

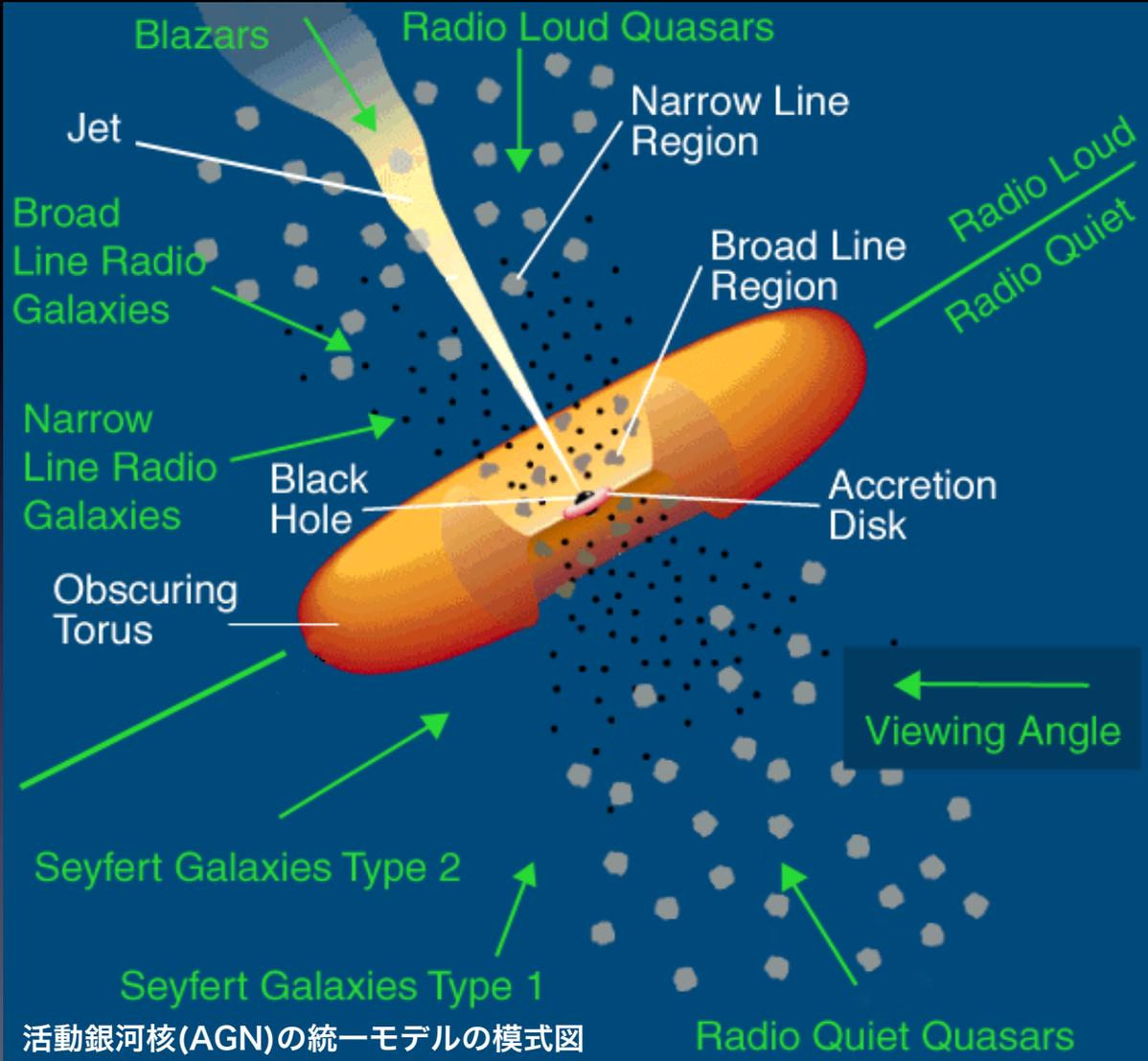
活動銀河核トーラス研究の現状

行方大輔 (筑波大学計算科学研究センター)

発表の流れ

1. 活動銀河核(AGN)について
2. AGNトーラスのレビュー (1) 観測編
3. AGNトーラスのレビュー (2) 理論編
4. 我々が取り組んでいる研究の紹介

活動銀河核 (AGN)



活動銀河核 (AGN) の統一モデルの模式図

(http://www.auger.org/news/PRagn/about_AGN.html)

■ 宇宙で最も明るい天体。
($L_{\text{bol}}=10^{42}-10^{47}$ [erg/s])

■ AGN統一モデル

- ① SMBH ($M_{\text{BH}}=10^6-9[M_{\odot}]$)
- ② 降着円盤
- ③ ダストトーラス

■ AGNフィードバック

➡ 銀河形成に大きな影響?

Type	Number [Mpc ⁻³]
Field Gals.	10^{-1}
Luminous Gals.	10^{-2}
Seyferts	10^{-4}
Radio Gals.	10^{-6}
QSOs	10^{-7}
Quasars	10^{-9}

(Osterbrock & Ferland 2006)

AGNの研究課題と トーラス研究

◇ AGNの研究課題

① AGNで起こる諸現象の物理を解明する:

- Relativistic jetsの発生・加速機構
- BAL (broad absorption line) outflow/UFO (ultrafast outflow) の発生・加速機構
- Broad-line region (BLR)の形成機構
- 時間変動性の起源



降着円盤理論

② 宇宙論・銀河形成論的な観点から、AGNの活動性を研究する:

- AGN feedback (radiative/kinetic-modes)の母銀河の星間ガスへの影響
- AGNへの質量供給機構 (銀河合体, secular evolution, etc.)
- AGNの環境依存性 (AGN clustering 解析)
- AGNのduty cycle
- SMBHのseed形成 (high-z QSOsとの関係で)



$M_{\text{BH}}-M_{\text{bulge}}/\sigma$ ★関係や銀河形成と関係

◇ AGNトーラスの研究課題

① AGNトーラスと降着円盤・母銀河の関係性

- AGNの活動性との関係
- ガス供給過程において、トーラスはどのような役割を果たすのか？

② AGNトーラス構造

- トーラスのサイズは？
- トーラスのスケールハイトは何によって支えられているのか？
- トーラス内部の物理状態 (密度・温度構造、運動状態、化学組成) は？

➡ トーラスの性質・進化を考える上での基本的な情報.

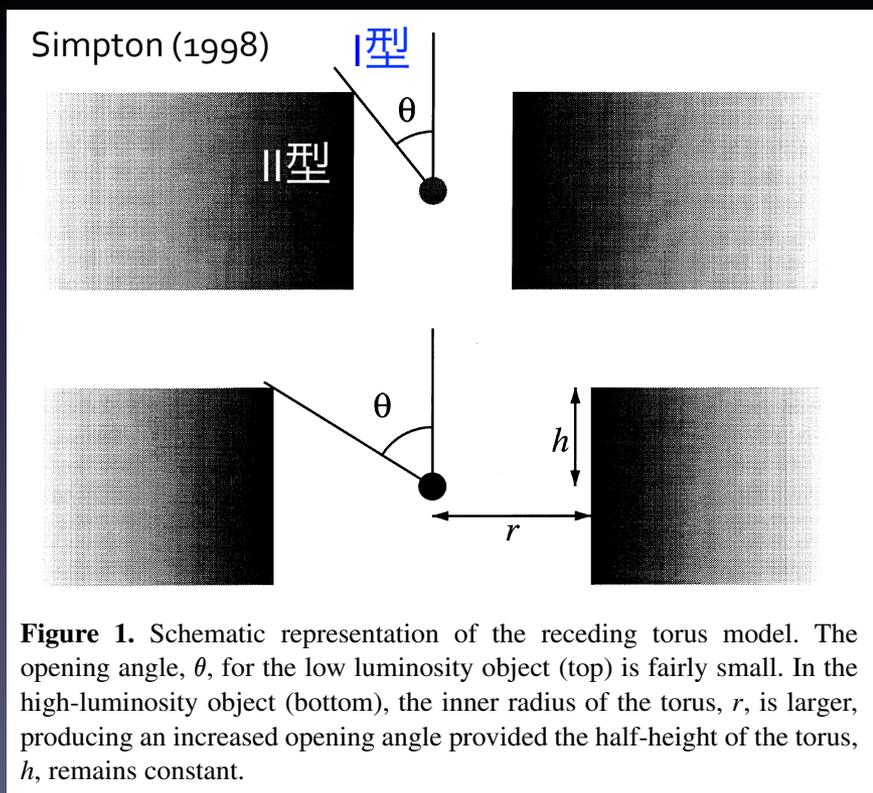
③ AGN統一モデルの検証・改良作業

- 観測者の視線の違いだけでI型/II型を説明するのは正しいか？、という疑問はトーラスの理解を深めるのにつながる.

以下では、観測的にトーラスについてどこまで我々がわかっているかを外観し、その後、トーラスの理論的研究の紹介を行う。

AGNトーラスのスケールハイト

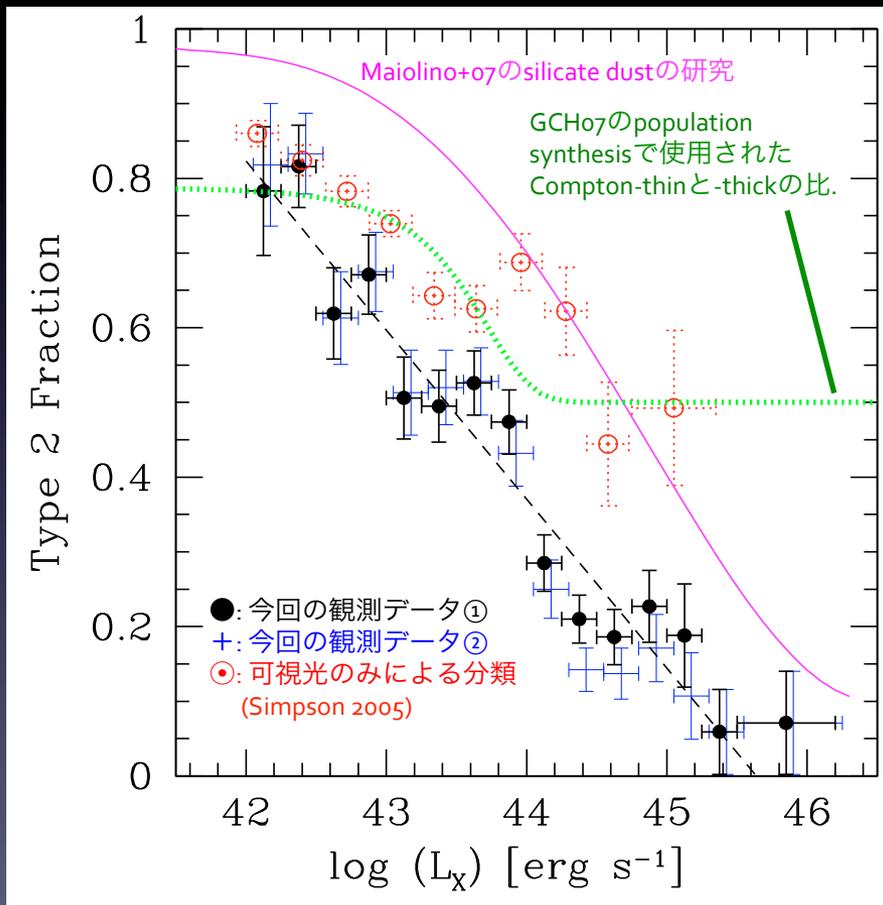
- AGNトーラスのスケールハイトがどの程度であるのかは、観測的にはI型AGNとII型AGNの比を正確に求めることで導出する。
- 初期の研究は可視光観測で広輝線の有無でI型/II型に分けて比を求めてきたが、最近では可視光観測に加え、X線や中間赤外線データを併用する研究が多い。



II型AGNの割合	θ
0.1	84.3°
0.2	78.5°
0.3	72.5°
0.4	66.4°
0.5	60°
0.6	53.1°
0.7	45.6°
0.8	36.9°
0.9	25.8°

可視光/X線による調査 (Hasinger et al. 2008)

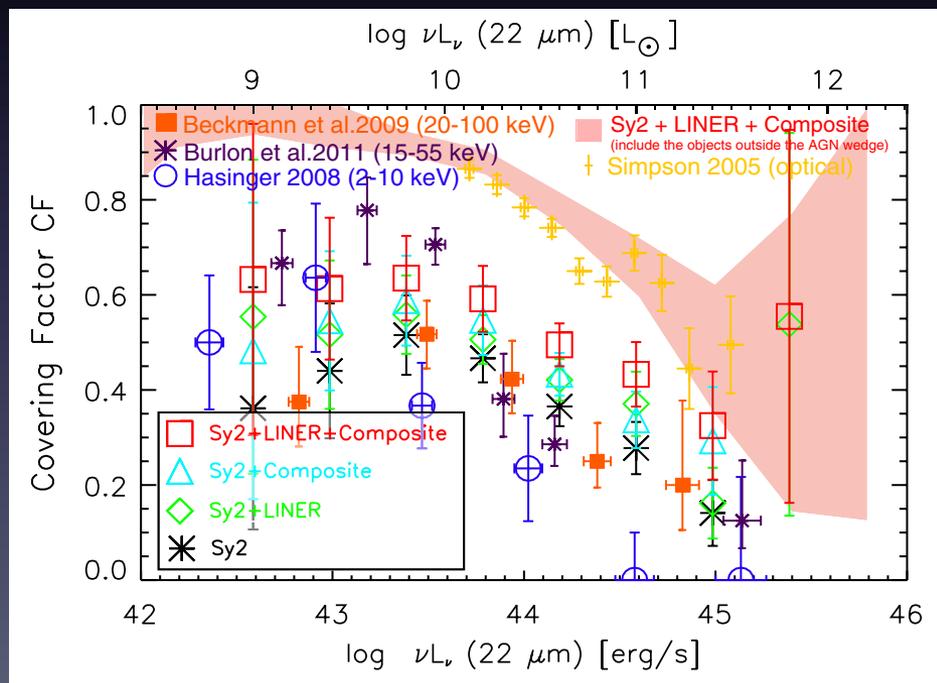
- $L_x=10^{42}-10^{46}$ [erg/s]の範囲に渡り、II型AGN fractionがX線光度に依存.
- II型AGN fractionはredshiftにも依存する; z が大きいほどfractionが大きくなる ($z<5$ までの範囲).



