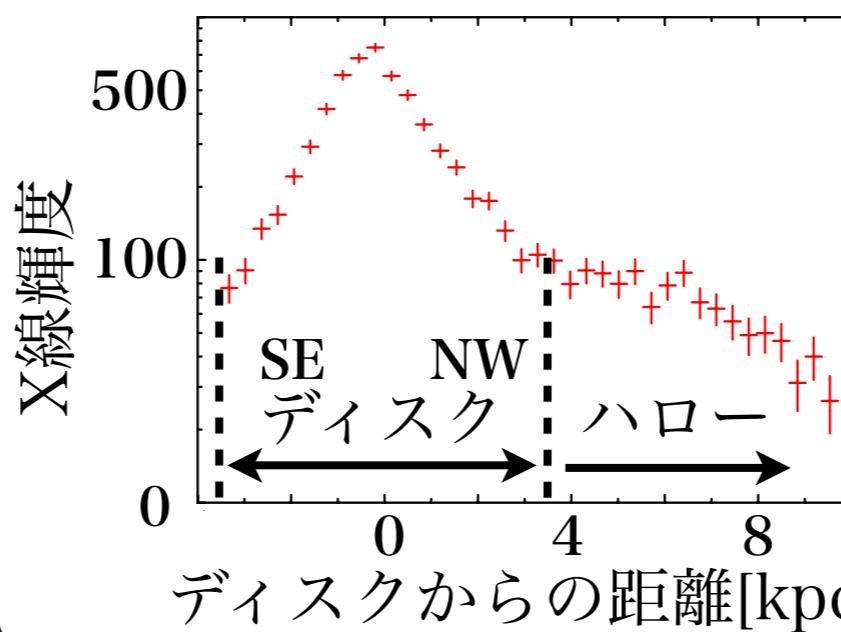


ハードネス比(0.8-1.0 keV/0.4-0.8 keV)



- ▶スペクトルの形を反映
- ▶温度と相關
- ▶ディスク領域ではハード、ハロー領域ではほぼ一定値

X線輝度分布(0.4-0.8 keV)



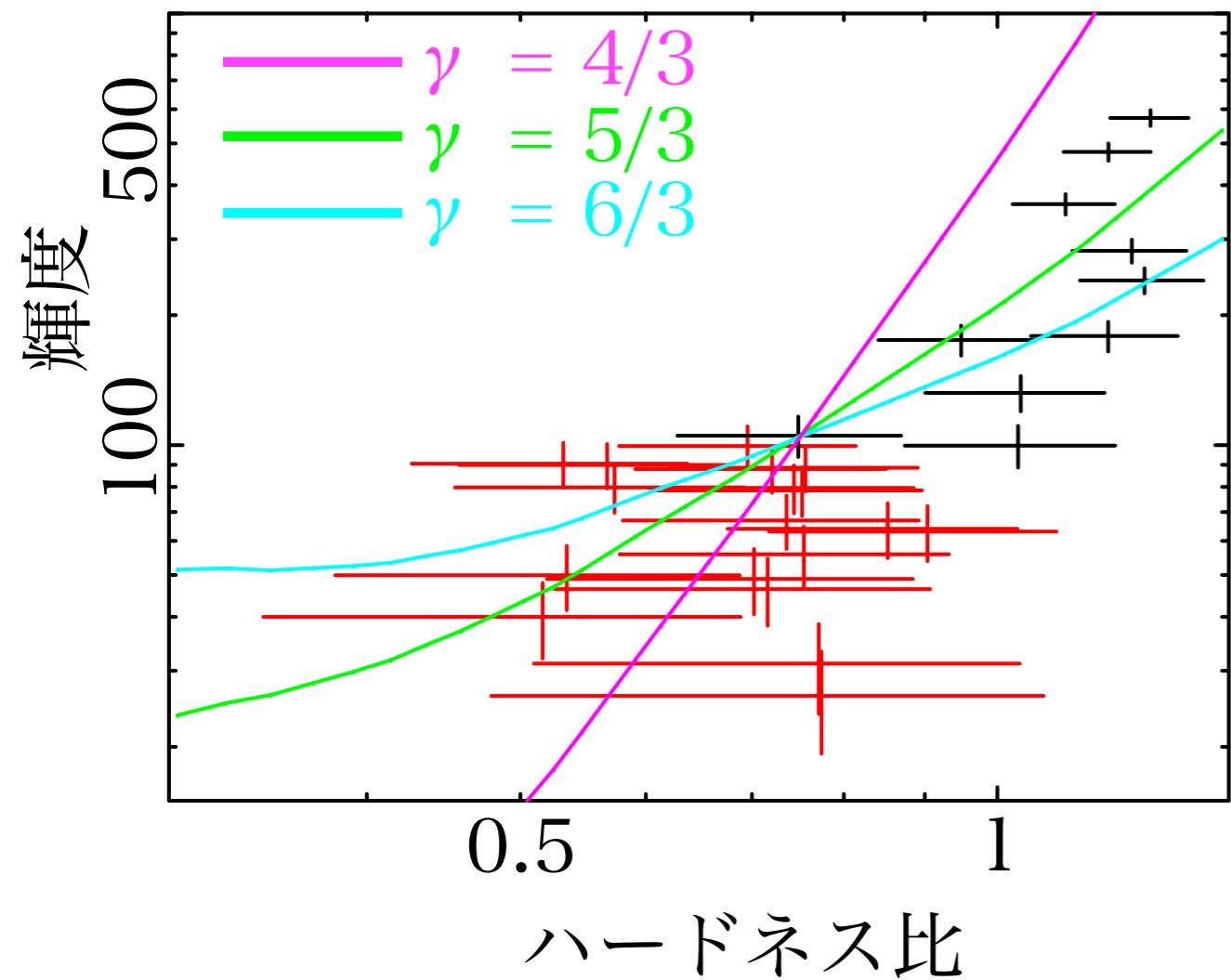
- ▶X線輝度 = $\int \Lambda \times n_H \times n_e dV$
- ▶平方根は密度と相關
- ▶ディスク領域ではシャープ、ハロー領域ではなだらか

ディスク・ハロー領域のX線ガスのダイナミクス

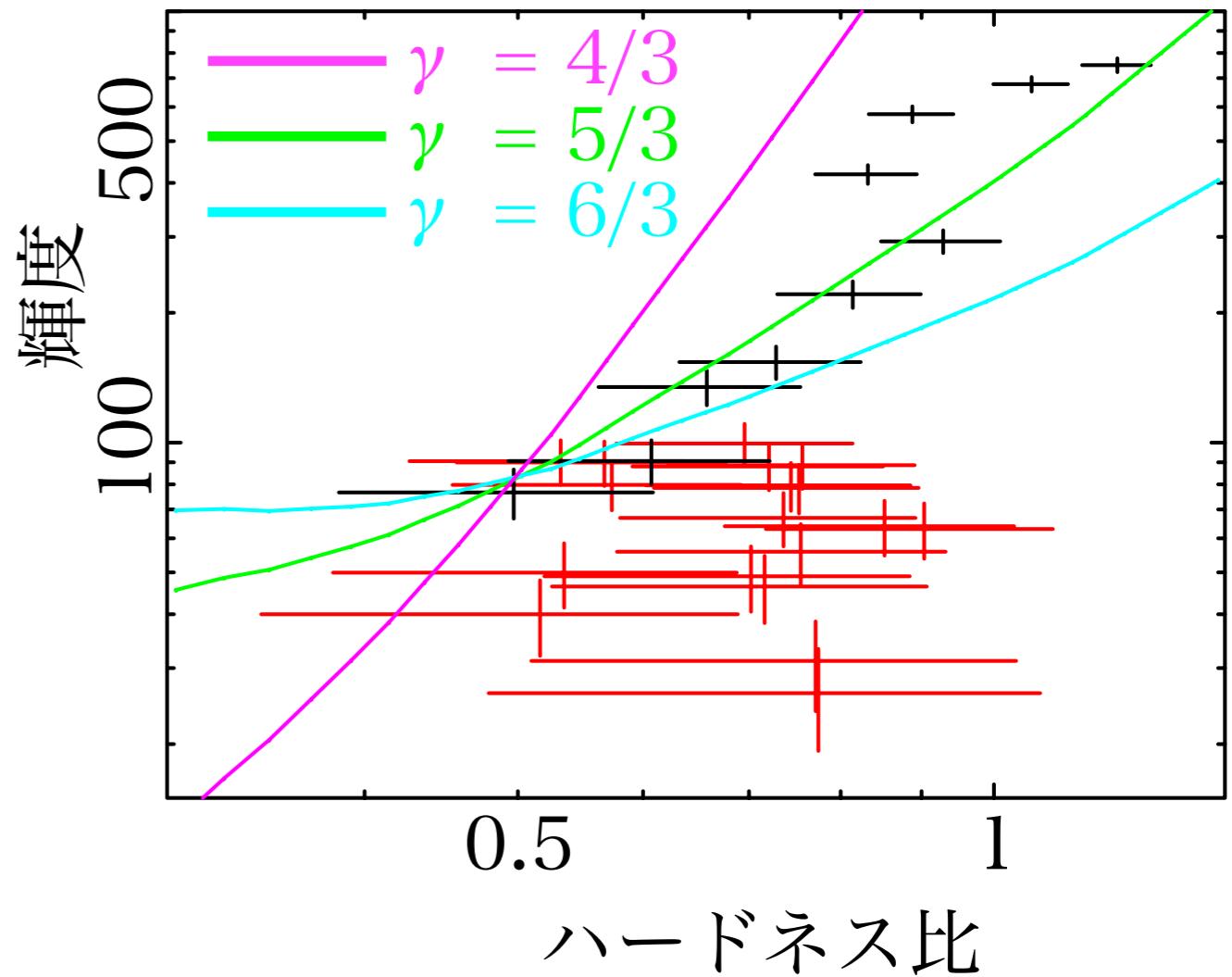
X線ガスの密度・温度のポリトロープ関係を調べる

$$PV^\gamma = \text{const} \rightarrow T\rho^{1-\gamma} = \text{const}$$

NWディスク+ハロー



SEディスク+ハロー



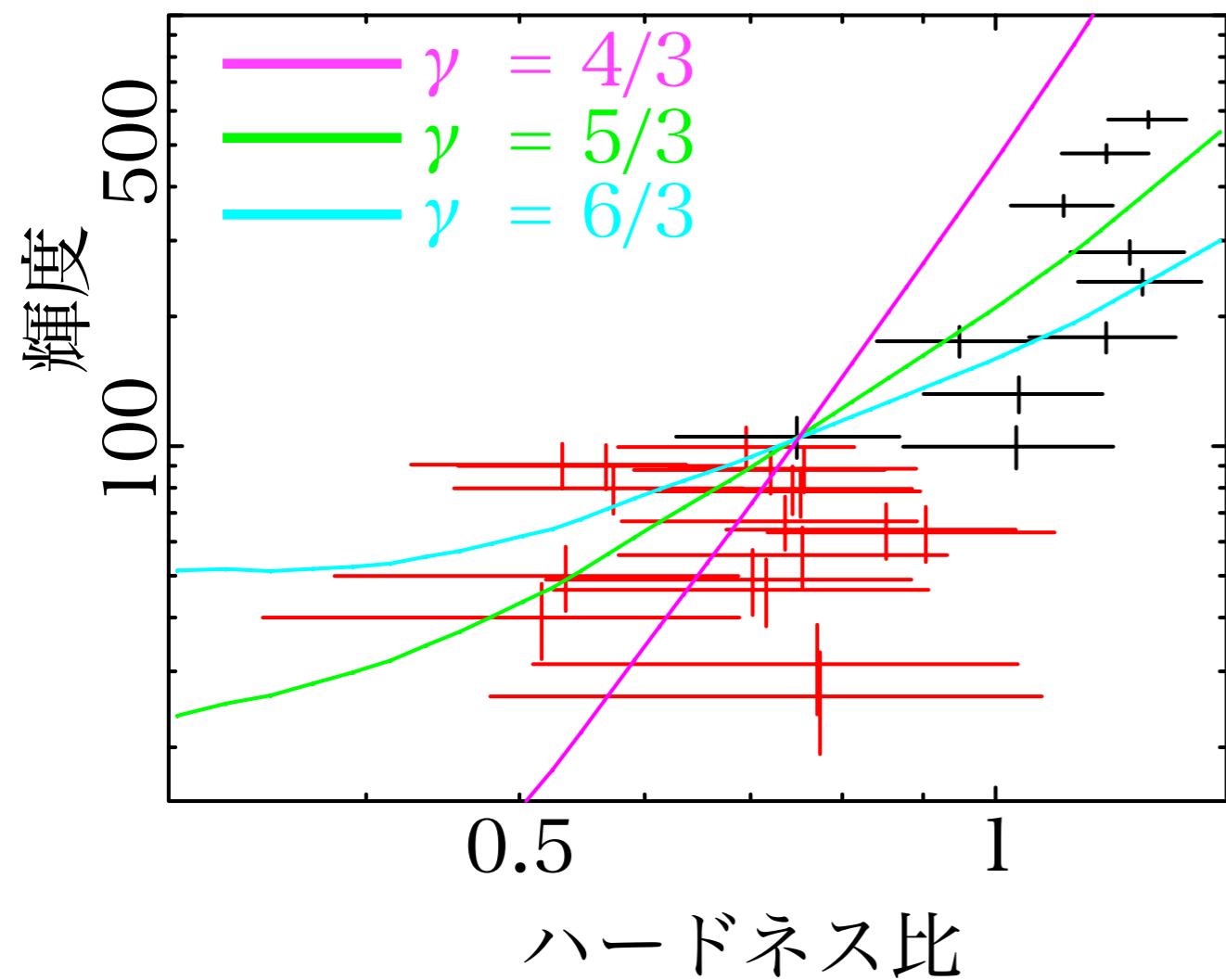
- ▶ディスクとハロー領域では密度・温度の依存性が異なっているように見える
- ▶ディスクとハロー領域のX線ガスのダイナミクスが異なっている可能性を示唆

ディスク・ハロー領域のX線ガスのダイナミクス

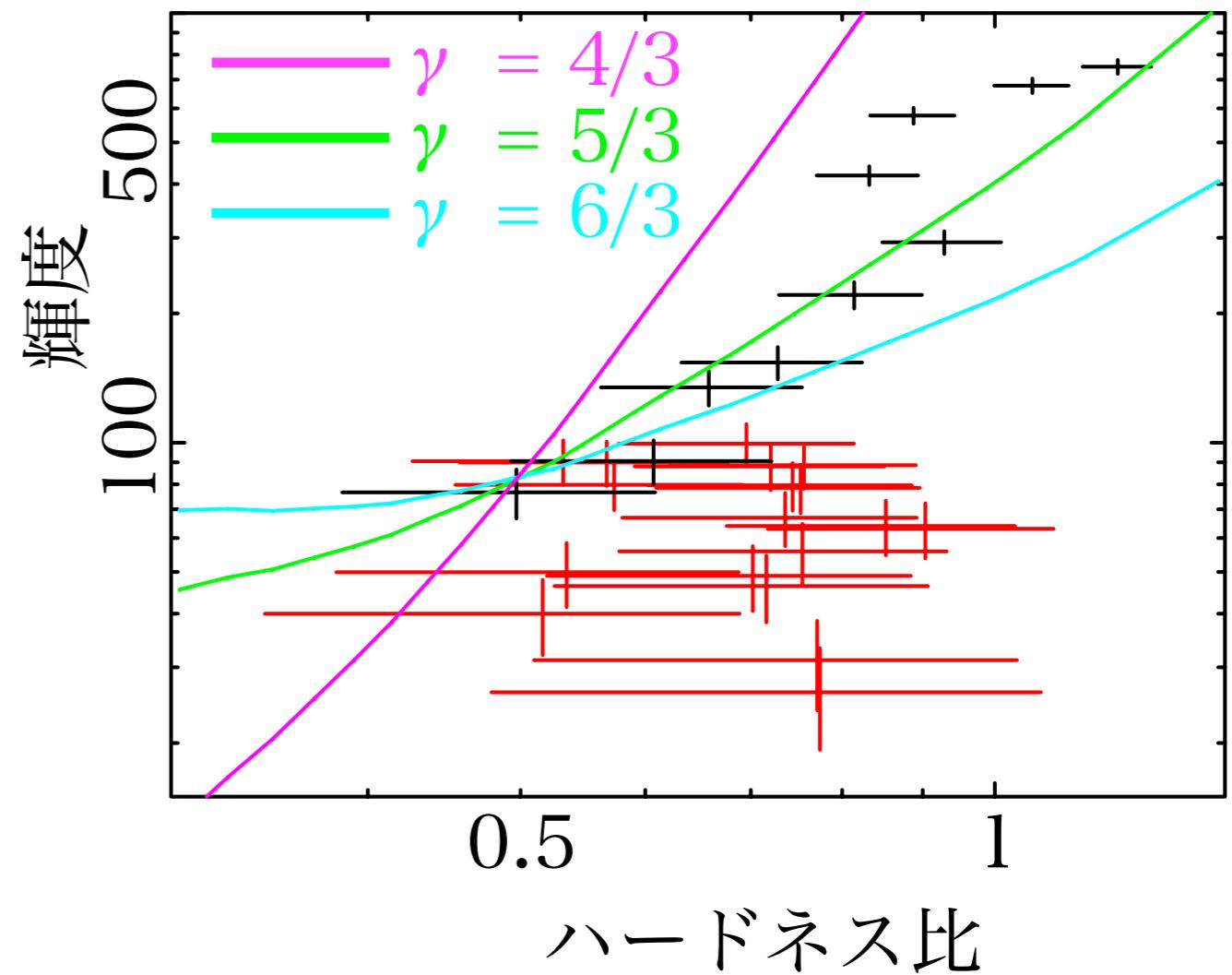
X線ガスの密度・温度のポリトロープ関係を調べる

$$PV^\gamma = \text{const} \rightarrow T\rho^{1-\gamma} = \text{const}$$

NWディスク+ハロー



SEディスク+ハロー



►ディスク領域は断熱膨張、ハロー領域からは自由膨張
である描像を考えても矛盾しない

ハロー内X線ガスの銀河間空間への流出可能性

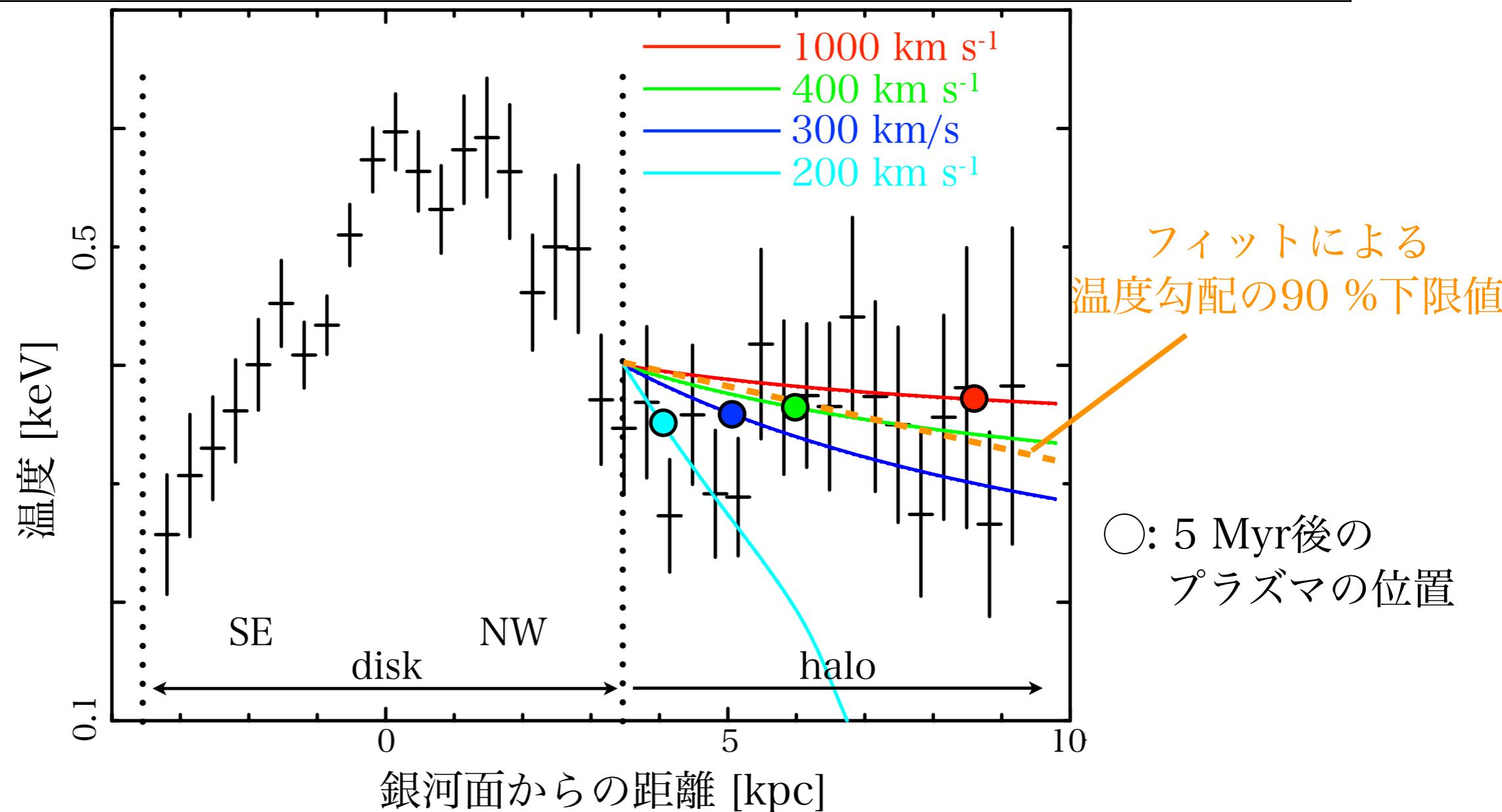
motivation:

- ▶ハロー内のX線ガスは自由膨張
 - ▶ハロー中のガスがゆっくり運動していると放射冷却により冷えてしまう
 - ▶観測された温度プロファイルを実現するためにはある程度の速度が必要
- 独自の視点から速度に制限をつけ、銀河間空間への流出可能性を探る

仮定: (1) X線ガスがハロー領域をディスク垂直方向に一定速度 (v_{bulk})で移動
(2) 冷却過程としては放射冷却のみを考慮
(3) ハロー領域の密度分布は輝度分布から得られた分布を採用

放射冷却による温度分布と観測値との比較

放射冷却による予想される温度分布と観測された温度分布との比較



観測された温度分布を再現するためには $V_{\text{bulk}} > 400 \text{ km/s}$ 必要

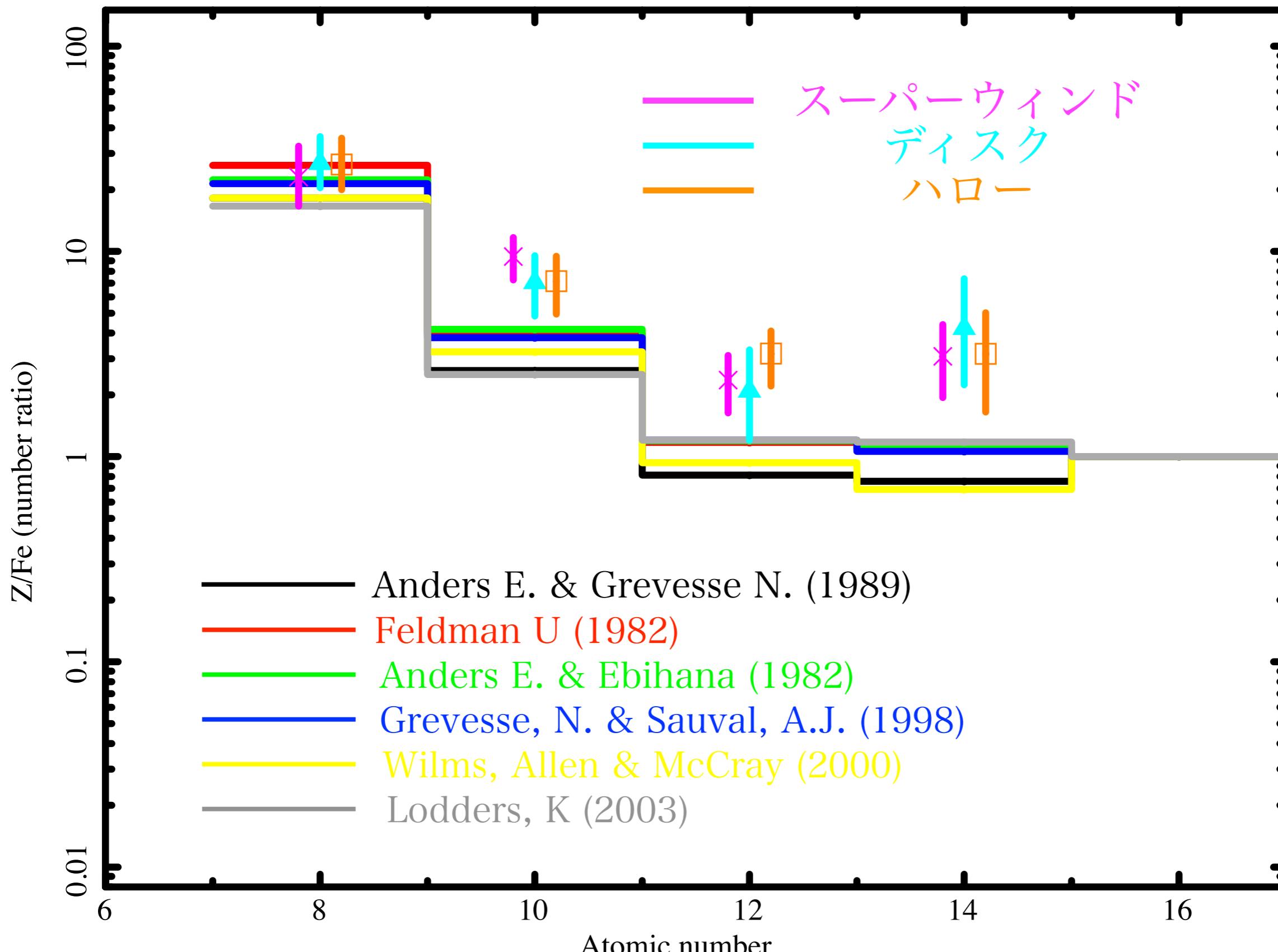
► 熱エネルギーと合わせると銀河ポテンシャル($\sim 210 \text{ km/s}$)を超える可能性

本博士論文のまとめ

- ▶ NGC 253の中心核・スーパーウィンド・ディスク・ハロー領域のX線ガスの輝線構造や化学組成からその起源を、温度や密度分布からダイナミクスを調べた
- ▶ 中心核領域にて観測されたFe I, Fe XXVI輝線の起源として、星生成に伴う分子雲および超新星残骸で説明できることを初めて定量的に示した。
- ▶ スーパーウィンド、ディスク、ハロー領域の化学組成比に着目し、各領域の O, Ne, Mg, Siの化学組成比が90 %のエラーの範囲内で全て一致することを初めて明らかにした。またその組成比から、各領域のガスがType II超新星爆発により汚染されたものであつたことを初めて示した。
- ▶ 以上から、中心核からハロー領域まで数kpcにわたるX線ガスが、中心核の星生成に伴うガス起源だとしても矛盾しない検証結果を得た。
- ▶ ディスク・ハロー内の温度・密度を調べることで、ディスク領域は断熱膨張、ハロー領域は自由膨張としても矛盾しない結果を初めて示した。
- ▶ ハロー内のガスが観測された温度を再現するためには少なくとも >400 km/sの速度が必要であるという下限値を初めて与え、ハロー内のガスの銀河間空間流出の可能性を示した。