可視光/中間赤外による調査 (Toba et al. 2013,2014)

- 光度依存性に関しては、可視光/X線とほぼconsistentな結果.
- redshift依存性に関しては、観測的制約から $z<0.2$ の範囲のみ調べていて、あまりredshift依存性は無いという結論.

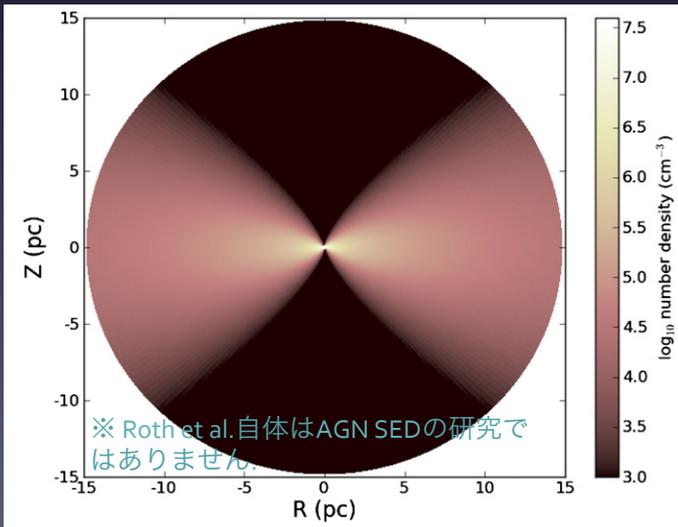
光度依存性に関しては、receding torusモデル (後述) で理解可能 (Lawrence 1991; Simpson 1998; Simpson 2005).



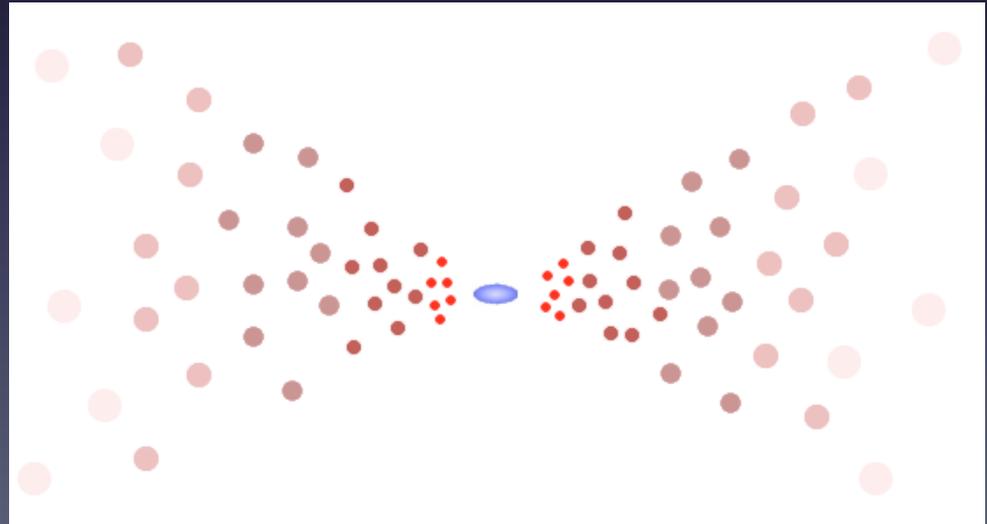
トーラスの密度構造は、 smooth or clumpy?

- AGN統一モデルが提案された後、トーラスが赤外線で見えるのかということが研究された (e.g., Pier & Krolik 1992,1993).
- その後、観測で求めたSEDと、モデル計算で求めたSEDを比較することで、トーラスの内部構造がどうでなければならないか、ということが議論されてきた (e.g., Pier & Krolik 1992,1993; Granato & Danese 1994; Efstathiou & Rowano-Robinson 1995; Nenkova et al. 2002; Dullemond & van Bemmell 2005; Fritz et al. 2006; Hönic et al. 2006; Nenkova et al. 2008a,b; Hönic et al. 2010; Feltre et al. 2012; Stalevski et al. 2012; Lira et al. 2013).
- 代表的なモデルは、(1)Smoothトーラス、(2)Clumpyトーラス、(3)Composite.

Smooth トーラスの模式図 (Roth et al. 2012)



Clumpyトーラスの模式図 (Hönic et al. 2006)



AGN IR SEDの特徴

	I型AGN	II型AGN
1-10 μm 連続波	flat	steep
9.7 μm silicate feature	emissionの傾向	absorptionの傾向

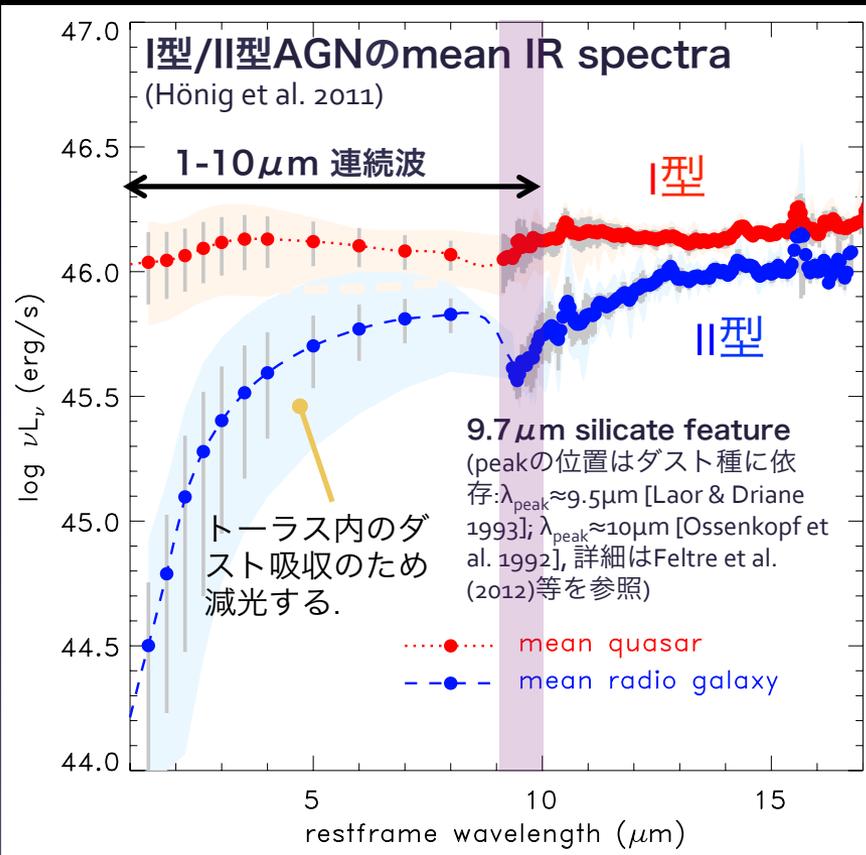
どのモデルがよいのか?

観測との比較から、Smoothトーラスでは

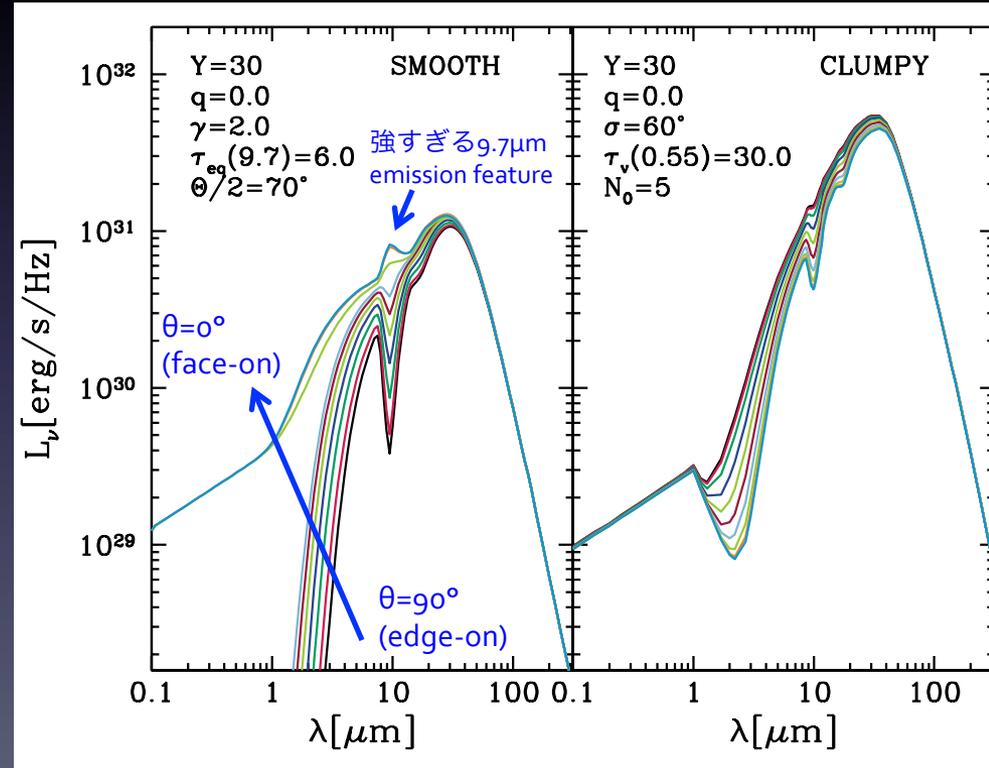
- ① I型AGNのsilicate emissionが強くなり過ぎる。
- ② I型AGNでabsorptionとして観測されることを説明できない。

一方、Clumpyトーラスならこれらを解決可能。

➡ 少なくともclumpinessは必要。
(但し、天体ごとにモデルパラメータを強く制限するのは困難)



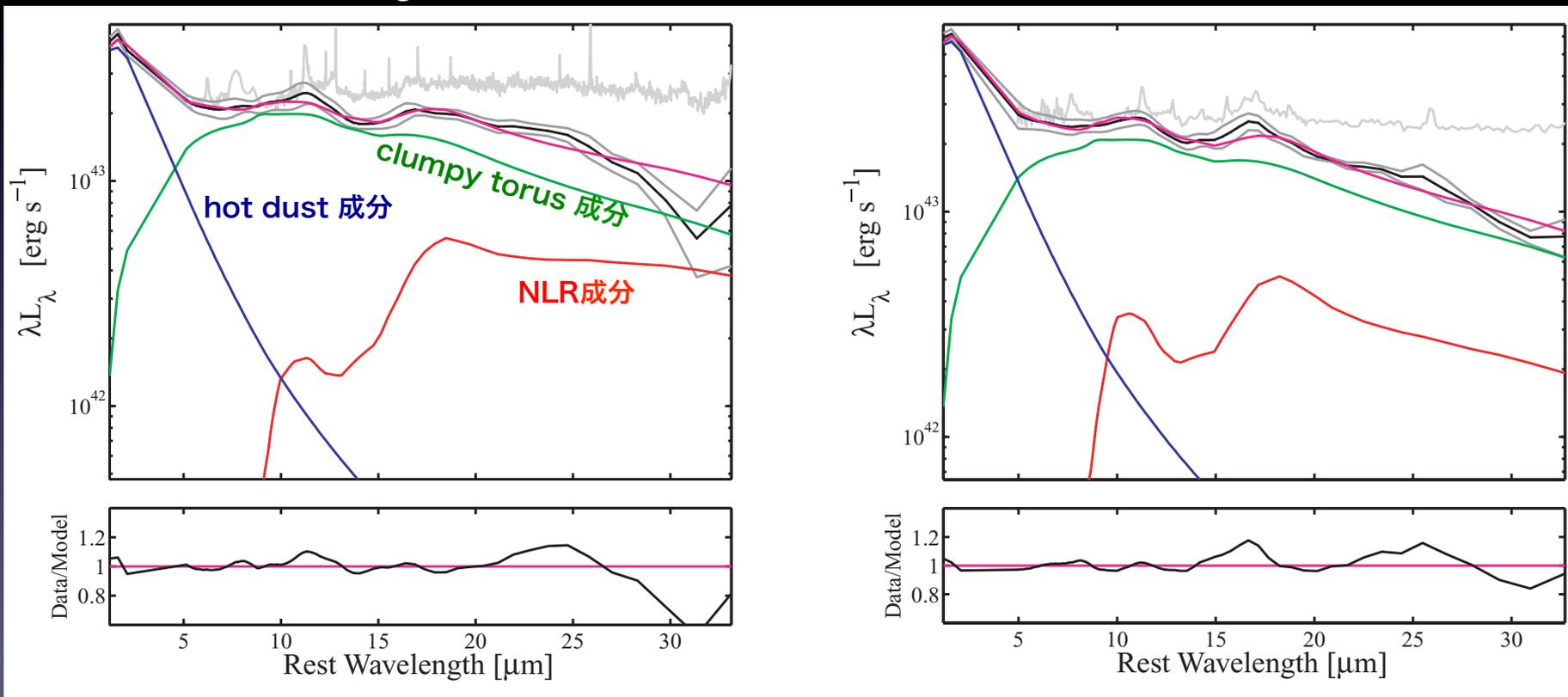
SmoothトーラスモデルとClumpyトーラスモデルのSED比較 (Feltre et al. 2012)