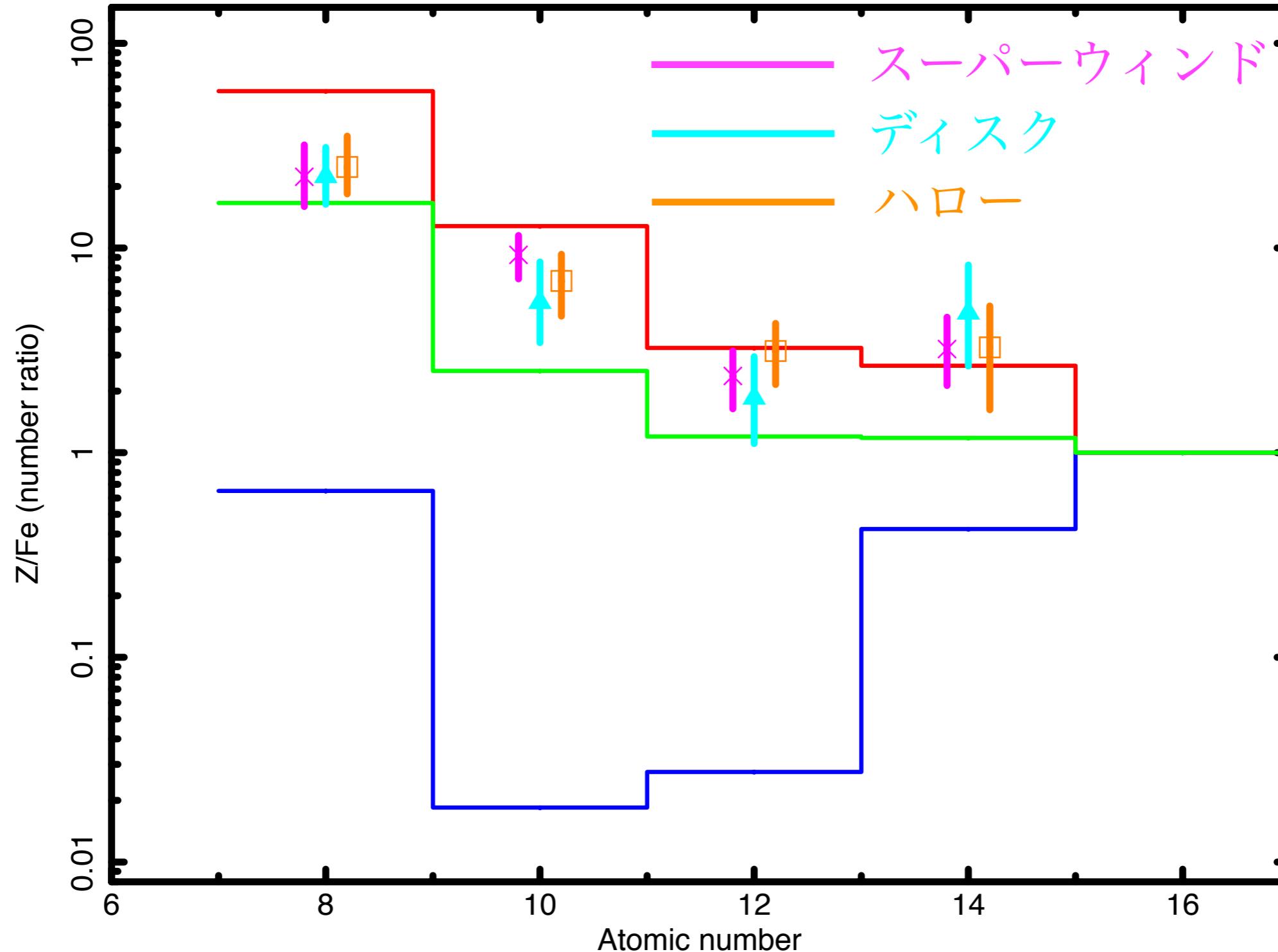
予備トラベ

様々な重元素テーブル



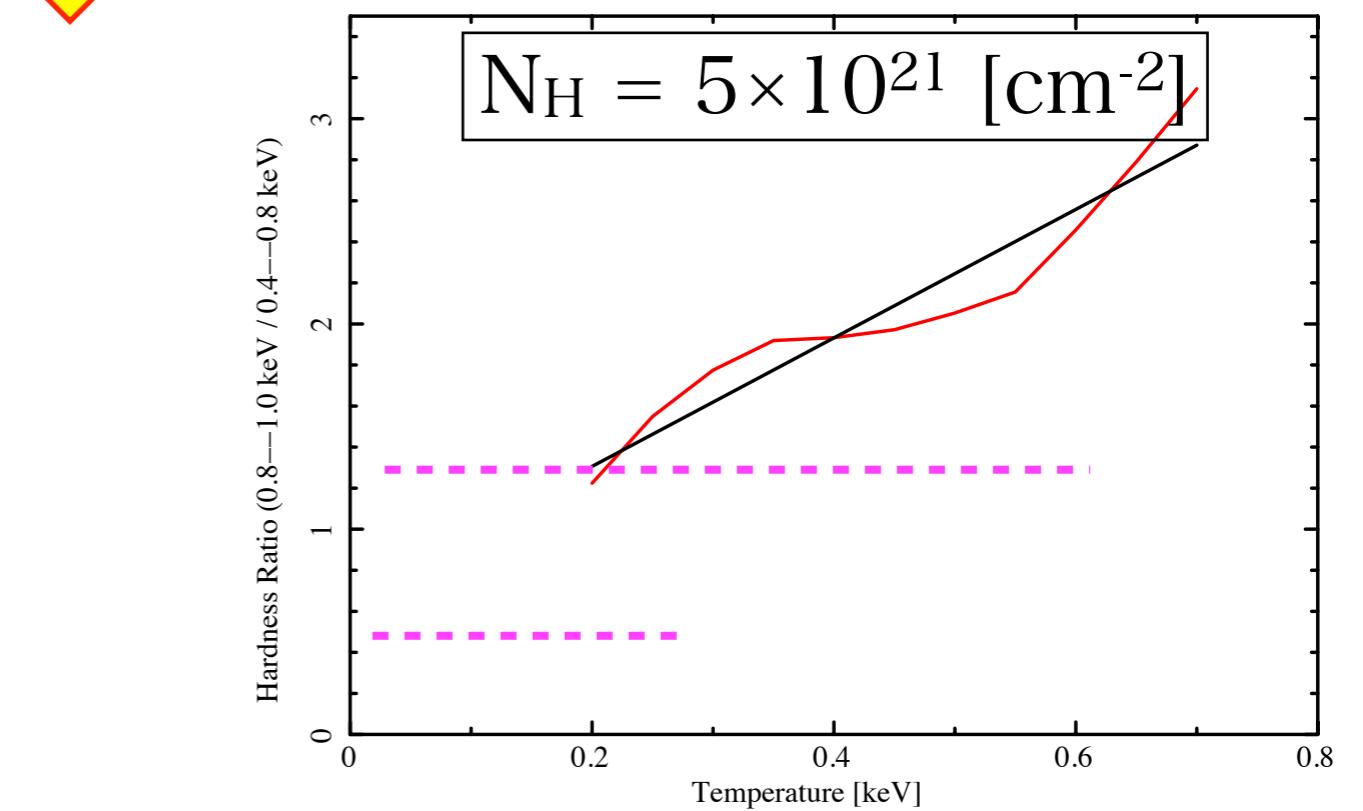
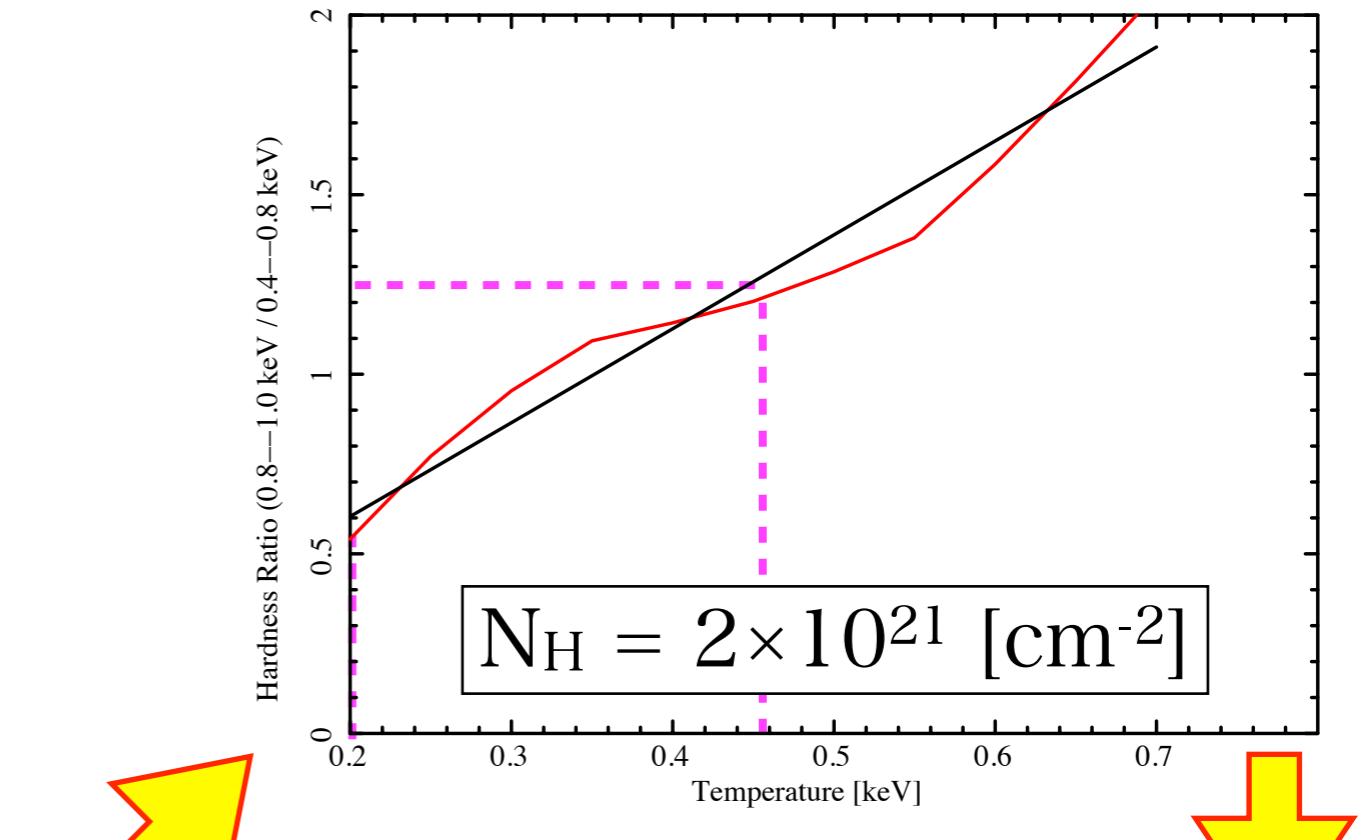
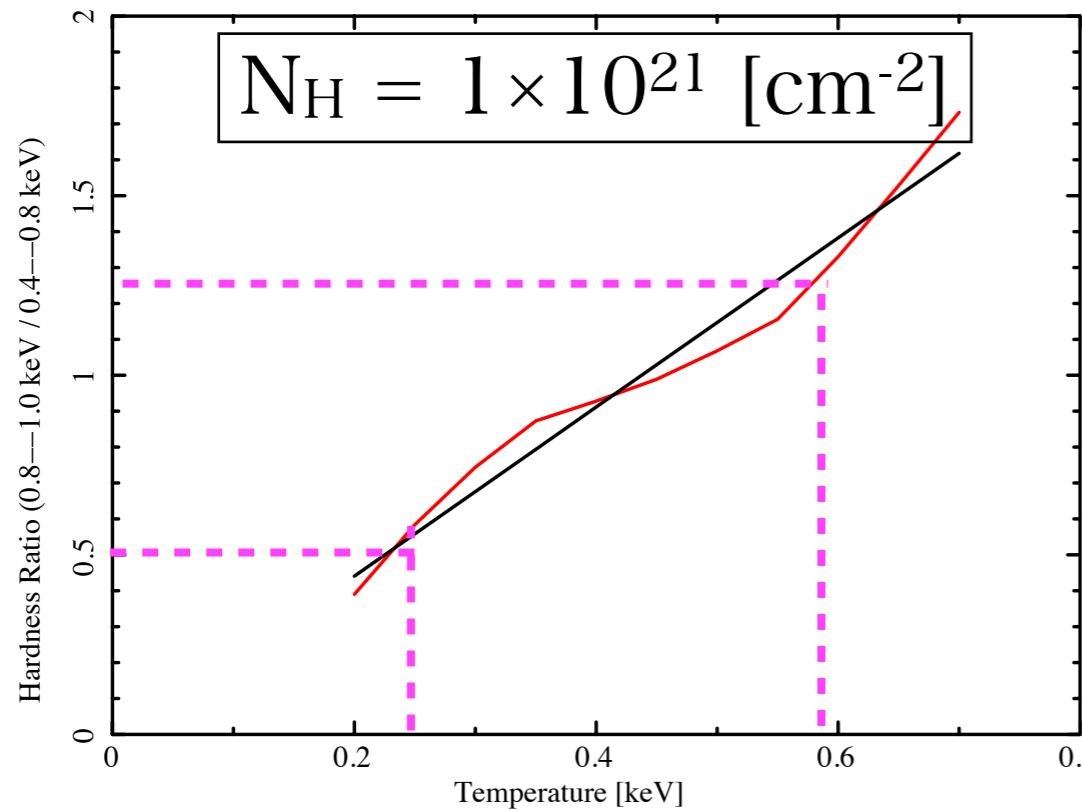
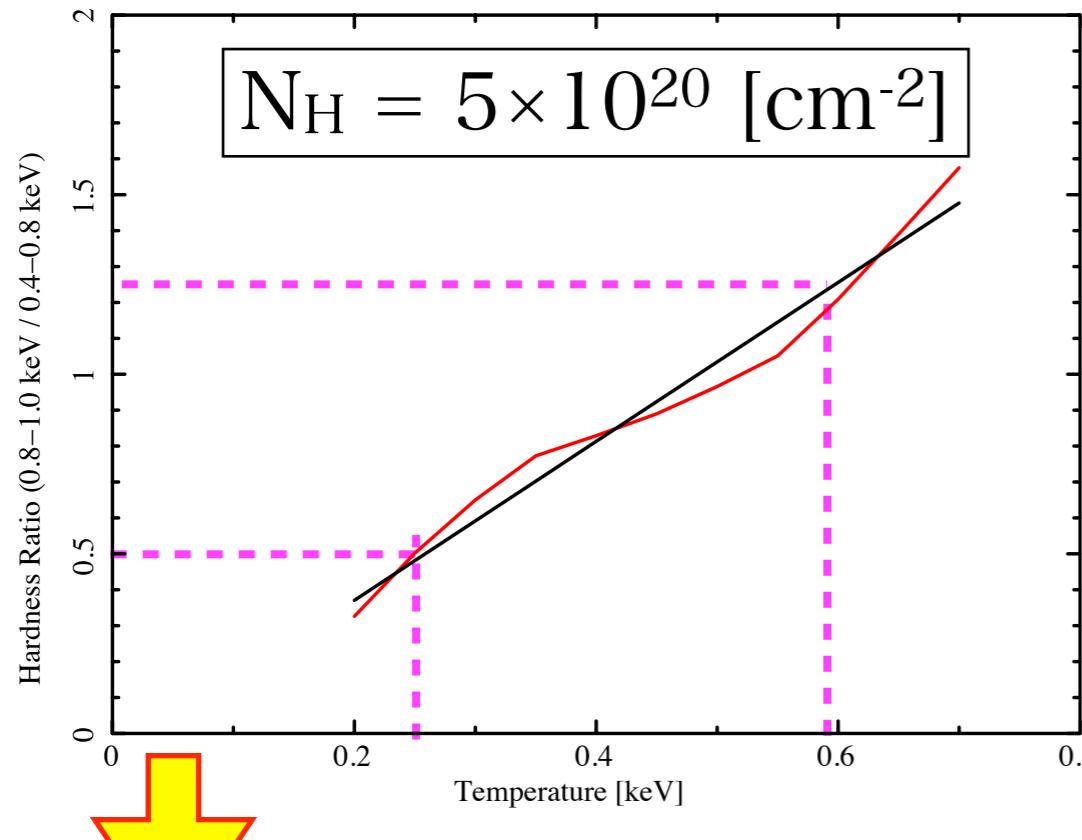
重元素テーブルによる各元素の鉄比の違いは< factor 2