AGN SED fittingの成果: hot dustが普遍的に存在 (Mor & Netzer 2012)

- hot dustの存在はKバンド RM観測でも示されているが、Mor & Netzer (2012)[MN12]とその先行研究ではその存在がSEDにも現れていることを示した。
- MN12では、115個のbroad-line AGNsとnarrow-line AGNsに対して、(1) Nenkova+08のclumpy torusモデル、(2) hot pure-graphite dust 成分、(3)NLR成分の3成分モデルでSED fittingを行い、hot dust成分が普遍的に存在することを示した。

3成分モデルによるSED fitting の結果



AGNトーラス内縁半径

- AGNトーラスの内縁半径は、ダストが昇華する位置(ダスト昇華半径)で決まると考えられている。ダストはUV/optical波長域に大きな吸収係数を持つので、AGNがUV/opticalで等方放射していればダスト昇華半径のおおよその位置は以下の式で決定される (Barvainis 1987; Kishimoto et al. 2007):

$$R_{\text{sub}} = 1.3 \text{ pc} \left(\frac{L_{\text{UV}}}{10^{46} \text{ erg s}^{-1}} \right)^{1/2} \left(\frac{T_{\text{sub}}}{1500 \text{ K}} \right)^{-2.8} \left(\frac{a}{0.05 \mu\text{m}} \right)^{-1/2}$$

L_{UV} : AGNのUV luminosity
 T_{sub} : ダスト昇華温度 (組成・サイズ依存)
 a : ダストサイズ

- もしUV/opticalが非等方放射をしていれば、ダスト昇華半径は存在せず、存在するのはダスト昇華面。

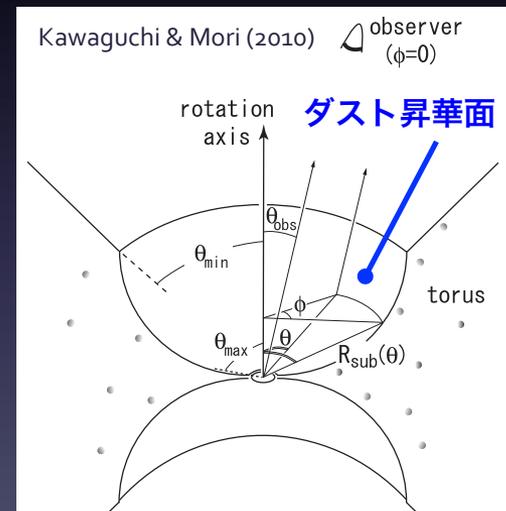
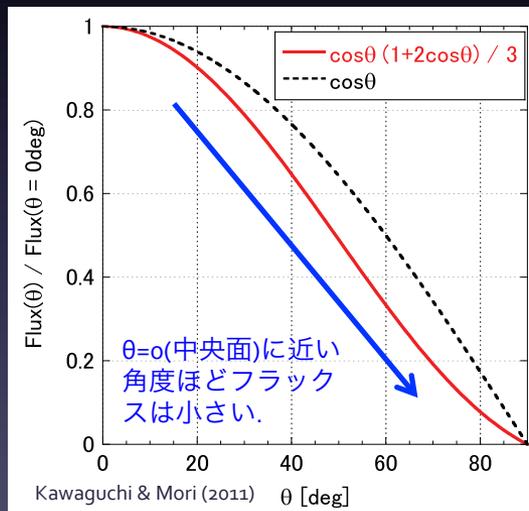
◎ 非常に薄いdiskからの放射

- ① 見かけの面積 $\propto \cos\theta$
- ② limb darkening $\propto (1+2\cos\theta)$
(斜めから見ると $\tau=1$ の面が、よりdiskの表面付近となる+diskは中央面に近づくほど熱い)

フラックスの角度依存性

$$F(\mu) = \frac{6}{7} F_0 \mu (1 + 2\mu)$$

(Liu et al. 2011 and references therein)

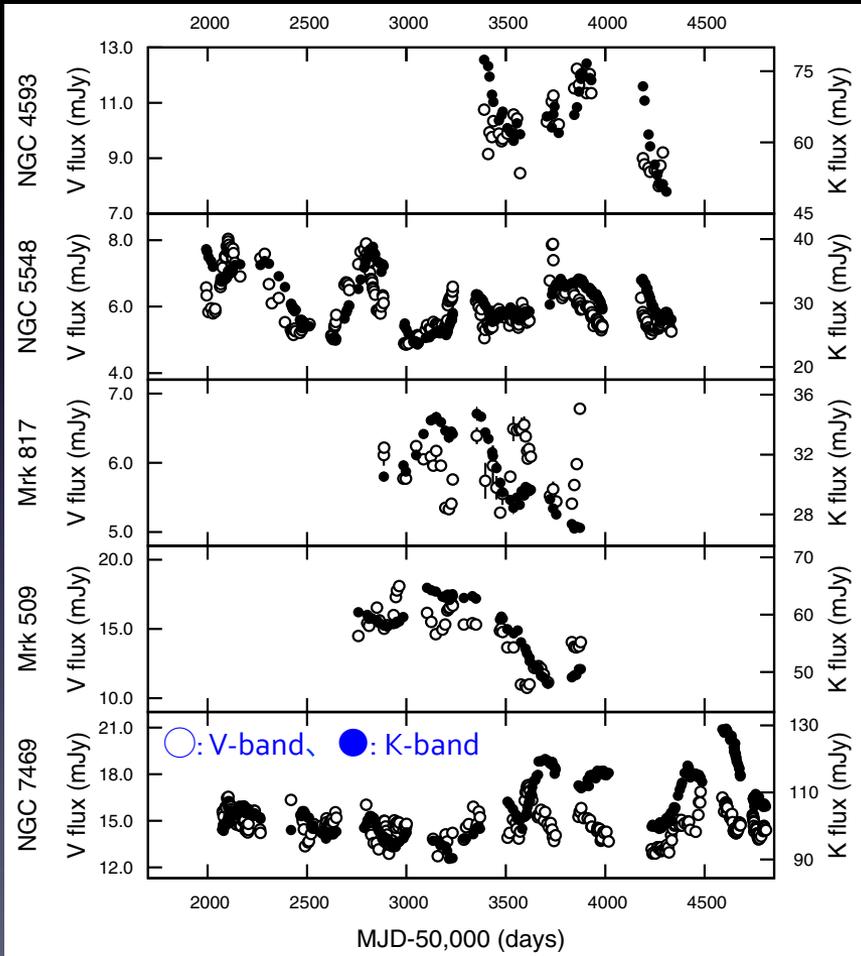


- 観測的には、内縁半径の位置は赤外線(K-band)のReverberation Mapping 観測を行うことで調査されている (e.g., Minezaki et al. 2004; Suganuma et al. 2004; Sugamuna et al. 2006; Koshida et al. 2009; Kishimoto et al. 2011; Koshida et al. 2014; Pozo Nuñez et al. 20014, 2015).

IR RM観測のまとめ的研究 (Koshida et al. 2014)

- MAGNUMプロジェクトで観測してきた17個のSeyfert 1のIR RM観測の総括的研究 (だと思います)。
- 継続的にV-バンド(optical cont.)とK-バンド(UV/optical cont.がreprocessされたもの)で同時観測を行い、V-バンドの時間変動に対するK-バンドの応答を調べて、遅延時間 Δt を測定する。

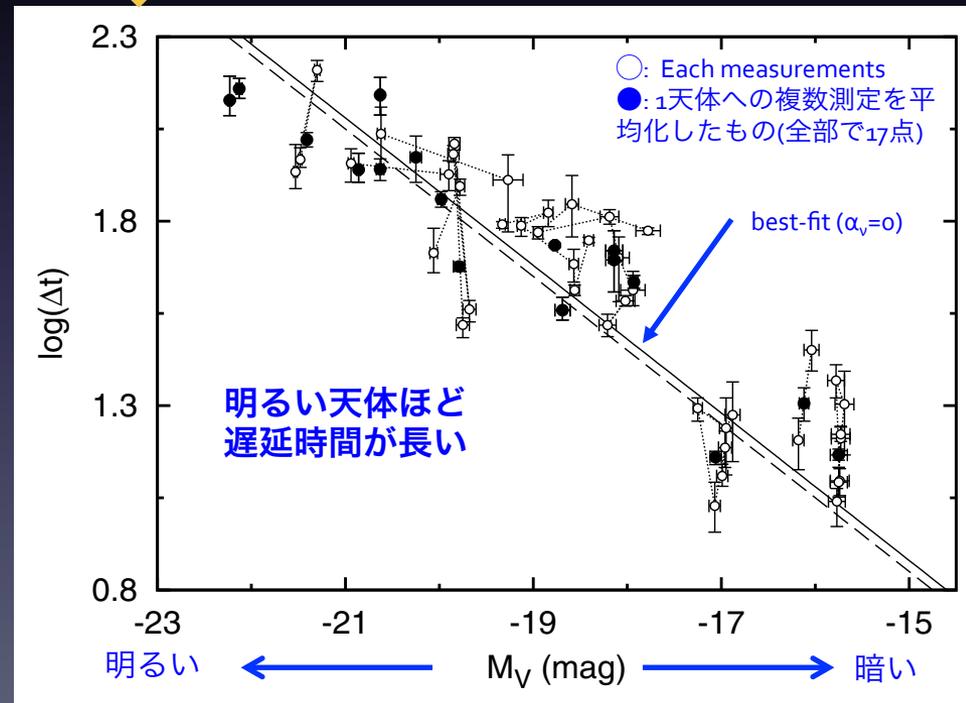
V-バンド、K-バンドの光度曲線の例



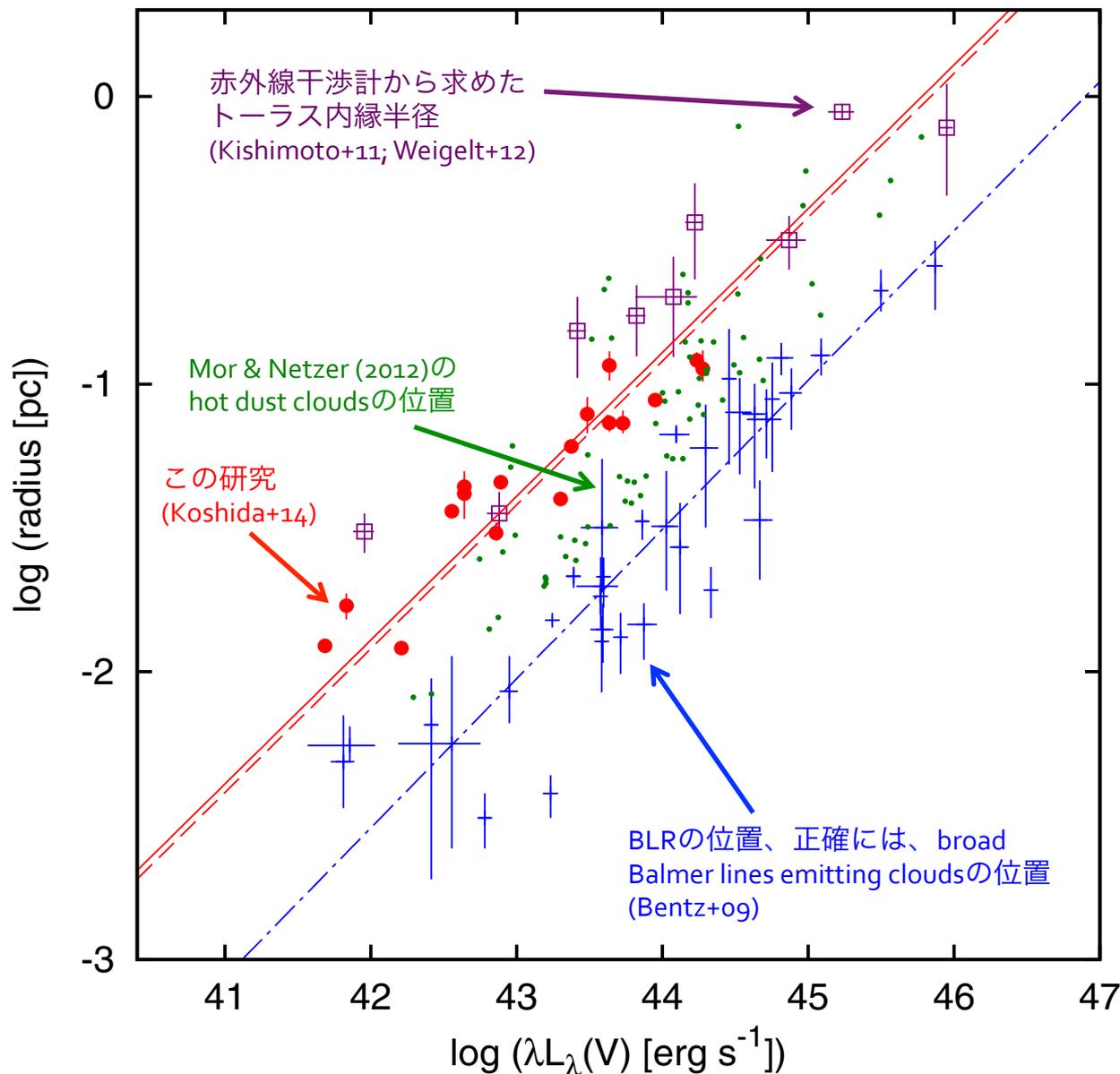
相互相関解析

- ① V-バンド、K-バンドにある母銀河成分・狭輝線成分の除去。
- ② K-バンドにある降着円盤成分の除去。

遅延時間 Δt と絶対等級の関係



様々なRM観測のまとめ



- K-バンドRM観測で求めた半径の $1/4 \sim 1/5$ のところに、Balmer線放射領域がある。
- Mor & Netzer(2012)でIR SED fittingで必要とされたhost dust cloudsは、ちょうど、K-バンド観測で求めた半径とbroad Balmer linesで求めた半径の間に位置。