異なる重元素テーブル(Lodders, K (2003))での組成比



全ての領域、全ての元素に対して、統計エラーの範囲内で一致

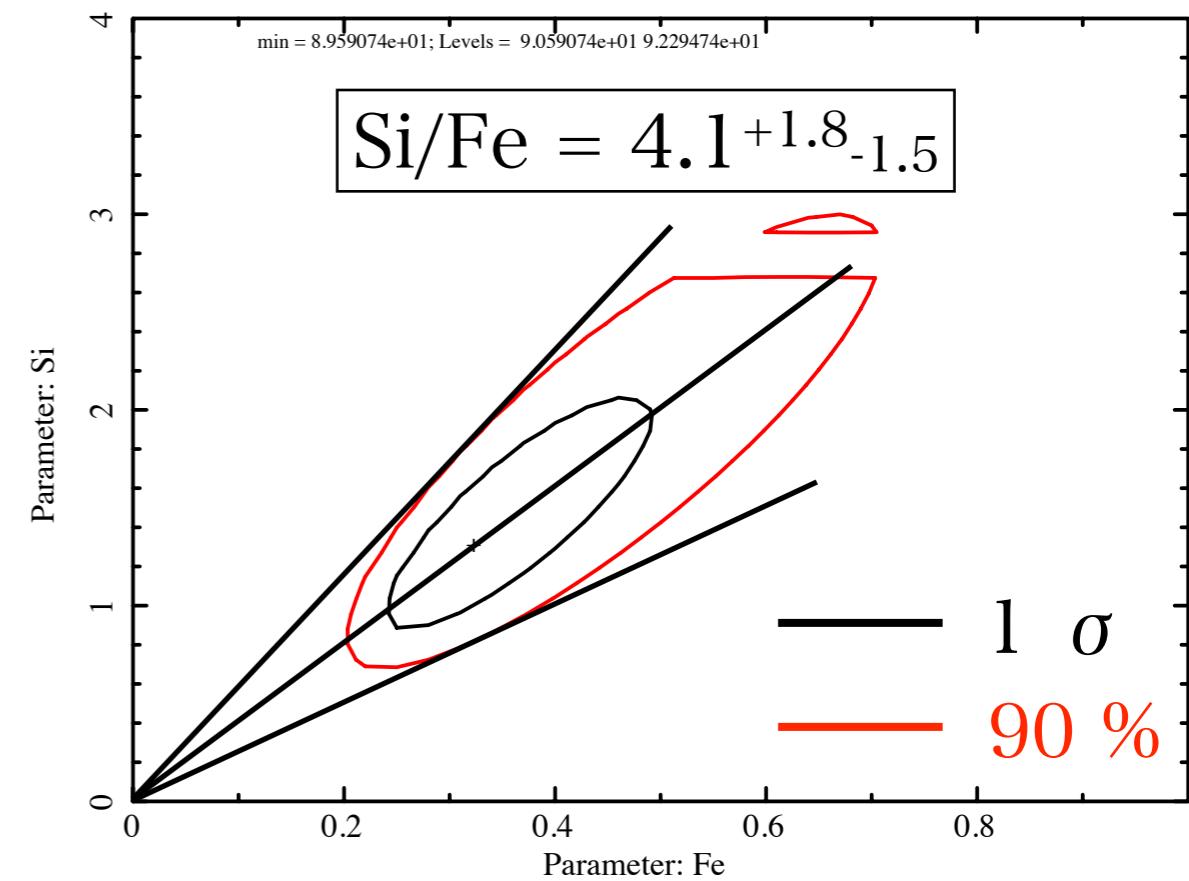
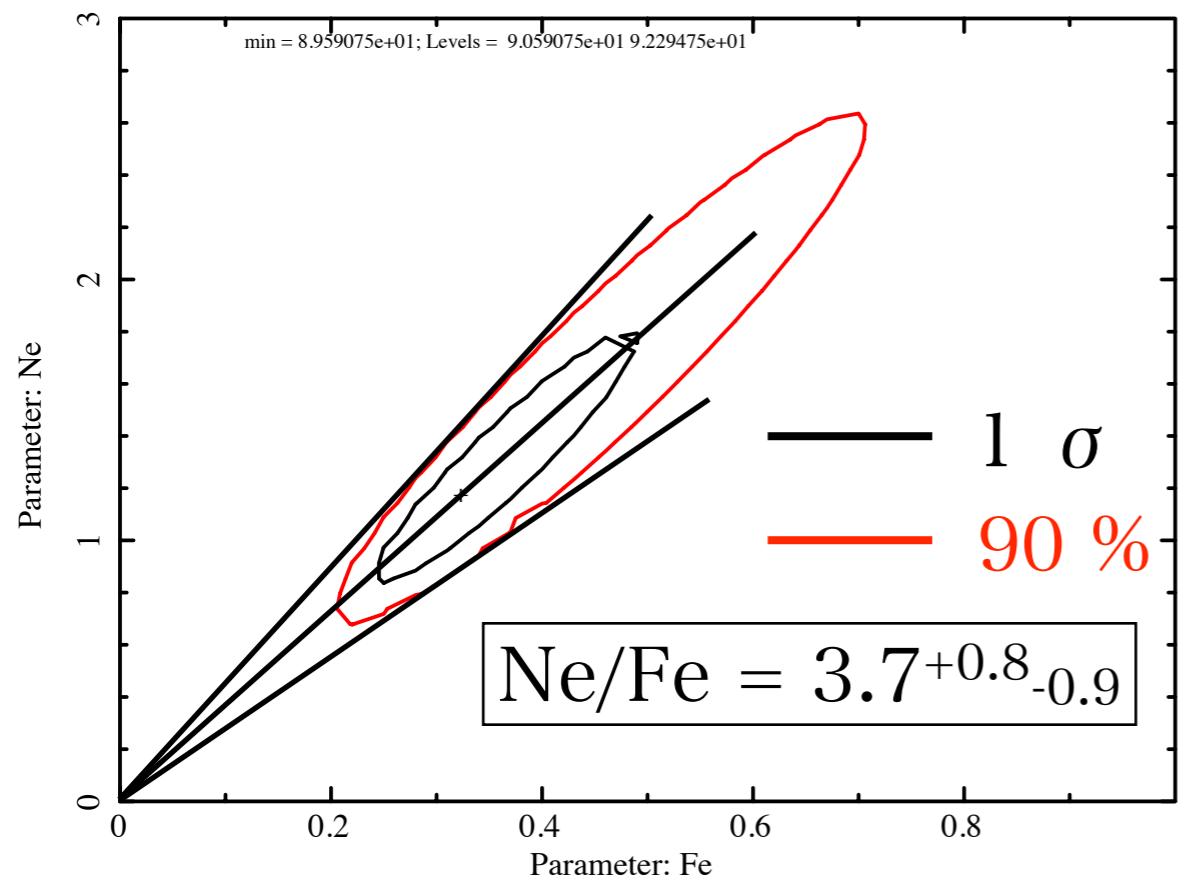
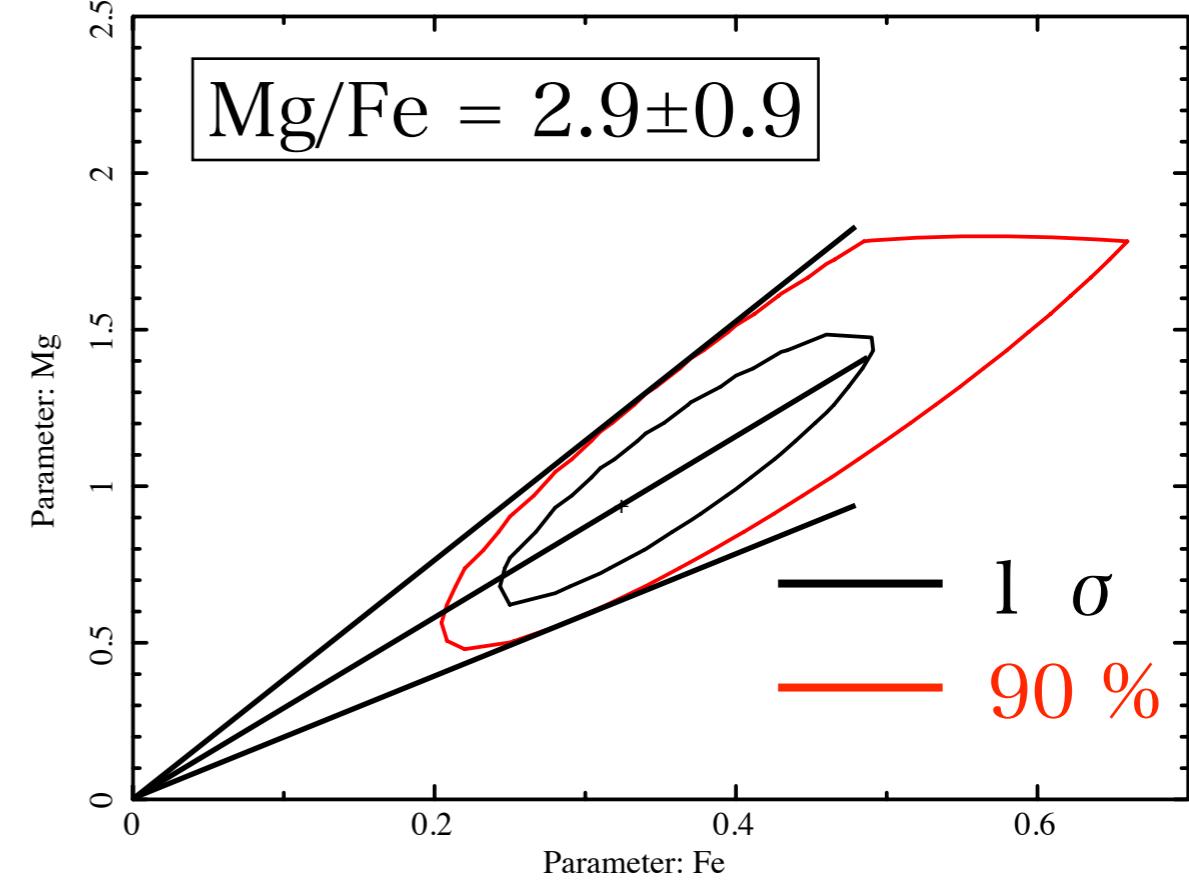
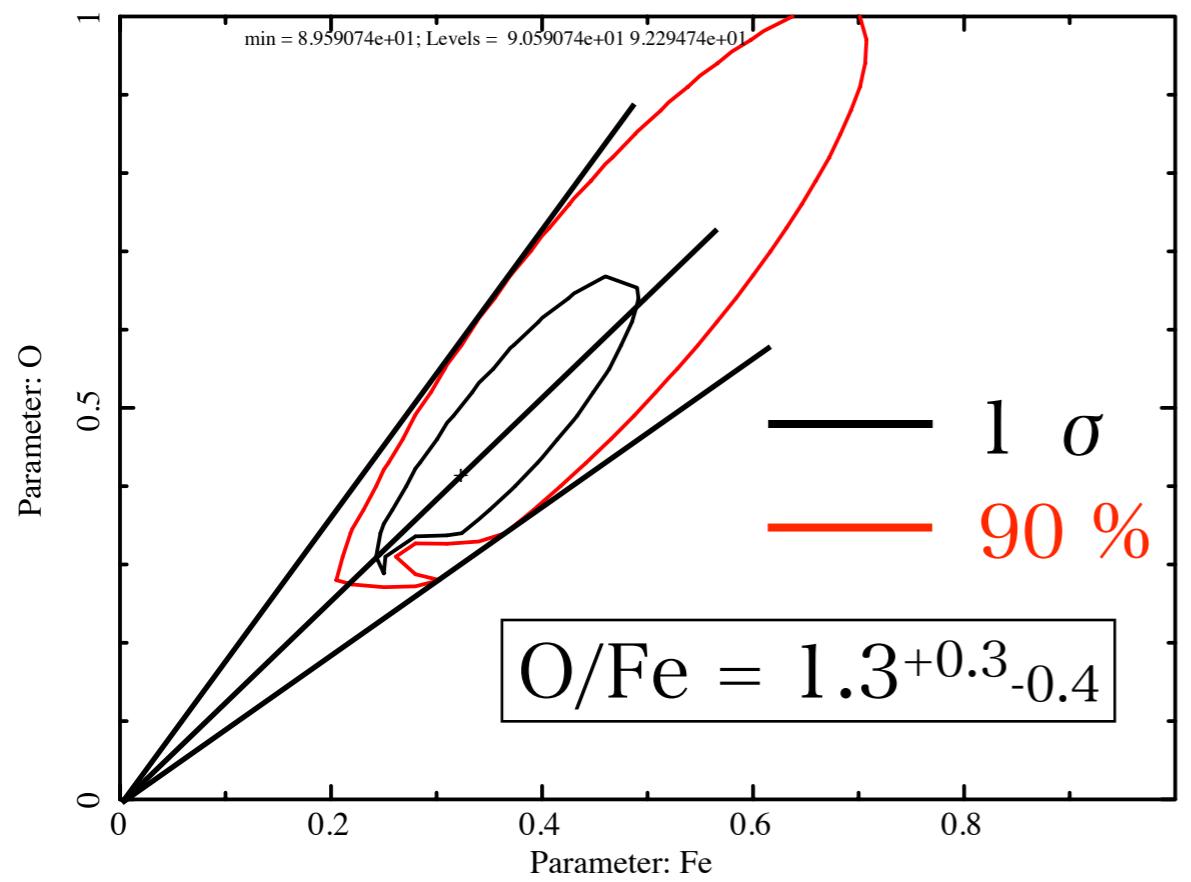
ハードネス比への吸収の効果