トラスと降着円盤外側は
seemlessに接続。

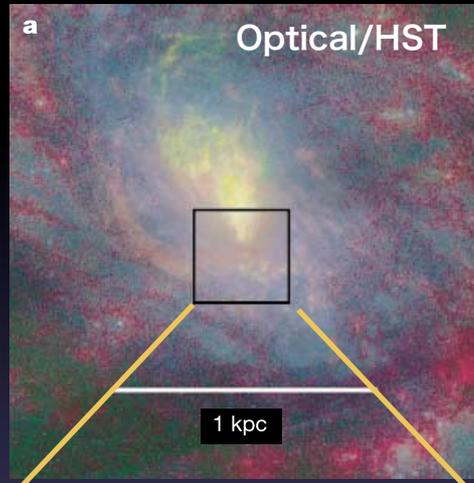
近/中間赤外線干渉計による トーラス観測

- 現在のところ、トーラススケールを直接空間分解できる唯一の観測手段で、以下の観測装置を用いてダスト分布の研究が進められている:
 - ① Very Large Telescope Interferometer(VLTI)/MIDI (MIR)
 - ② VLTI/AMBER (NIR)
 - ③ Keck Interferometer (KI) (NIR)
- 最も大きな成果:
 - 1) 実際に数pcスケールから強いダスト放射が出ていることを示したこと.
 - 2) トーラスの対称軸と思われる方向にdusty outflowが吹いている可能性を発見したこと.

※ 後者の点に関しては、天体数が少ないため、どれだけ一般的なことかわからない。

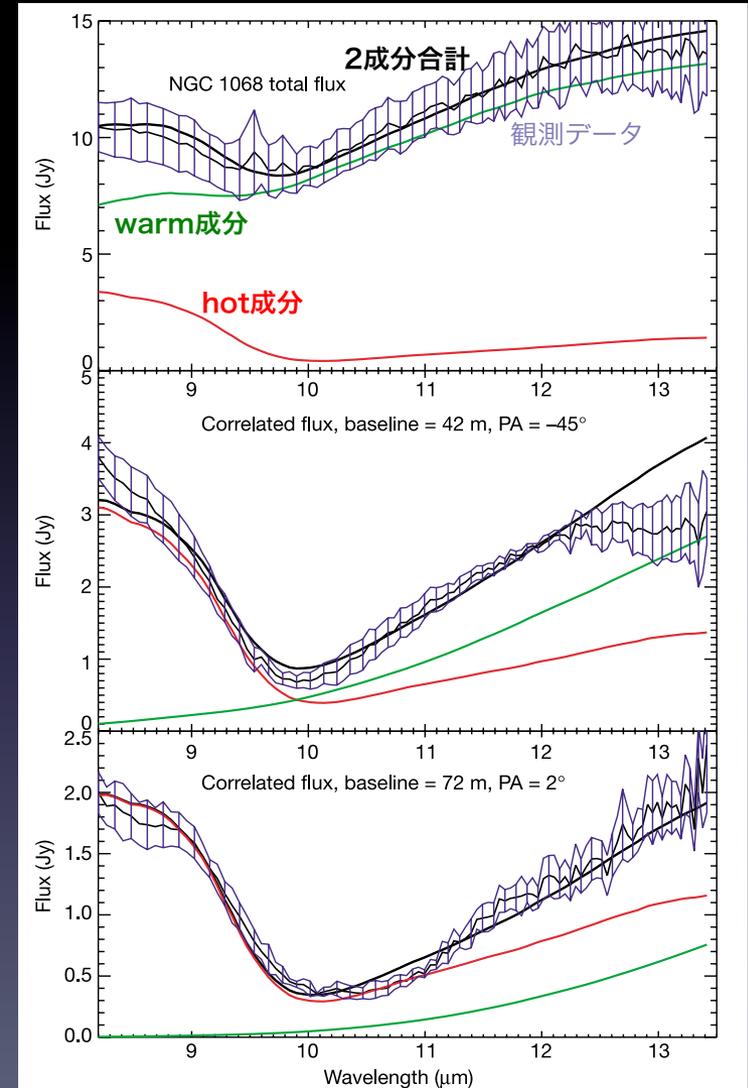
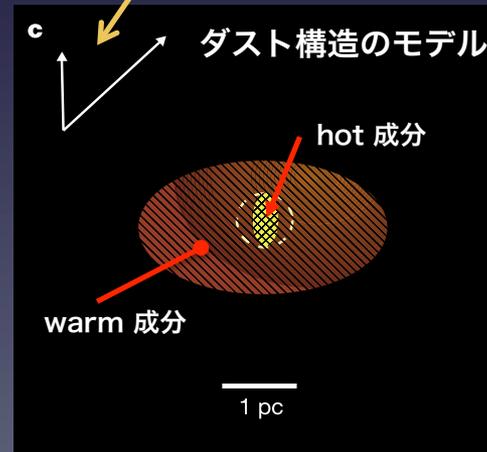
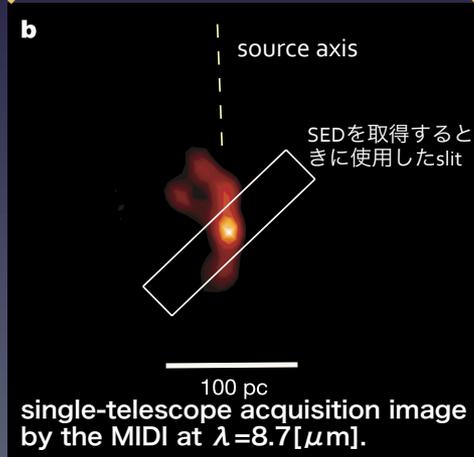
NGC 1068 (Jaffe et al. 2004)

- 比較的近傍のII型AGN ($D=14.4$ [Mpc]; $z=0.0038$; 100 [mas]= 7 [pc])の1つであるNGC 1068をVLT/MIDIで観測し、single-telescope SEDと2つのbaselineで求めたcorrelated fluxを再現するようなダスト分布モデルを作成。
- 2成分モデルでよく再現できる。
 - hot成分($T>800$ K, 0.7×1 [pc²])とwarm成分($T=320$ K, 2.1×3.4 [pc²])



- hot成分の光学的厚みがwarm成分よりも大きい。
- ➔ hot成分はwarm成分に埋め込まれている。

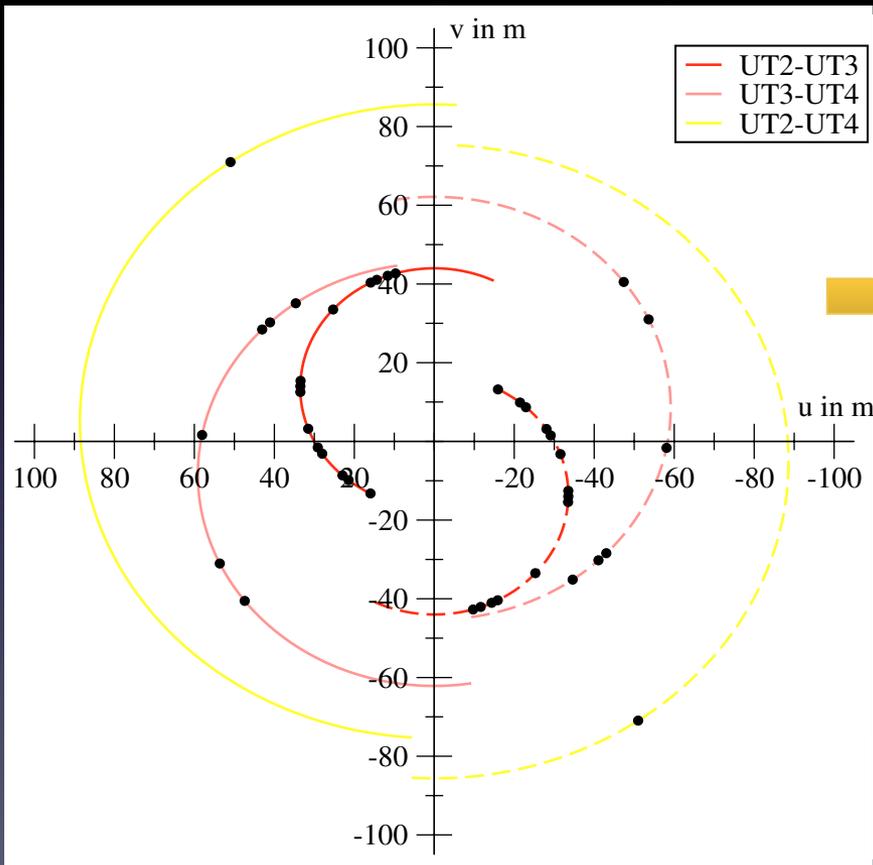
この研究の重要性
強いダスト放射が数pcスケールで起きていることを示した。



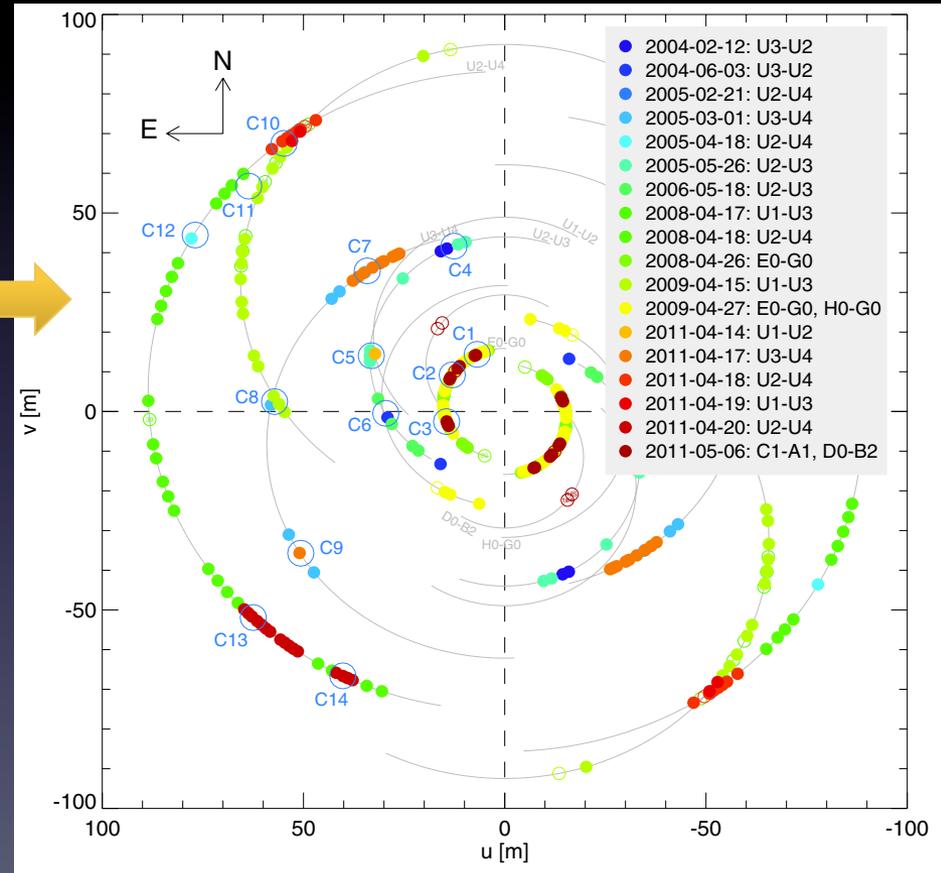
Circinus galaxy (Tristram et. al. 2007,2012,2014)

- 最も近傍にあるII型AGNの1つ($D=4$ [Mpc]; 10 [mas]= 0.2 [pc]).
- Tristram+07以降継続的に干渉計で観測され、uv-planeのcoverageが徐々に増加中.

Tristram+07 時点でのuv-plane coverage

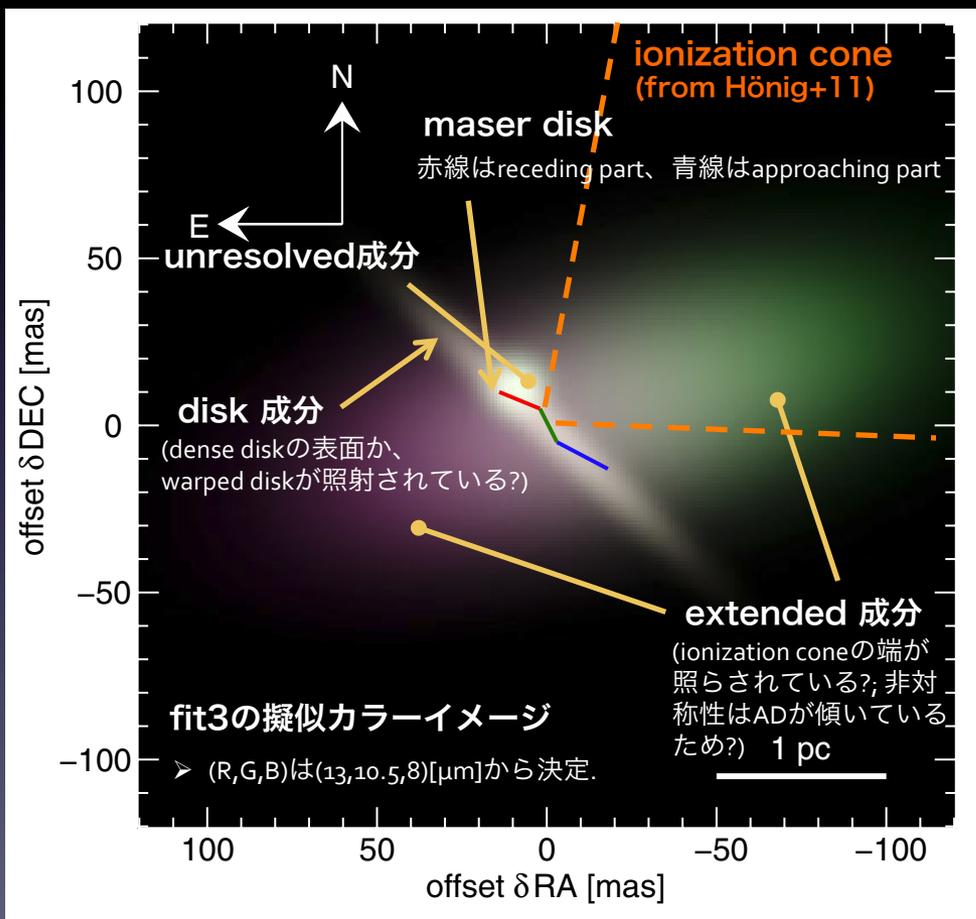


Tristram+14 時点でのuv-plane coverage



- 観測データ (correlated flux, total flux SEDs at 8-13[μm]等)を3成分の輝度分布(elliptical Gaussian)の重ね合わせでモデル化.

- ➔
- ① compactなunresolved成分
 - ② maser diskとalignしたdisk成分
 - ③ disk成分と垂直な方向のextended成分



3成分モデルのパラメータ

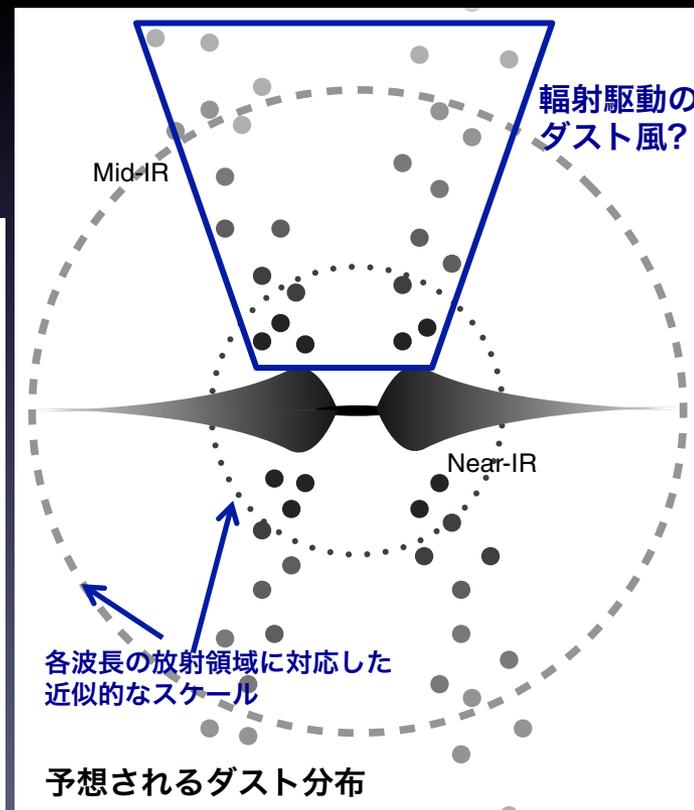
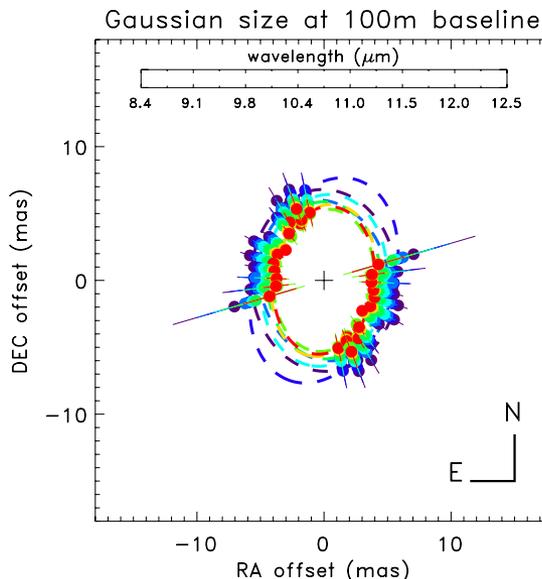
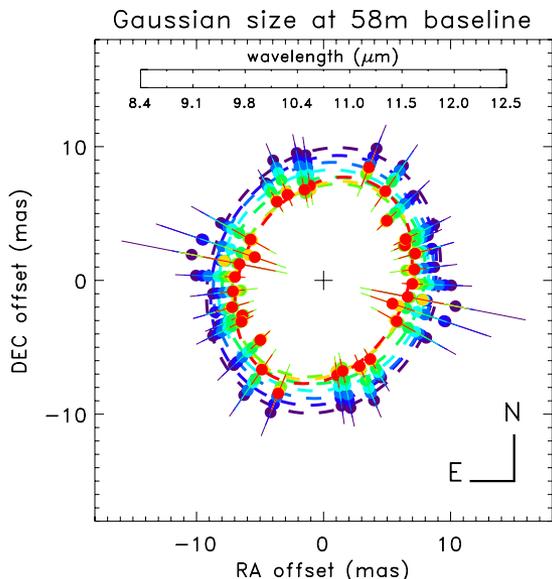
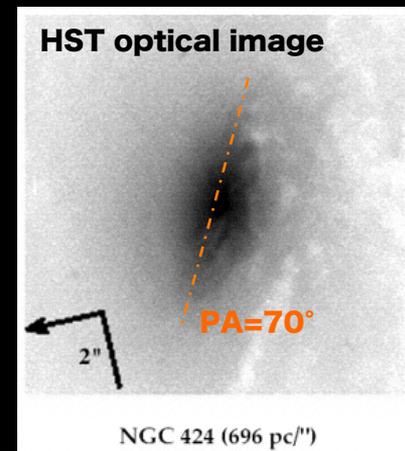
Table 4. Parameters of the three-component Gaussian fits.

i	parameter	Fit 1	Fit 2	Fit 3
		baseline U2-U4	BL < 20 m	all baselines
1: unresolved	α_1 [mas]	2.9^{+15}_{-18}	(3.0)	$-8.5^{+7.0}_{-2.8}$
	δ_1 [mas]	6.5^{+10}_{-24}	(6.0)	$11.6^{+2.6}_{-4.4}$
	Δ_1 [mas]	$10^{+14}_{-1.2}$	(10)	12 ± 2
	τ_1	$0.80^{+1.0}_{-0.5}$	(0.8)	$1.23^{+0.15}_{-0.24}$
	T_1 [K]	264^{+35}_{-22}	(260)	317 ± 22
	f_1	(1.00)	(1.0)	$0.49^{+0.29}_{-0.17}$
2: disk-like	Δ_2 [mas]	45 ± 11	(45)	57 ± 15
	r_2	$0.17^{+0.20}_{-0.06}$	(0.17)	0.16 ± 0.04
	ψ_2 [$^\circ$]	44 ± 6	(44)	46 ± 3
	τ_2	$1.92^{+0.19}_{-0.43}$	(2.00)	1.88 ± 0.40
	T_2 [K]	288^{+32}_{-11}	(290)	290^{+22}_{-13}
	f_2	(1.00)	(1.00)	$0.55^{+0.24}_{-0.14}$
3: extended	Δ_3 [mas]	–	92^{+10}_{-4}	93^{+6}_{-12}
	r_3	–	0.60 ± 0.12	$0.45^{+0.07}_{-0.05}$
	ψ_3 [$^\circ$]	–	114 ± 3	107 ± 8
	τ_3	–	$2.71^{+0.36}_{-0.08}$	$2.40^{+0.1}_{-0.6}$
	ξ_3 [arcsec $^{-1}$]	–	30^{+3}_{-4}	27 ± 6
	T_3 [K]	–	297^{+145}_{-3}	304^{+62}_{-8}
	f_3	(0.0)	$0.33^{+0.08}_{-0.26}$	$0.34^{+0.03}_{-0.22}$
	χ^2_{red}	5.22	1.06	6.32

Notes. Parameters held fixed at certain values are enclosed in parentheses. The parameters for each of the three components $i = [1, 2, 3]$ are: (α_i, δ_i) – position; Δ_i – FWHM; r_i – axis ratio; ψ_i – position angle; τ_i – silicate optical depth; ξ_i – gradient of the silicate optical depth; T_i – temperature; f_i – surface filling factor. See text for details.

NGC 424 (Hönig et al. 2012)

- 比較的近傍にある Seyfert 2 SBo/a galaxy ($D=45.7[\text{Mpc}]; 10[\text{mas}]=2.22[\text{pc}]$)で、これまでの研究から $N_{\text{H}} > 2 \times 10^{24} [\text{cm}^{-2}]$ の Compton-thick regime にあると考えられている。
 - その他情報: $M_{\text{BH}} = 10^{7.78} [M_{\odot}]$ 、Eddington 比は 0.13 と推定されていて、radio-quiet。
- VLT/MIDI で観測し、(各波長の) visibility 分布から (ダスト放射の) 輝度分布を推定し、以下の結果を得た:
 - ① 短波長ほど (輝度分布の) (elliptical) Gaussian size は小さい
 - ➡ hot なダストほど内側に存在することと無矛盾
 - ② 輝度分布の elongation の方向が 偏光観測から求めた 対称軸の方向に一致。
 - ➡ radiation-driven polar dusty wind?



AGNの金属量

- AGN環境の金属量は、AGN環境の星間ガスの性質・進化やAGNと母銀河の星形成史との関係を考える上で重要な情報になる。
- AGN環境の金属量、或いは、relative abundanceの推定は1960年頃から行われ始め、主にBLRとNLRからの広輝線/狭輝線の輝線フラックス比を光電離計算からの予測と比較することによって推定されている。

◎ 窒素の化学進化

恒星内のCNO過程でCとOから形成:



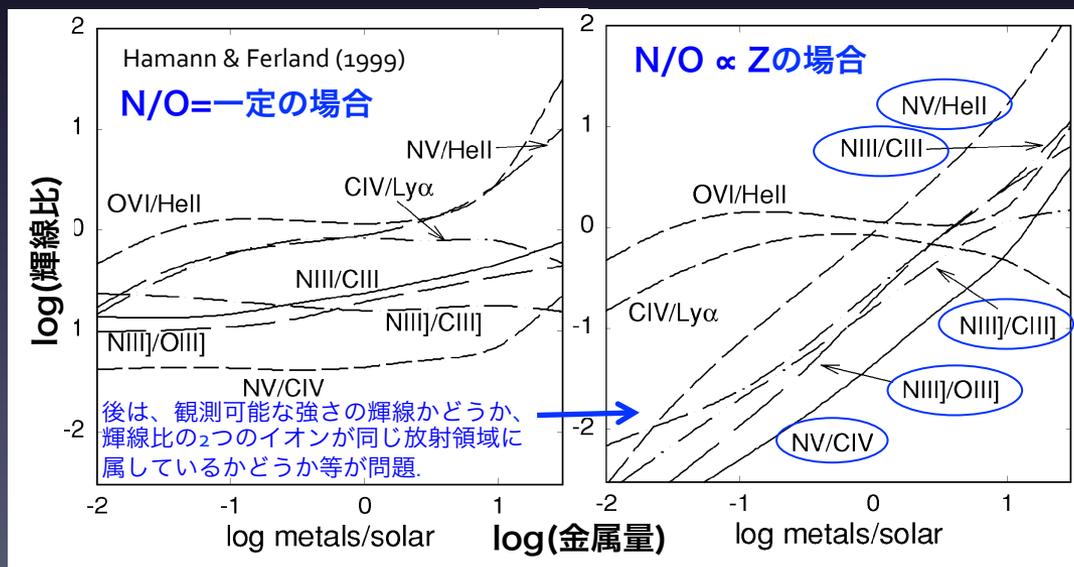
N/Oは化学進化の指標

銀河系のHII領域の観測でも、銀河中心に近いものほど、大きなN/Oを示すことがわかっていて、この比例関係は $Z > 0.2 [Z_{\odot}]$ で成立 (Shields 1976).