$N_{\text{H}} < 1 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ではほとんど吸収に依らない

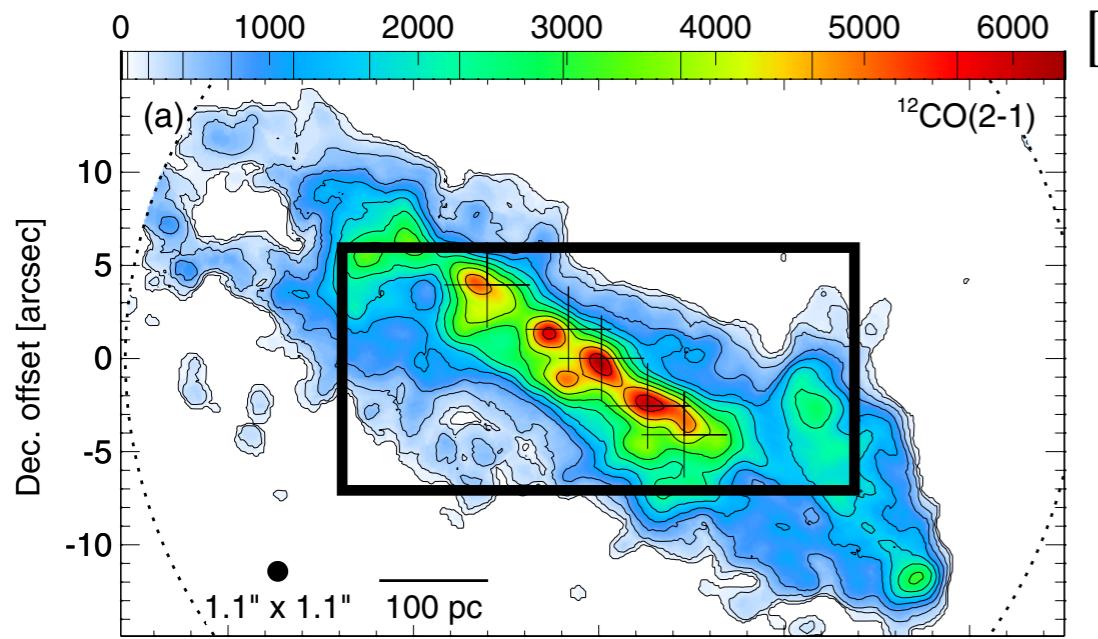
スーパー ウィンド 領域

Fe固定時のフィットのエラーと<10 %で一致



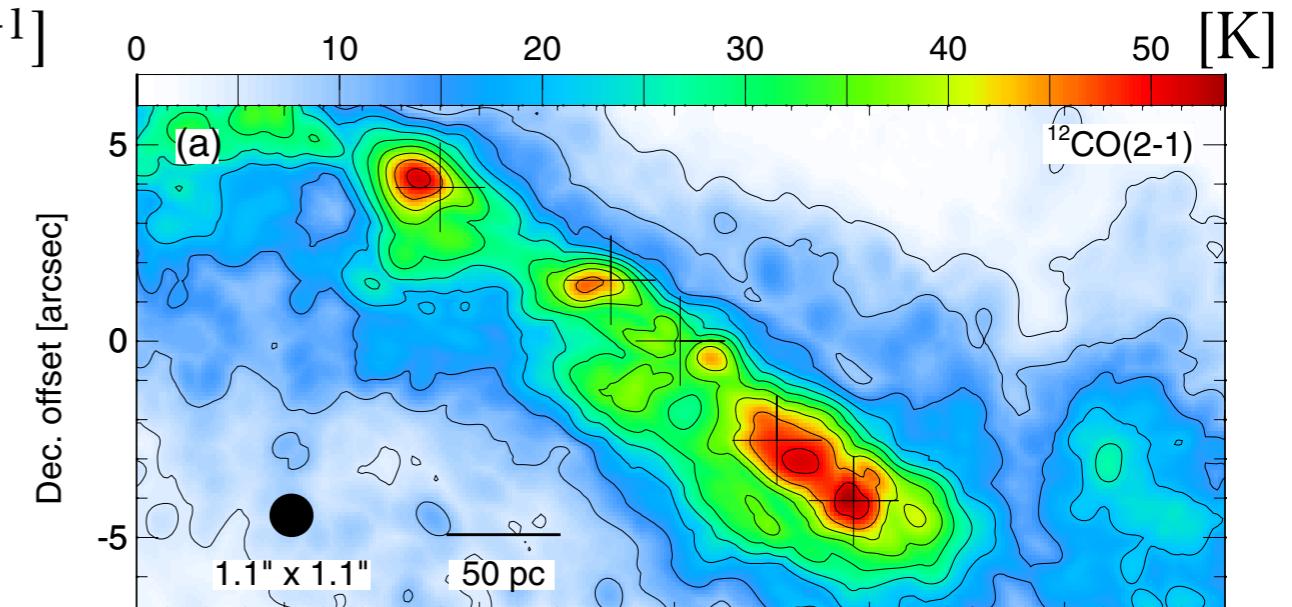
天の川銀河中心とのアナロジー

NGC 253銀河中心のCO輝線強度マップ(左)と温度マップ(右)

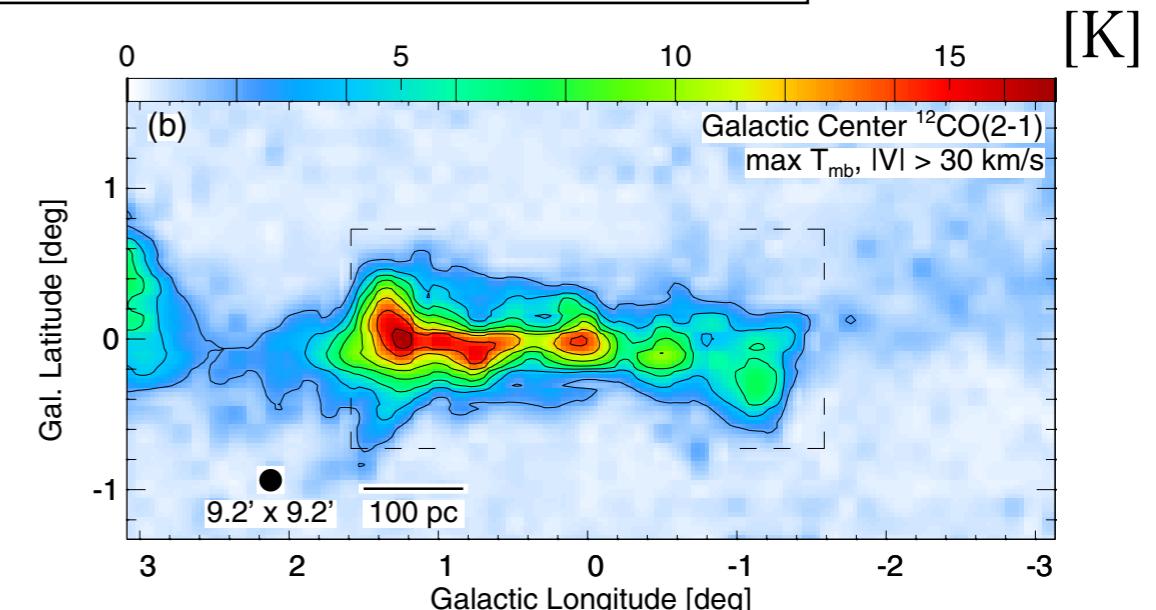
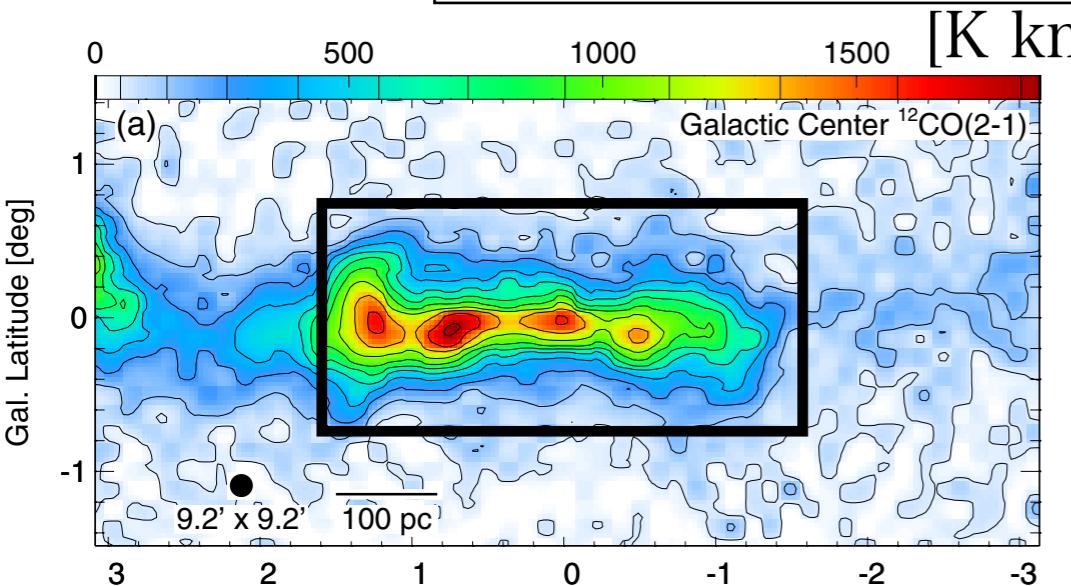


gas mass: $10^7 M_{\text{solar}}$ within 20 pc
 $n_{\text{H}_2} = 4000 \text{ cm}^{-3}$

$$(X_{\text{CO}} = 10^{20} [\text{cm}^{-2} \text{ K km s}^{-1}])$$



天の川銀河中心のCO輝線強度マップ(左)と温度マップ(右)



NGC 253の方が温度は高く、factor~3程密度も高い

Super Star Cluster in NGC 253 (Keto et al. 1999)

MIRAC2 (3 m望遠鏡)

12.4-13.2 μmイメージ

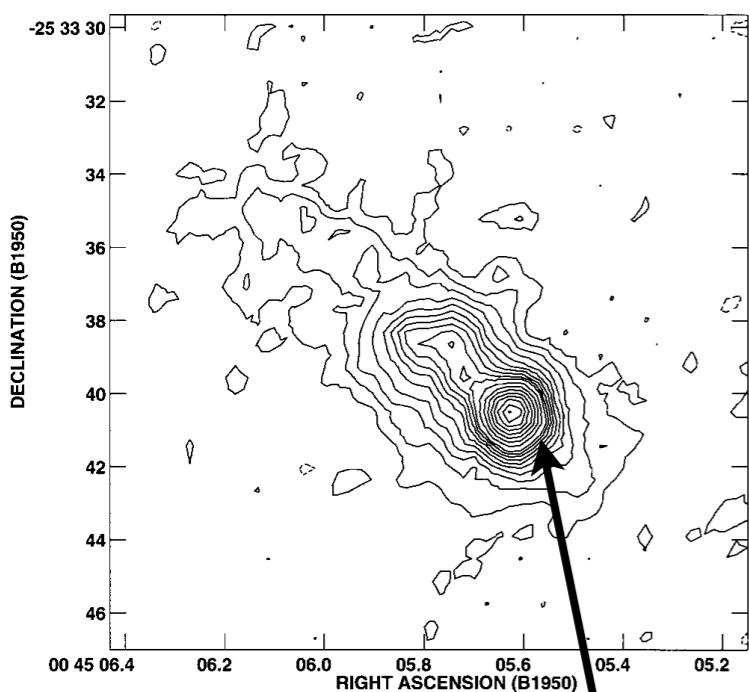


FIG. 1.—Average of the emission from the filter bands at 12.4 and 13.2 μm . This approximates the off-line or continuum emission at 12.8 μm , the location of the [Ne II] line. The lowest 10 contour levels are in steps of 0.075 and 0.15 Jy arcsec^{-2} thereafter.

20.2 μmイメージ

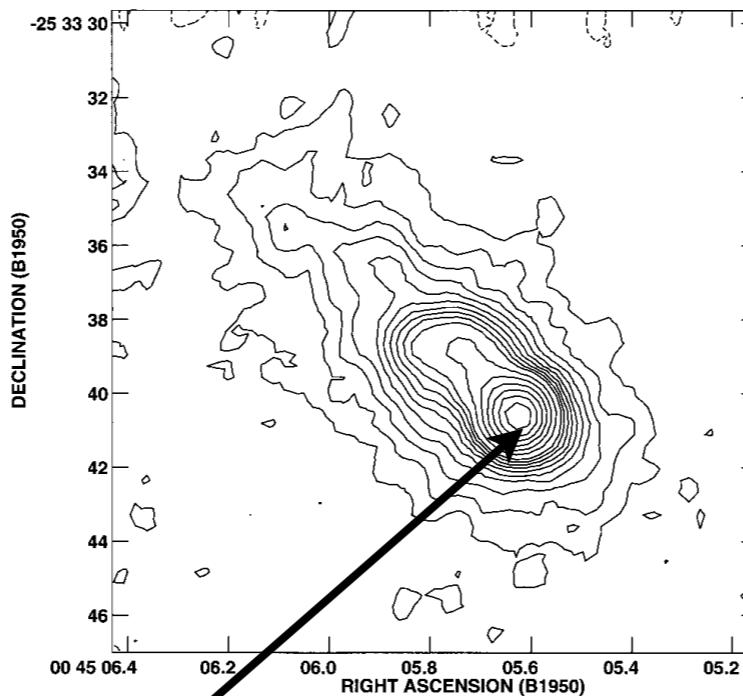


FIG. 4.—Emission at 20.2 μm . The lowest 10 contour levels are in steps of 0.14 Jy arcsec^{-2} and 0.28 Jy arcsec^{-2} thereafter.