有用な輝線フラックス比:

- 1) $N_{III} \lambda 1750 / O_{III} \lambda 1664$ 、
- 2) $N_V \lambda 1240 / (C_{IV} \lambda 1549 + O_{VI} \lambda 1034)$ 、
- 3) $N_V \lambda 1240 / He_{II} \lambda 1640$
(Hamann et al. 2002)

$$N/H \propto (O/H)^2 \propto Z^2 \text{、或いは、} N/O \propto O/H \propto Z$$



有用な輝線フラックス比の条件

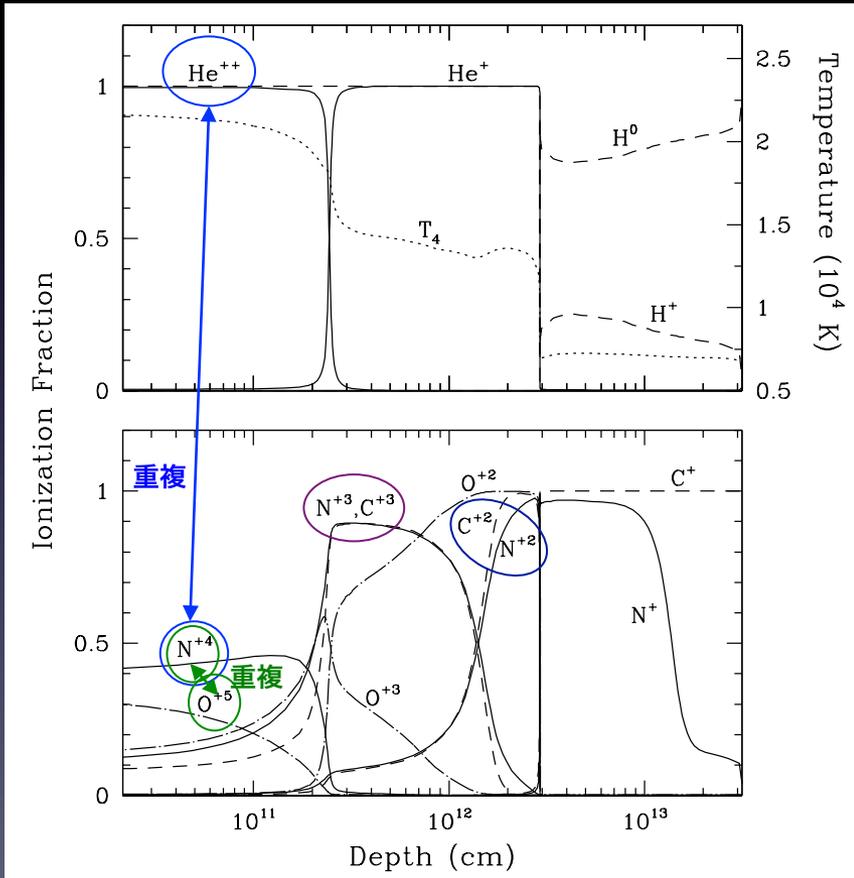
- ① 輝線の強さが観測可能である.
- ② 2つの輝線のフラックスの測定が容易である.
 - 他の輝線とoverlapしていないこと; overlapしていたとしても、deblendが容易なこと.
 - 輝線だけでなく、complex emission featuresとoverlapしていないこと.
- ③ 輝線の臨界密度が十分に高く、2つの輝線の臨界密度が近い値となっていること.
 - BLRの個数密度は $n_H=10^8-10^{12}[\text{cm}^{-3}]$; 臨界密度が小さいと衝突脱励起の影響を受ける.
 - 片方の輝線だけが臨界密度を超える状況が発生すると、その輝線だけがoptically-thickになる可能性がある.
- ④ 2つの輝線の放射領域が空間的に同じであること.
 - 同一の電子温度が期待できるので、電子温度による不定性を軽減.
 - 空間的に同じというのは、輝線を放射するイオンの電離ポテンシャルが互いに近いことを意味する.
- ⑤ 金属量のみsensitiveであること.
 - AGNのincident spectrum、ionization parameter、ガス温度に大きく依存すると推定が困難.

➡ 解析的に良い輝線比を見つけるのが難しいので光電離計算を活用.

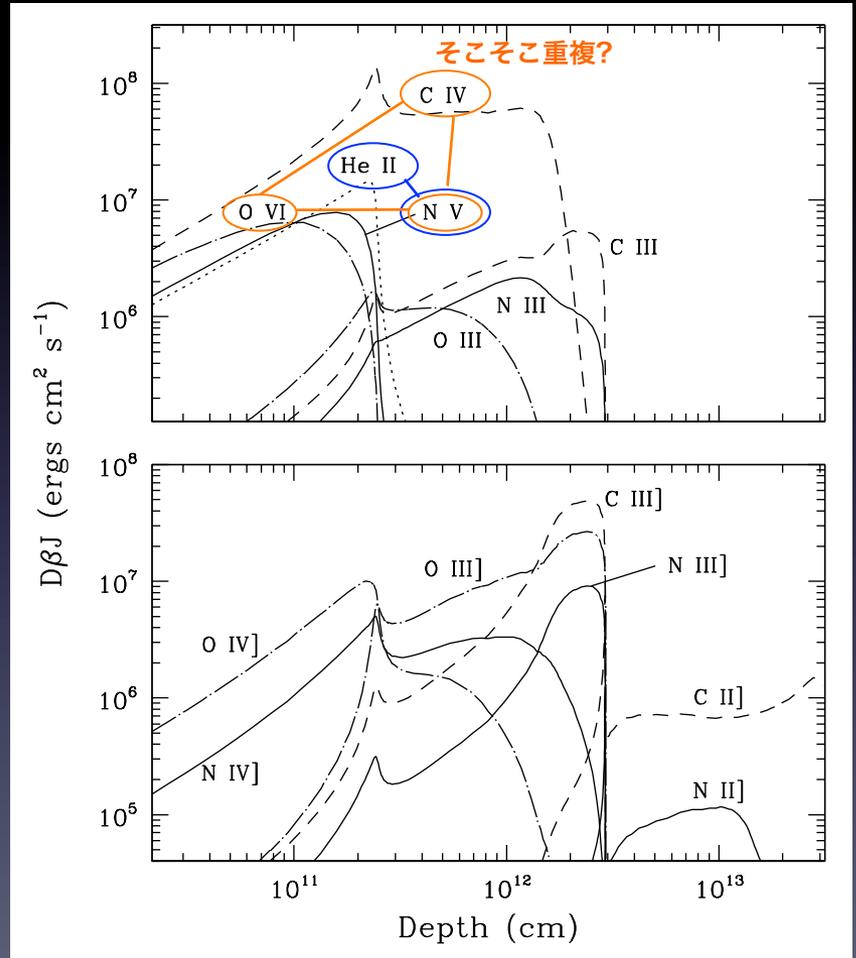
光電離計算の例 (Hamann et al. 2002)

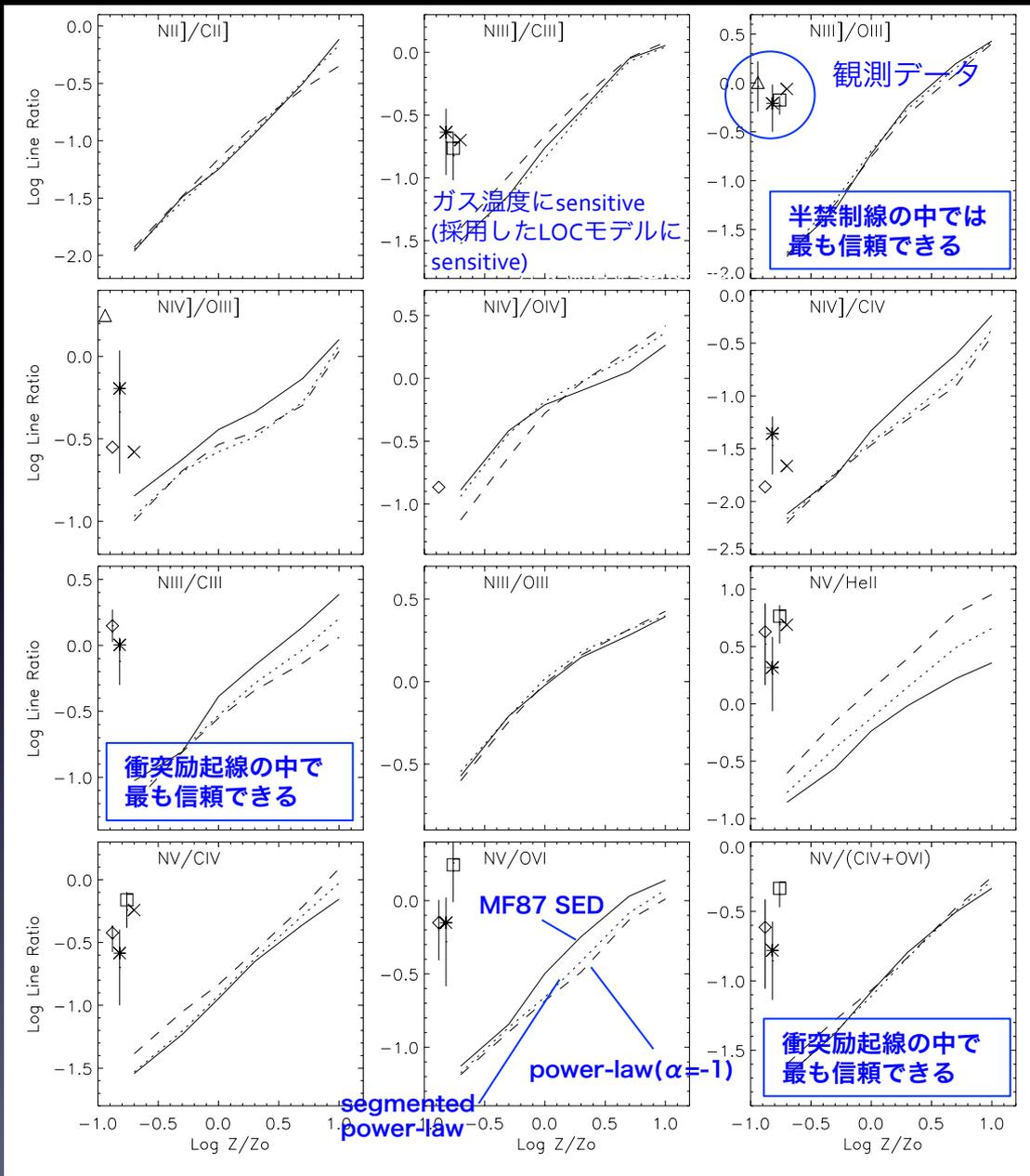
- Cloudy (Ferland et al. 1998)を使用して、 $U=0.1$ 、 $n_H=10^{10}[\text{cm}^{-3}]$ のBLR cloudの光電離計算。
- N^{+4} と He^{++} の放射領域が空間的にoverlapしていたり、 C^{+3} と O^{+5} の放射領域が N^{+4} 放射領域を囲んでいるのがわかる。

各元素の電離度の空間分布



各輝線フラックスの空間分布





- ❖ 現実のBLR regionは様々な条件のcloudsの集まりと考えられるので、(最も単純な)LOCモデルを適用している。
- ❖ 図から輝線比はAGNのintrinsic SEDにあまり依らないことがわかる。
- ❖ 温度依存性、或いは、LOCモデル依存性を考慮すると、信頼できる輝線比は以下(とされている):
 - ① N_{III}/O_{III}
 - ② $N_V/(CIV+O_{VI})$
 - ③ N_{III}/C_{III}
 - ④ N_V/He_{II}
 [個人的見解]これらはSEDがよくわかっている場合に使用するべき。
- ❖ QSOの金属量は $Z=1-3[Z_{\odot}]$ 。

◎LOCモデル (Baldwin et al. 1995)