「[Ne II]」輝線イメージ
(12.8 μm)

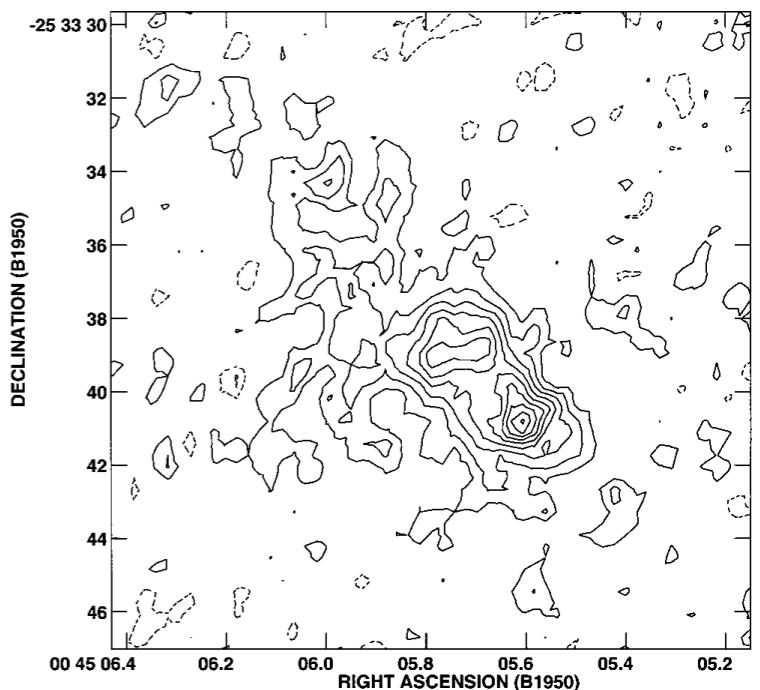


FIG. 2.—[Ne II] line emission at 12.8 μm . This image is formed from the difference of the emission in the 12.8 μm filter band and the off-line emission in Fig. 1. The contour levels are in steps of 0.075 Jy arcsec^{-2} . Dashed lines indicate negative contours.

Super Star Cluster領域
(Thermal成分>90 %)

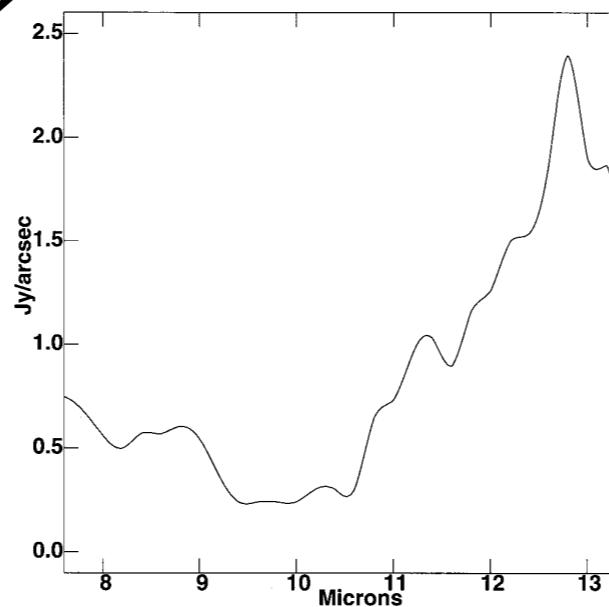
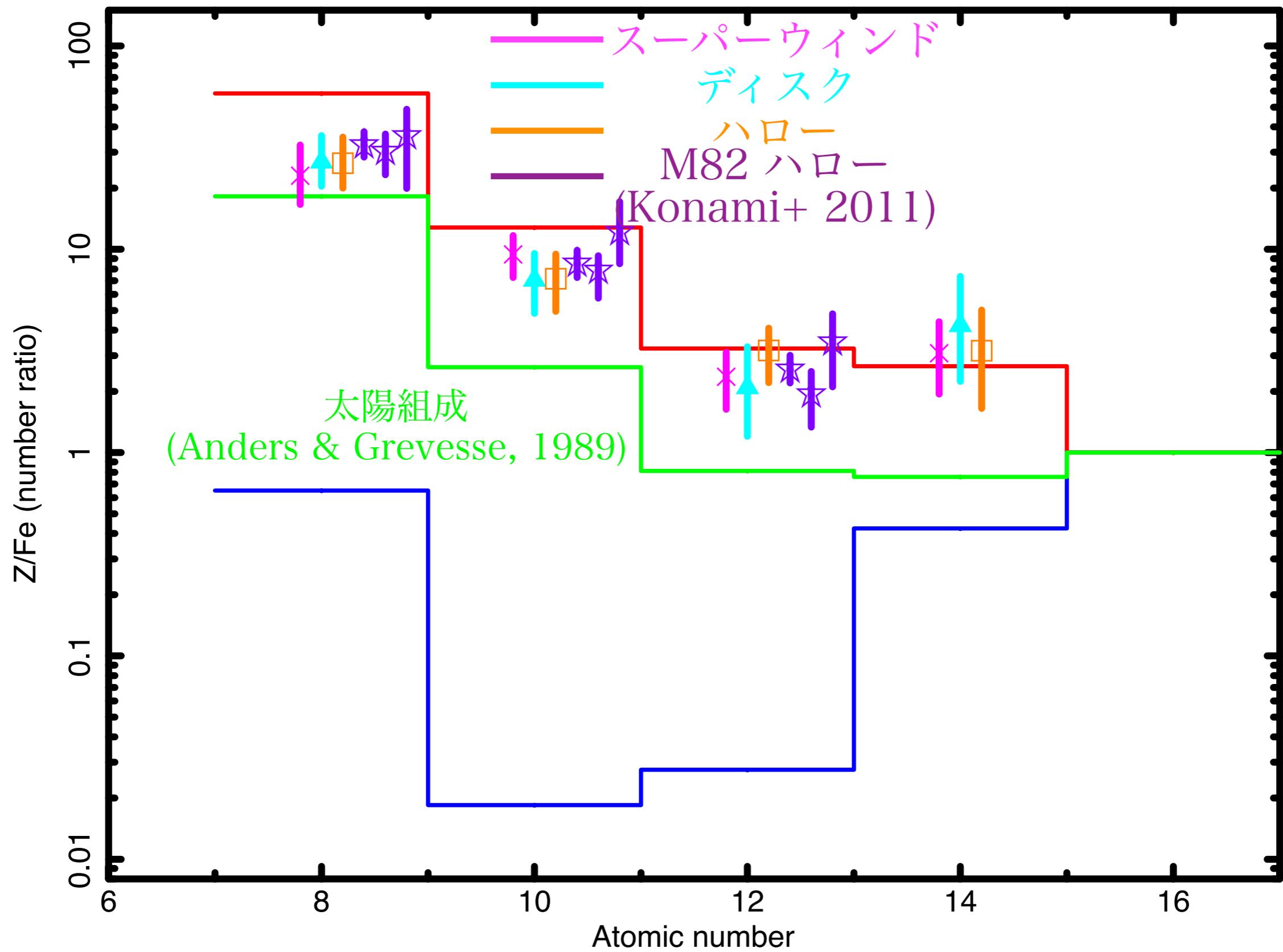
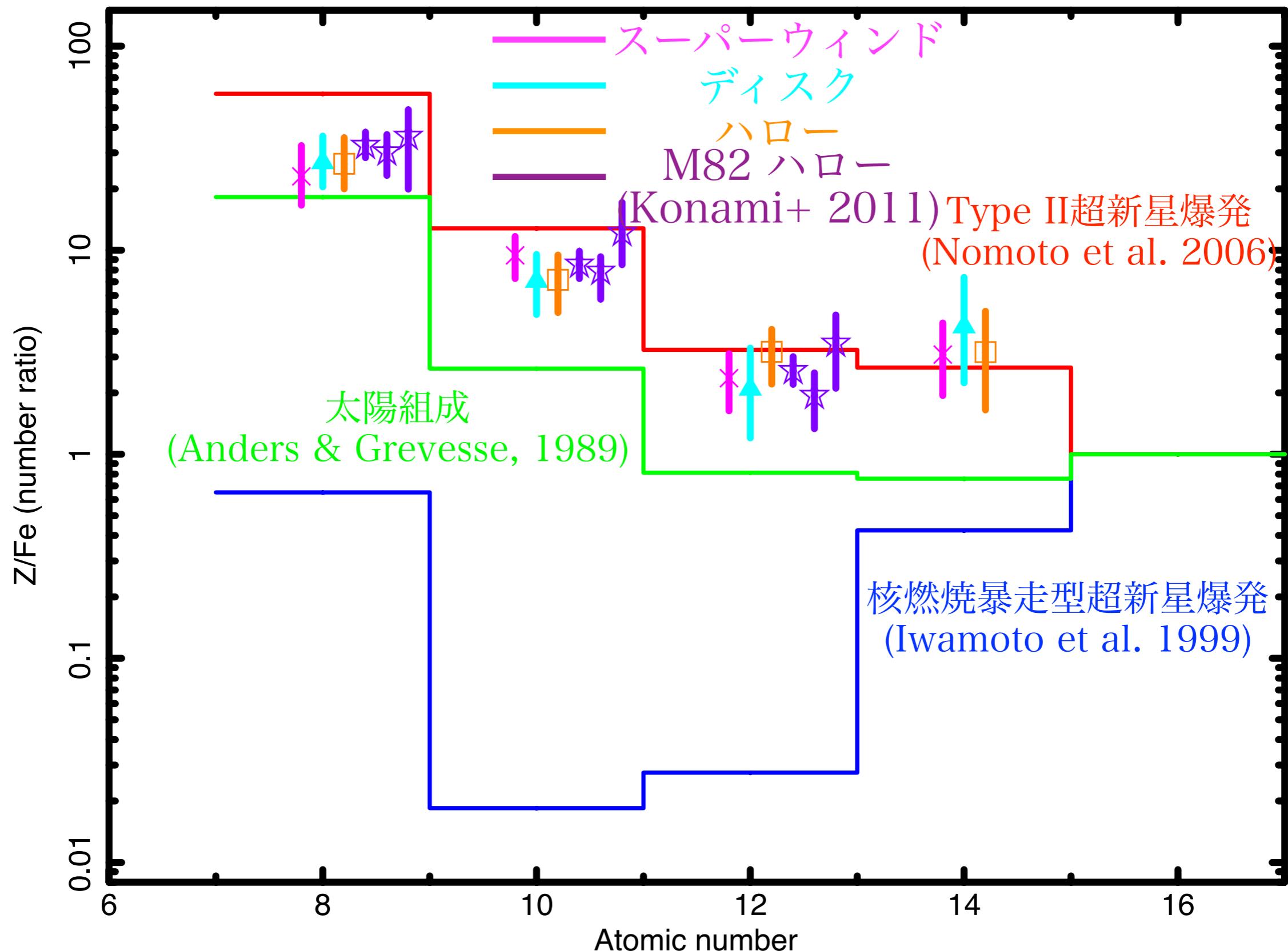


FIG. 6.—Spectrum at R.A.(1950) = 00^h45^m5^s.63, decl.(1950) = -25°33'40.5", the position of the star cluster. Note the PAH emission feature at 11.3 μm and the [Ne II] line at 12.8 μm .

重元素パターンの他銀河との比較



重元素パターンの他銀河との比較

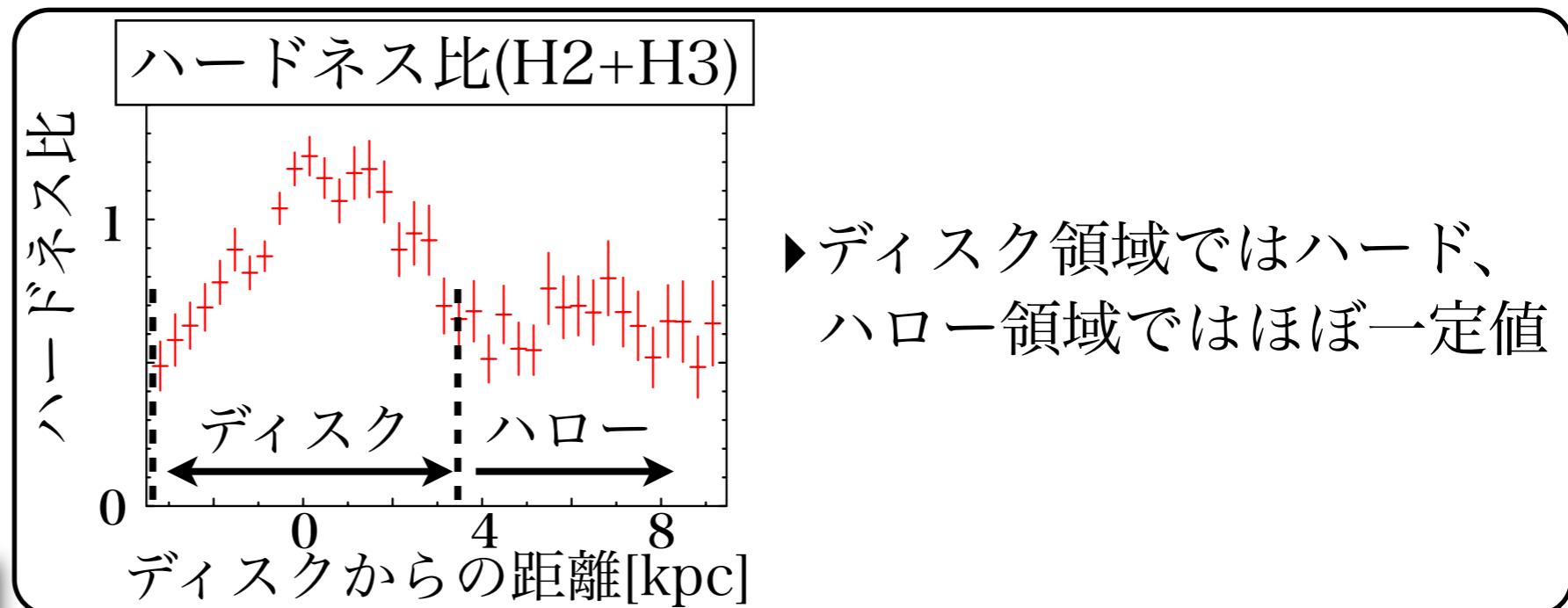
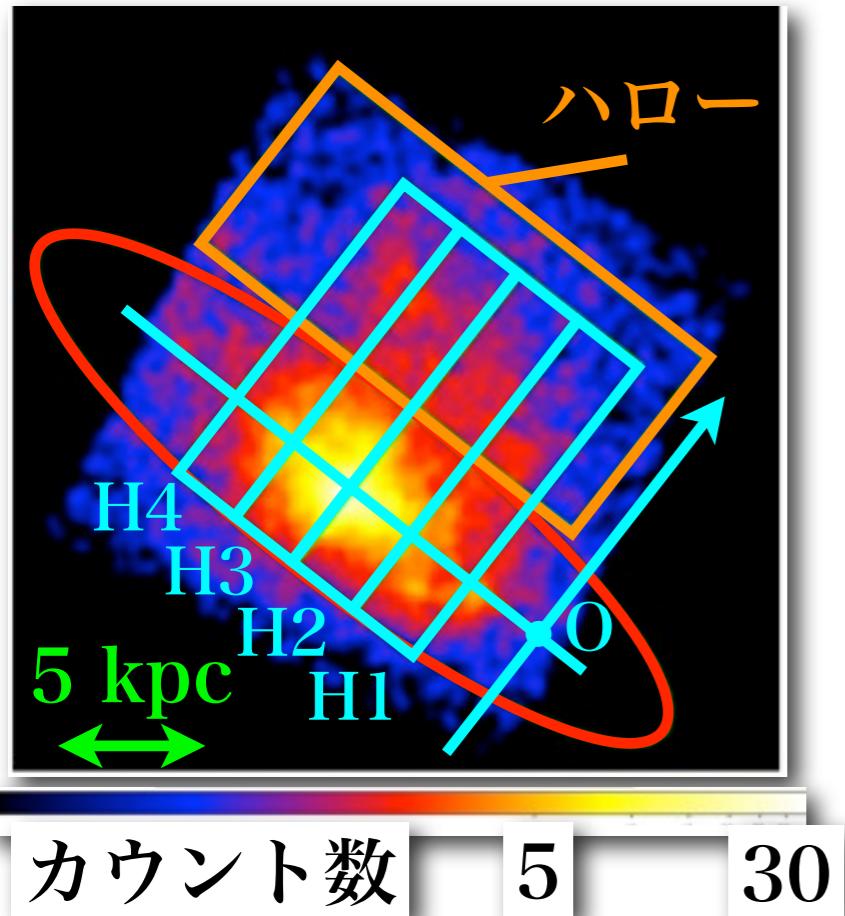


ディスク・ハロー領域のX線ガスの温度分布

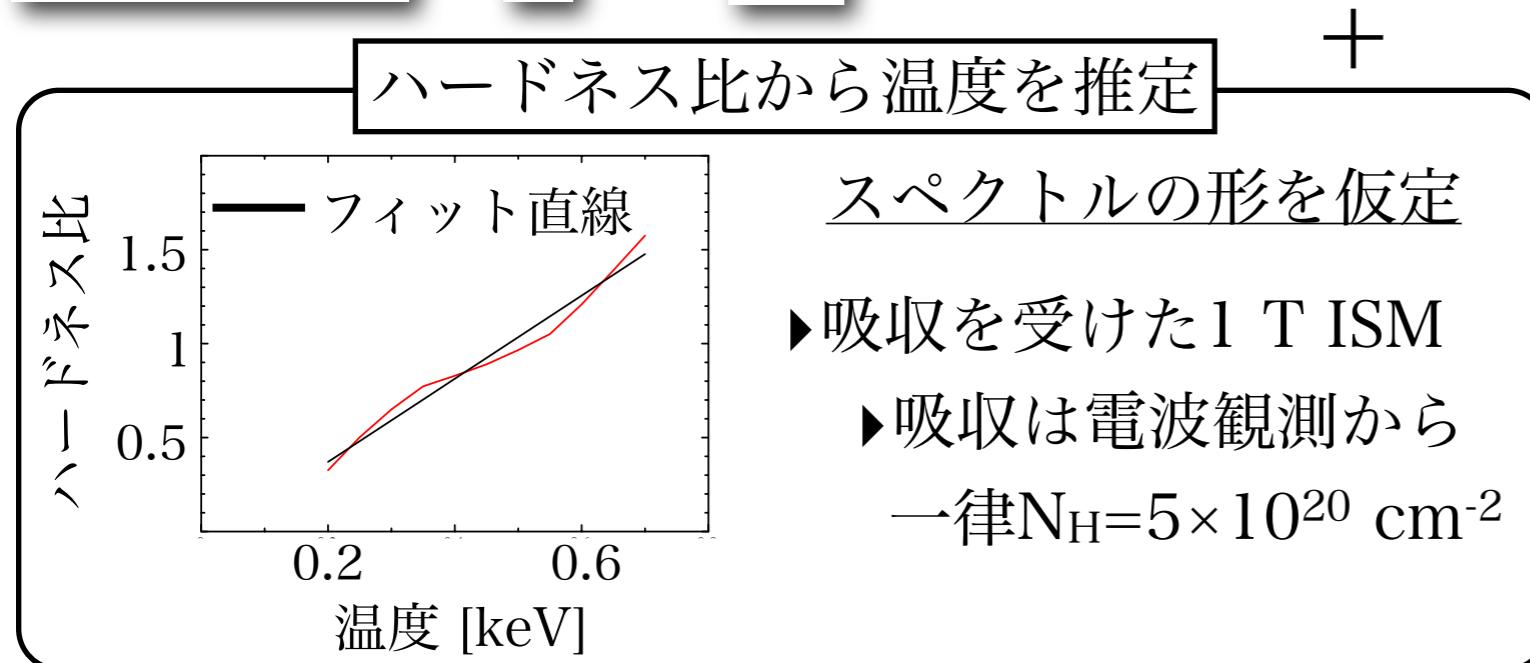
ハードネス比(0.8-1.0 keV/0.4-0.8 keV)