BLRからの放射を複数のcloudsからの重ね合わせで計算する:

$$L_{line} \propto \iint r^2 F(r, n) f(r) g(n) dn dr$$

ここで、
 $F(r)$: 単一cloudからの輝線フラックス
 $f(r)$: 半径 r に関する分布関数
 $g(n)$: 個数密度 n に関する分布関数

しばしば、 $f(r) \propto r^r$ 、 $g(n) \propto n^{\beta}$ と仮定される。

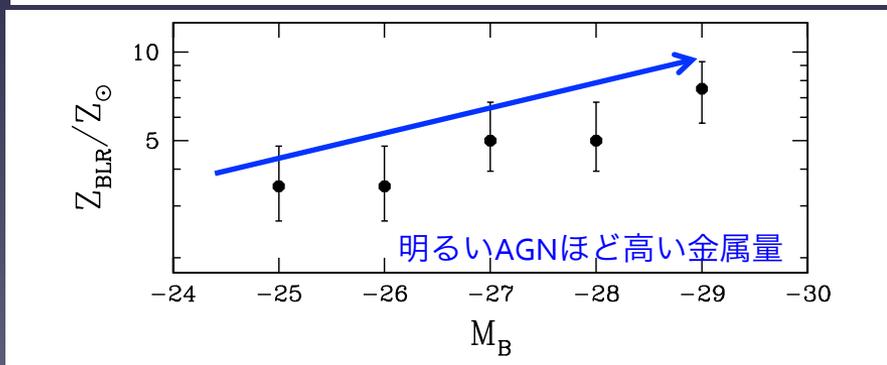
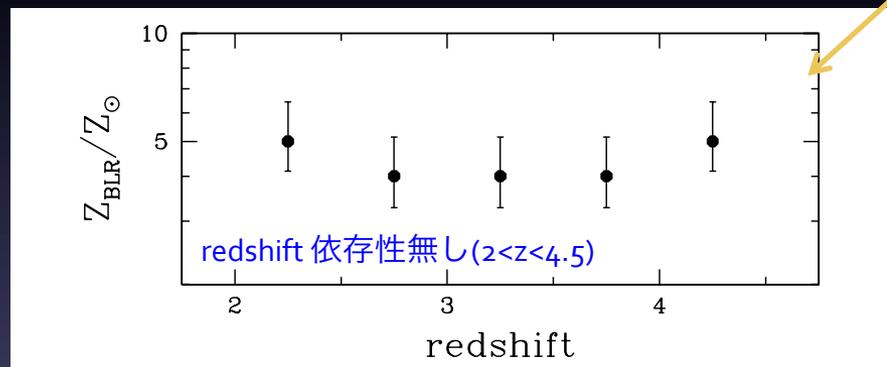
BLR金属量の光度依存性とredshift依存性

- 複数の研究者によって、BLRの金属量の光度/redshift依存性が調べられている(e.g., Hamann & Ferland 1993; Dietrich et al. 2002; Nagao et al. 2006; Juarez et al. 2009).

- ① redshift 依存性無し.
- ② 明るいAGNほど、大きな金属量.

※ 但し、redshift依存性無しの理由は、選択効果とSMBH-銀河共進化で説明しうる(Juarez et al. 2009の図3の議論参照)

- 典型的には $Z_{\text{BLR}} \sim 4-5 [Z_{\odot}]$ で、中には $Z \sim 10-15 [Z_{\odot}]$ も(quasar Q0353-383, Baldwin et al. 2003; Bentz et al. 2004)

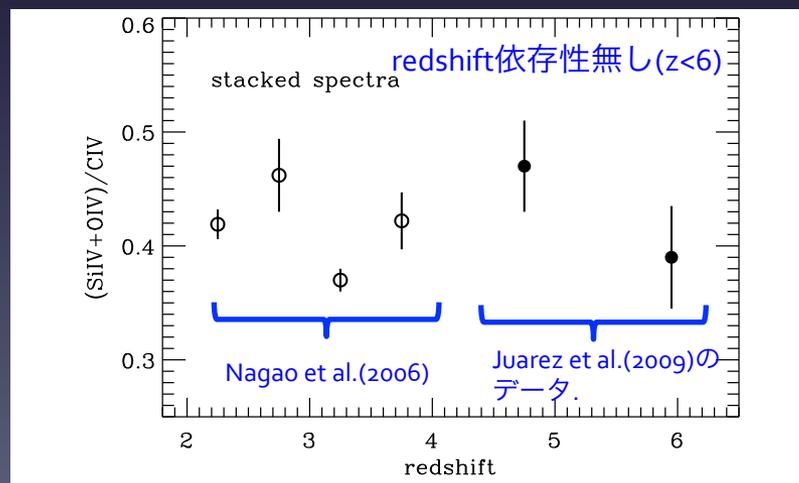


Nagao et al.(2006)

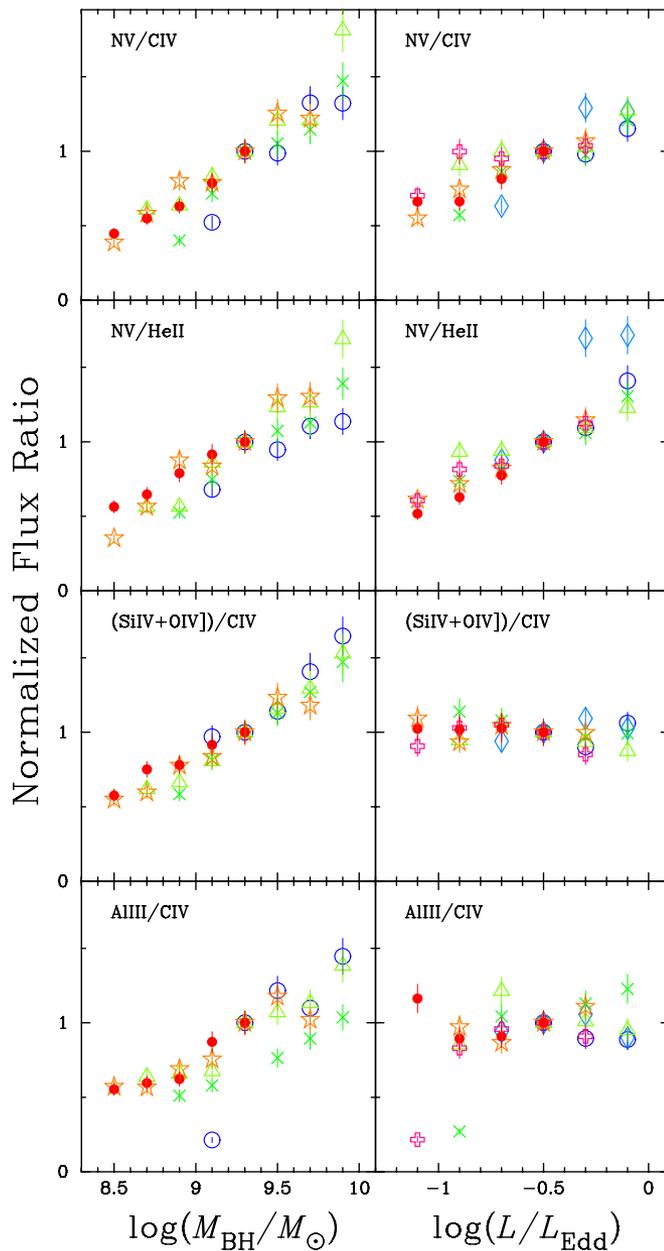
- ◇ 5344個のSDSS QSOsから、各 $M_{\text{B},z}$ ビンについて、composite SEDsを作成して輝線比を解析.
- ◇ これまでの窒素イオン輝線に加え、 $(\text{Si}_{\text{IV}} \lambda 1397 + \text{O}_{\text{IV}} \lambda 1402) / \text{C}_{\text{IV}} \lambda 1549$ 等、 $\text{C}_{\text{IV}} \lambda 1549$ を分母にする輝線も metallicityに sensitiveであることを示した(論文図29).

Juarez et al.(2009)

- ◇ 30個のhigh-z QSOを解析.



Z_{BLR} の光度依存性の原因は L/L_{Edd} か M_{BH} か？ (Matsuoka et al. 2011)



- 2383個のSDSS QSOs ($2.3 < z < 3$)の($M_{\text{BH}}, L/L_{\text{Edd}}$)を以下の式で推定し、($M_{\text{BH}}, L/L_{\text{Edd}}$)-空間をbinに分割してcomposite SEDを作成して、金属量診断.

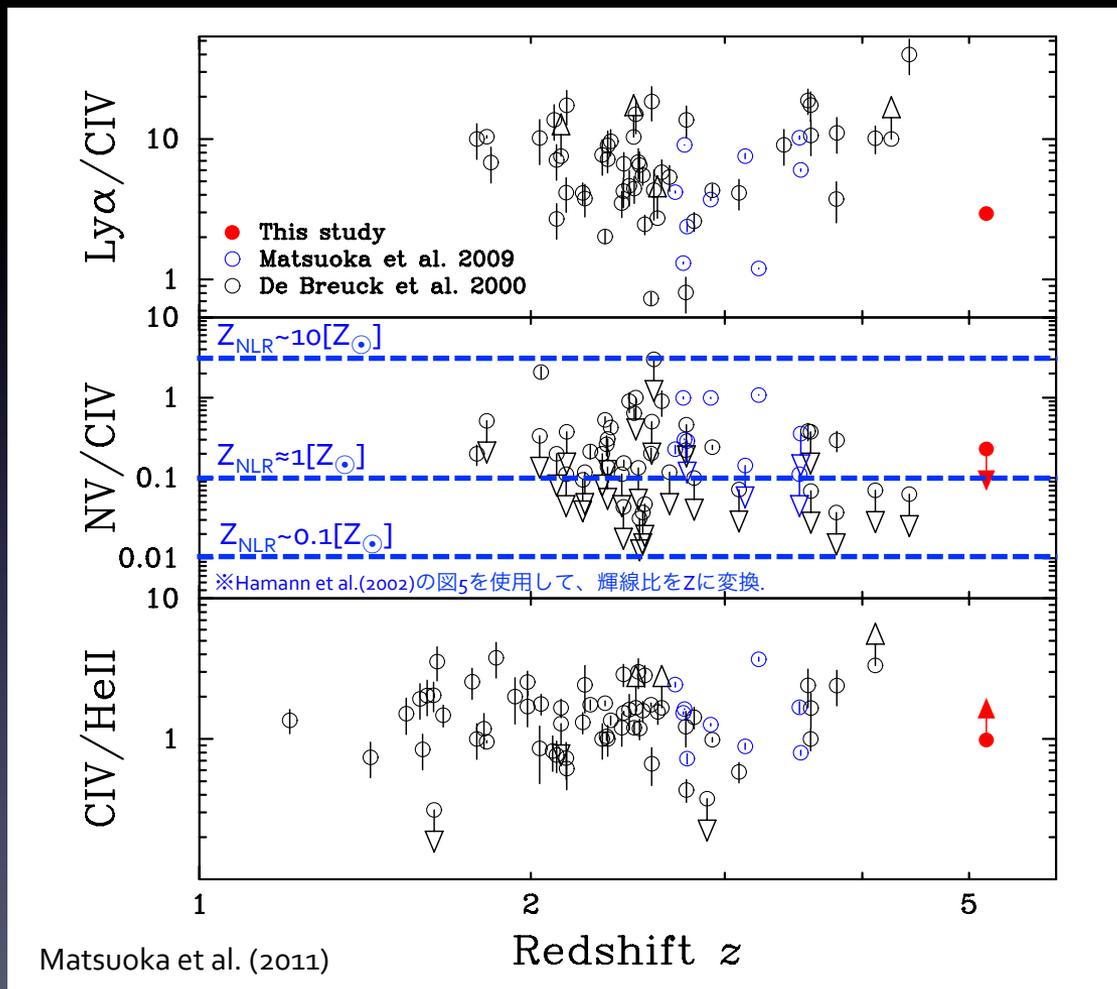
$$\log\left(\frac{M_{\text{BH}}}{M_{\odot}}\right) = 0.66 + 0.53 \log\left[\frac{\lambda L_{\lambda}(1350\text{\AA})}{10^{44} \text{ erg s}^{-1}}\right] + 2 \log\left(\frac{\text{FWHM}_{\text{CIV}}}{\text{km s}^{-1}}\right)$$

$$\log\left(\frac{L}{L_{\text{Edd}}}\right) = 5.82 + 0.47 \log\left[\frac{\lambda L_{\lambda}(1350\text{\AA})}{10^{44} \text{ erg s}^{-1}}\right] - 2 \log\left(\frac{\text{FWHM}_{\text{CIV}}}{\text{km s}^{-1}}\right)$$

- Z_{BLR} の光度依存性は M_{BH} 依存性が主な原因.
- $N_{\text{V}}/\text{C}_{\text{IV}}$ や $N_{\text{V}}/\text{He}_{\text{II}}$ は L/L_{Edd} 依存性を示すが、これはSMBHへのガス降着がpost-starburstのAGB星から放出されたガスを主材料としていることを示唆?
 - O, Ne, Mg, Si, Al等は、II型超新星; 速やかにenrichment.
 - AGB星によるnitrogen enrichmentは、 $\sim 10^8$ [yr]遅れる.
 - 低質量星によるcarbon enrichmentは、 $\sim 10^9\text{-}10$ [yr]の遅れ.

NLR金属量の光度依存性とredshift依存性

- NLRの広がり(~ 1 [kpc])から推定した金属量はより母銀河の情報を含んでいると考えられ、母銀河の化学進化を調べるのに重要(De Breuck et al. 2000; Nagao et al. 2006; Matsuoka et al. 2009; Matsuoka et al. 2011).