▶スペクトルの形を反映

▶スペクトルを仮定することで温度分布を反映



▶ディスク領域ではハード、
ハロー領域ではほぼ一定値

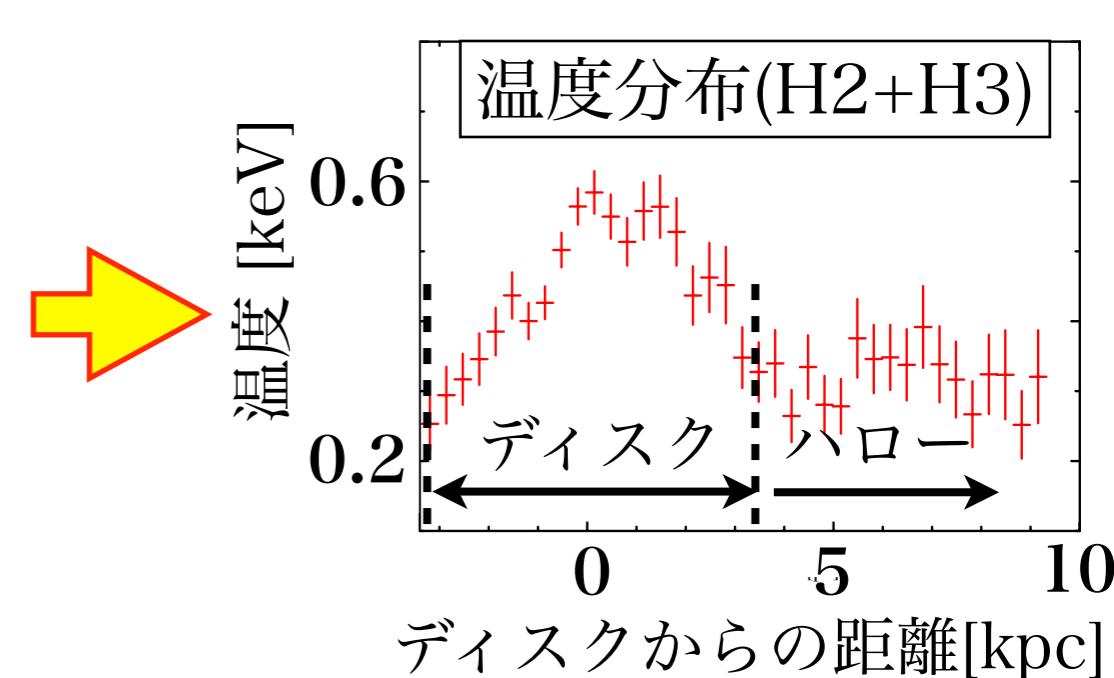


スペクトルの形を仮定

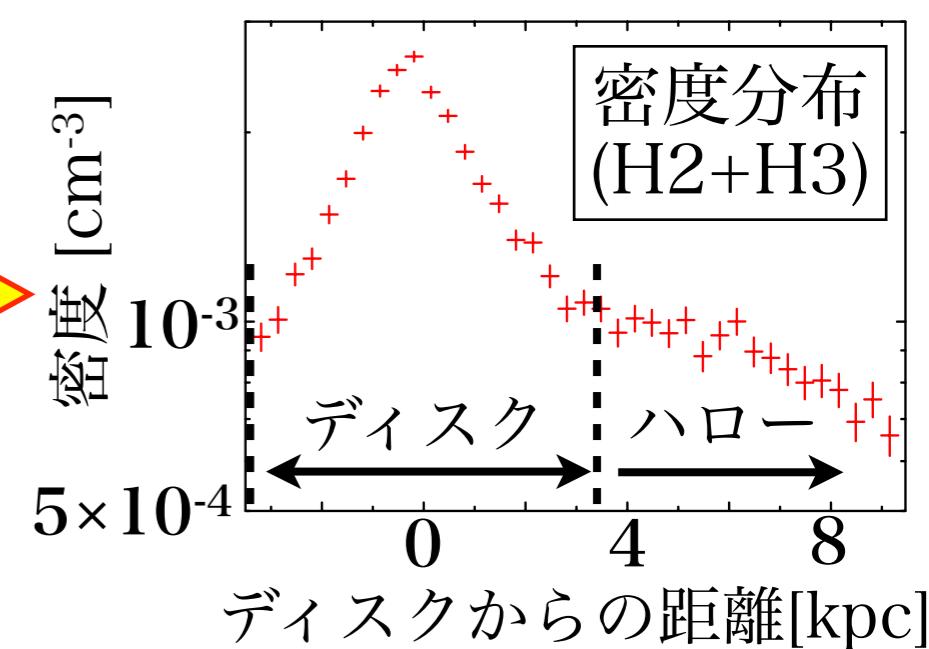
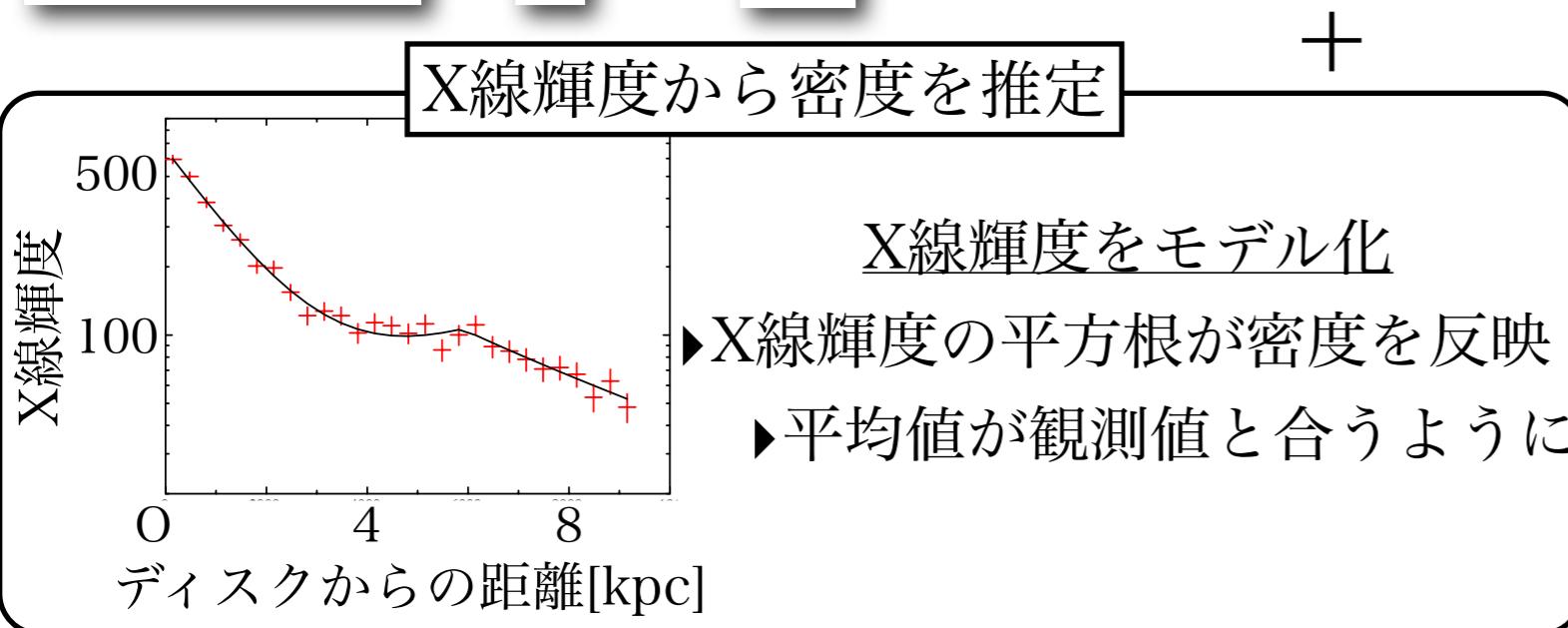
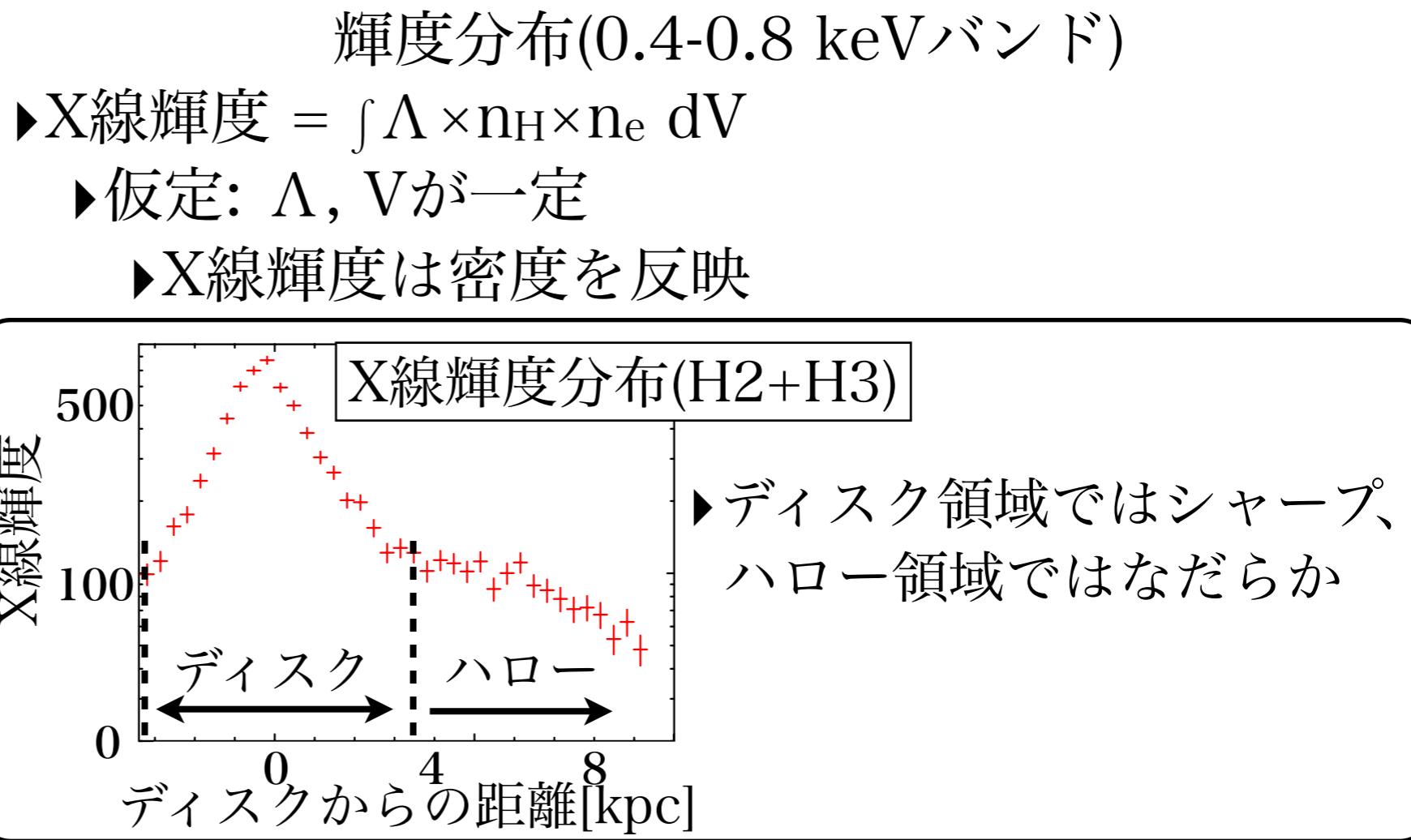
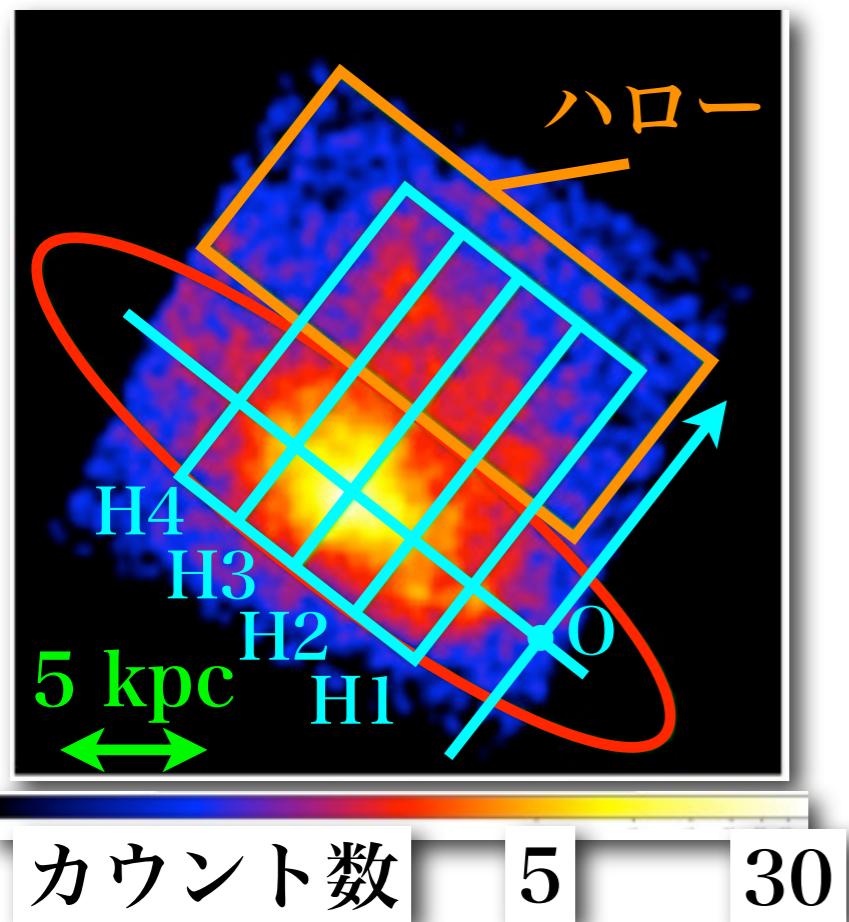
▶吸収を受けた1 T ISM

▶吸収は電波観測から

一律 $N_H = 5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$



ディスク・ハロー領域のX線ガスの密度分布



中心核領域のX線放射の起源

最も鉄輝線強度が高いP1(半径24 pc)領域におけるFe I, Fe XXVの起源を調べる

要求される候補天体の個数・空間密度

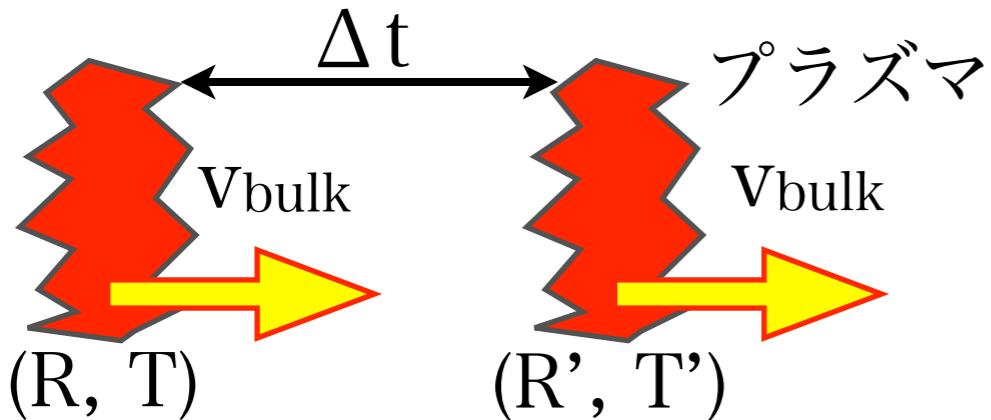
	CV or active binary	HMXB	SNRs	分子雲
Fe I	100-1000 [pc ⁻³]	10 ³⁻⁴	NA	$1.0^{+1.1}_{-0.8} \times 10^{24}$ cm ⁻²
Fe XXV	500-5000 [pc ⁻³]	NA	10-1000	NA
系内の個数・空間密度	0.01-0.1 [pc ⁻³]	~100		

ハロー領域のX線ガスの下限速度

放射冷却により予想される温度プロファイルと観測値を比較し、速度に制限をつける

- ▶ディスク-ハロー間にガスが長く留まると放射冷却により冷えてしまう
- ▶観測された温度プロファイルを実現するためにはある程度の速度が必要

仮定: (1) X線ガスがハロー領域をディスク垂直方向に一定速度 (v_{bulk})で移動
(2) 冷却過程としては放射冷却のみを考慮
(3) ハロー領域の密度分布は輝度分布から得られた分布を採用



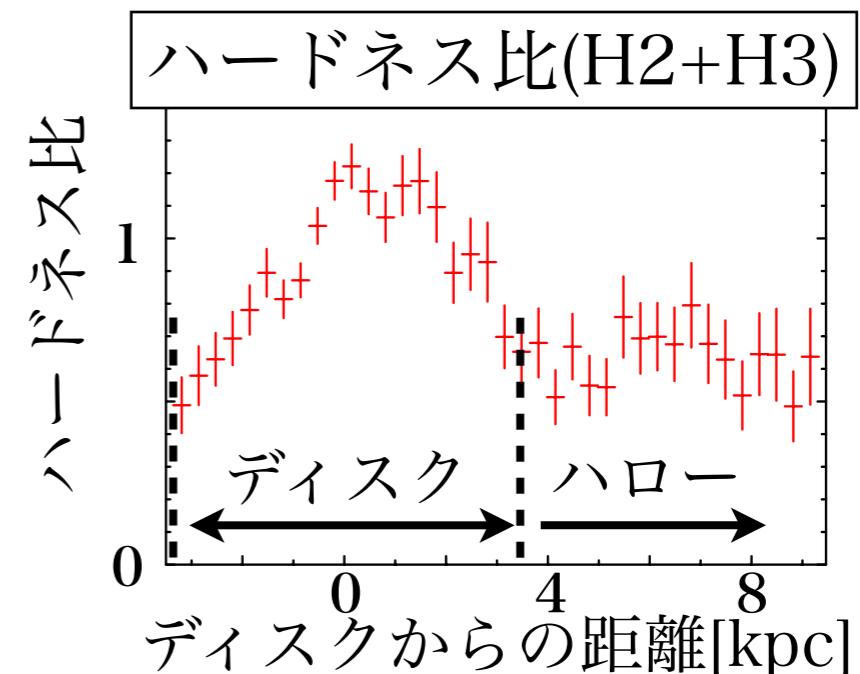
ある時間 Δt の間にガスは放射冷却により

$$T \rightarrow T' = T - \Delta t \times n(R) \times \Lambda(T)/k$$

R : ディスク垂直方向距離, T : 温度, Λ : emissivity

k : ボルツマン定数, n : 密度

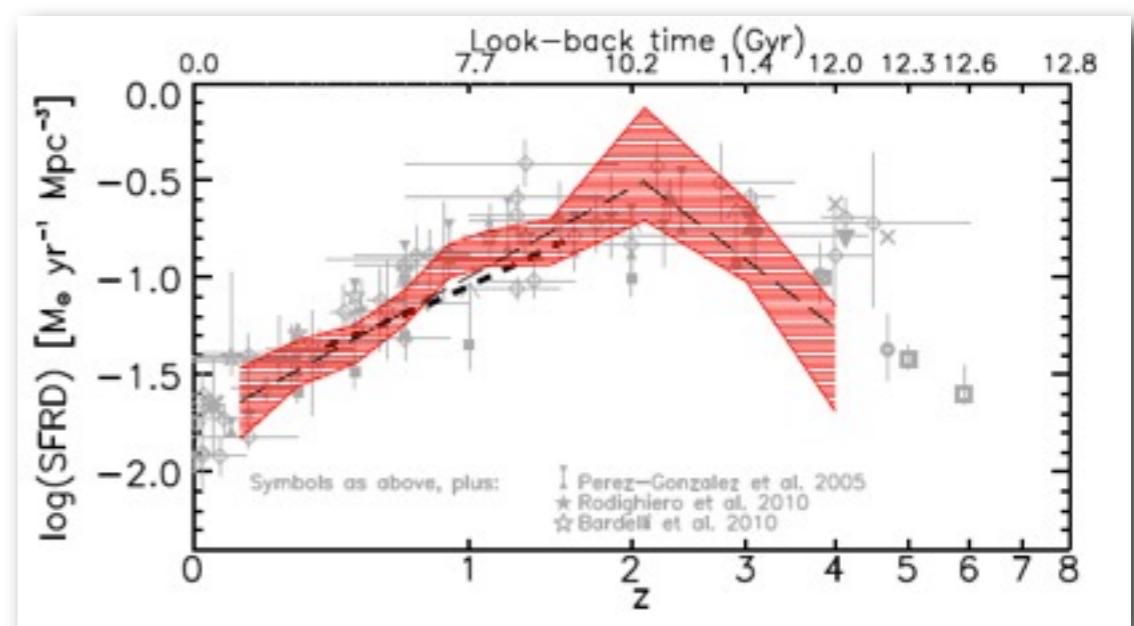
$$R \rightarrow R' = R + \Delta t \times v_{\text{bulk}}$$



スターバースト銀河

スターバースト銀河...通常の銀河の10倍以上の活発な星生成活動銀河

- ▶近傍渦巻き銀河の数%であるが、近傍の全星生成の~25 %を担う
- ▶高赤方偏移ではより多くの寄与
- ▶スターバースト活動そのものは、一生涯の中で起こりうるイベント
(McQuinn et al. 2010)



宇宙の星生成密度の進化
(Cucciati et al. 2011)

スターバースト銀河は宇宙の化学進化や物質循環を考える上で非常に重要

システムティック評価

化学組成については、

- ISMのプラズマとして1 T, 2 T, 3 Tを採用したときのモデル依存性
 - 星の放射モデルとしてpower lawを採用したときのモデル依存性
 - 星の放射モデルに対し、温度を ± 3 keV
 - 1桁にわたり絶対アバンダンス値を変える
- のシステムティックを考慮しても全ての領域、全ての α 元素に対して統計エラーの範囲で一致