- NLRの輝線比は、redshiftに依存しない。

- 金属量はかなり広い範囲の値を取る： $Z_{\text{NLR}} = 0.1-10[Z_{\odot}]$.

※ 但し、Nagao et al. (2006)では、 $\sim 10^3$ [cm^{-3}]の低密度ガスを仮定すれば、subsolarでも説明可としている。

AGNのダスト

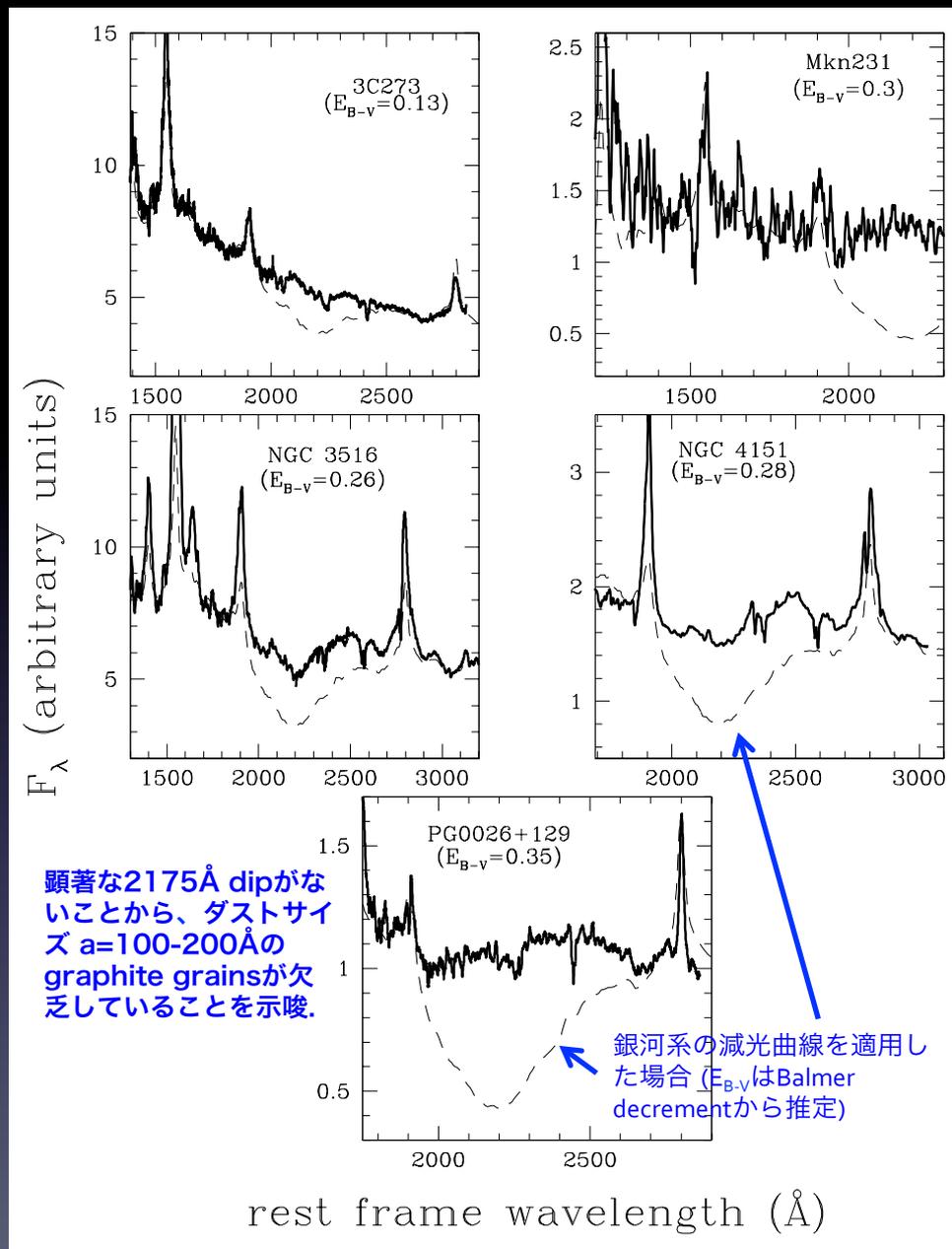
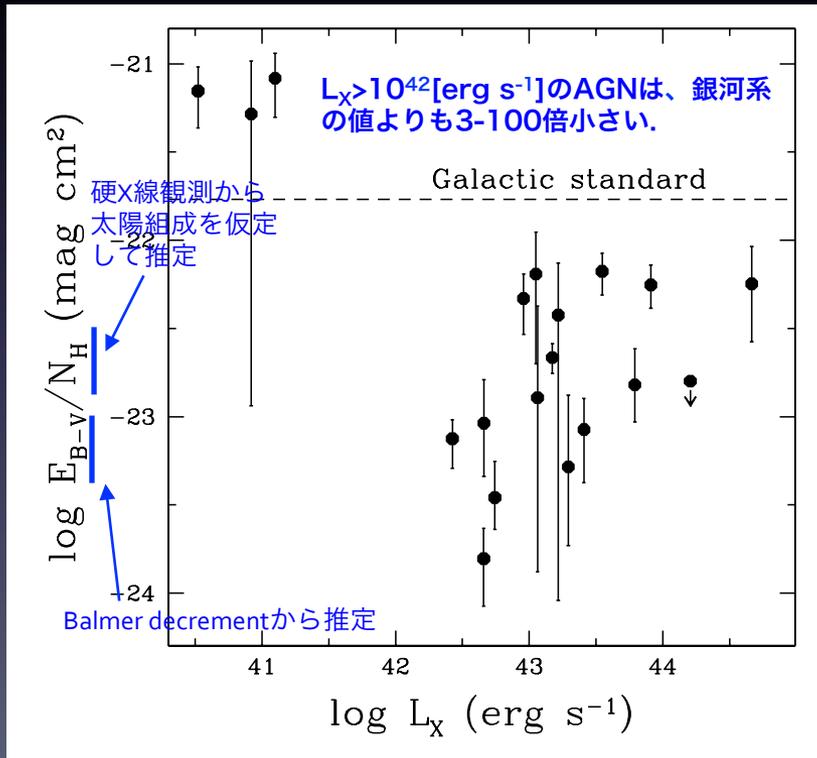
- AGN環境におけるダストの情報(組成, サイズ分布, 存在量)は、AGNトーラスの性質を考える上で非常に重要.
- K-バンド RM観測やAGNのSED fittingから、ダスト昇華半径付近にhot dustが存在していることがわかっているが、ダストの性質がトーラス/NLRでどのように空間変化しているのかはよくわかっておらず、様々な議論がある.
- ダストを研究する方法:
 - 1) 減光曲線を測定する
 - 2) Balmer decrementを用いる
 - 3) IR SEDを理論モデルと比較

AGN環境はlarge grainが支配的？ (Maiolino 2001a,b)

- ① 小さい減光量 E_{B-V}/N_H .
- ② silicate 9.7 μm absorption featureが弱い, or, 無い.
- ③ carbon 2175 \AA absorption featureが存在しない.

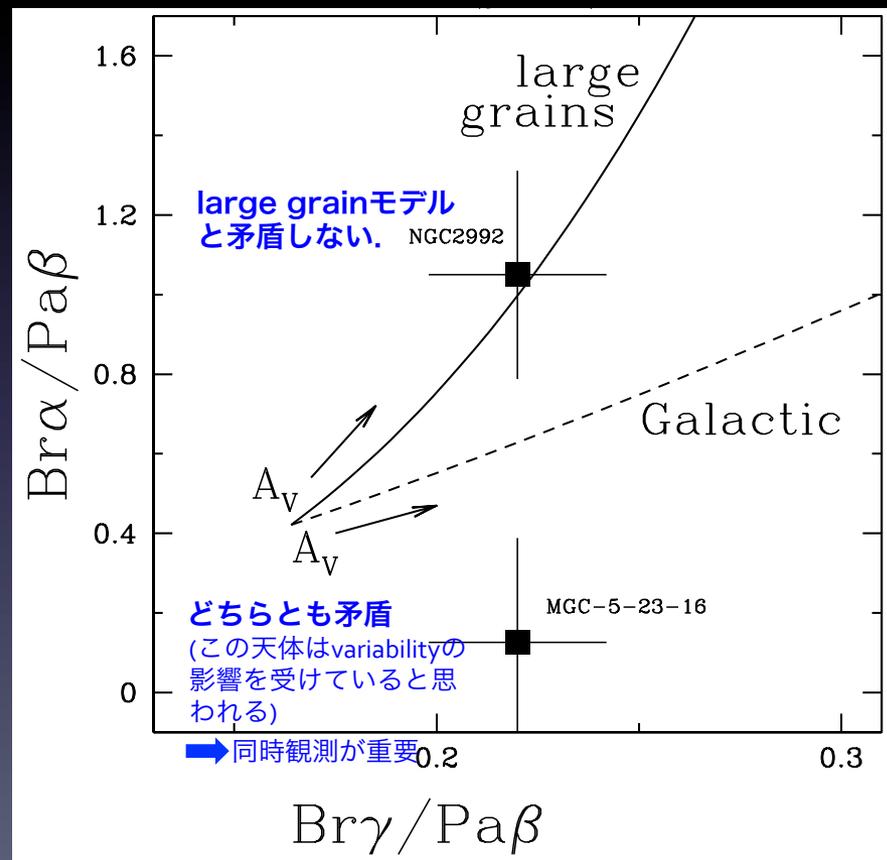
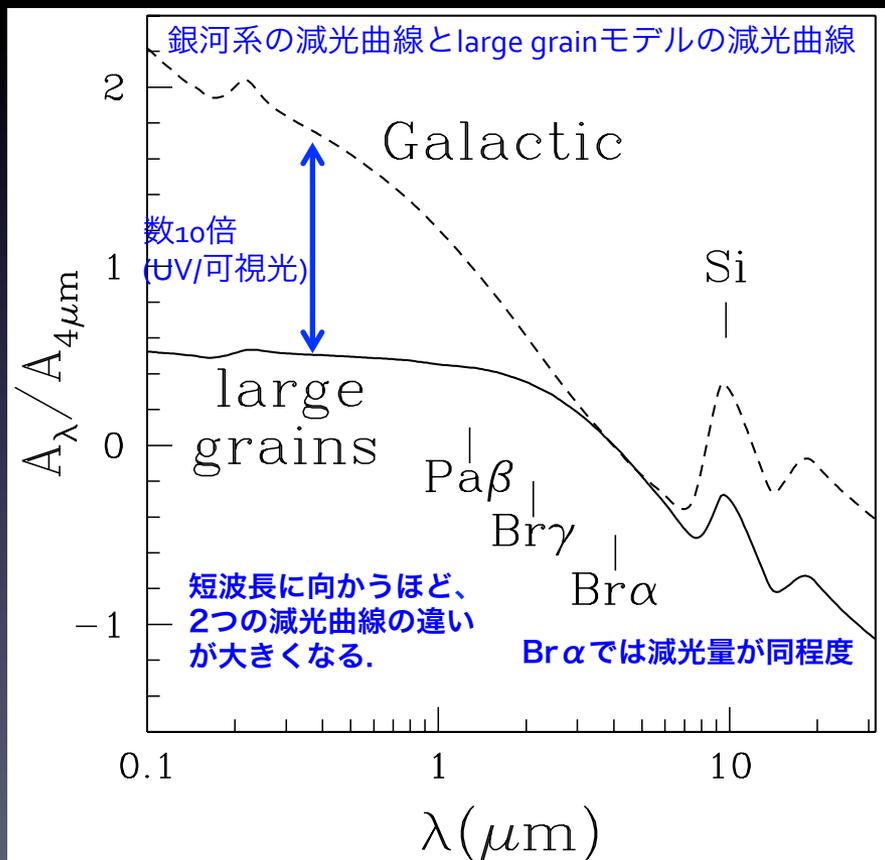
➡ large grainをfavour (例えば、 $a_{\text{max}} \approx 10[\mu\text{m}]$, $n(a) \propto a^{-3}$)

※ 最近の研究だと、多くの2型AGNがsilicate 9.7 μm absorption featureを持つことがわかっていて、②は傍証としては弱い、 E_{B-V}/N_H を小さくするためには大きなダストサイズが必要。



larger grainを検証するのに必要なこと (Lutz et al. 2002)

- $A(\text{IR})/N_{\text{H}}$ を調べるため、12個のII型AGNに対して、Brackett α $4.05\mu\text{m}$ の広輝線成分の観測を行った。
- 3個のAGNでbroad Br α を検出し、 $A(4.05\mu\text{m})/N_{\text{H}}$ を調べてみると、銀河系の減光曲線とconsistentであるという、一見、Maiolino (2001a,b)の $A_{\text{V}}/N_{\text{H}}$ の結果とは矛盾する結果を得た。
- この一見矛盾する2つの結果はlarge grainモデルで説明可能. 但し、large grainモデルを検証するには、赤外線帯の水素再結合線の広輝線成分(Paschen, Brackett系列)の同時観測が重要.



ダストの組成: NGC 1068 (Köhler & Li 2010)

- 2型AGN NGC 1068の特異なsilicate 9.7 μm absorption profileを、様々なダストモデルと比較してダスト組成について調査。

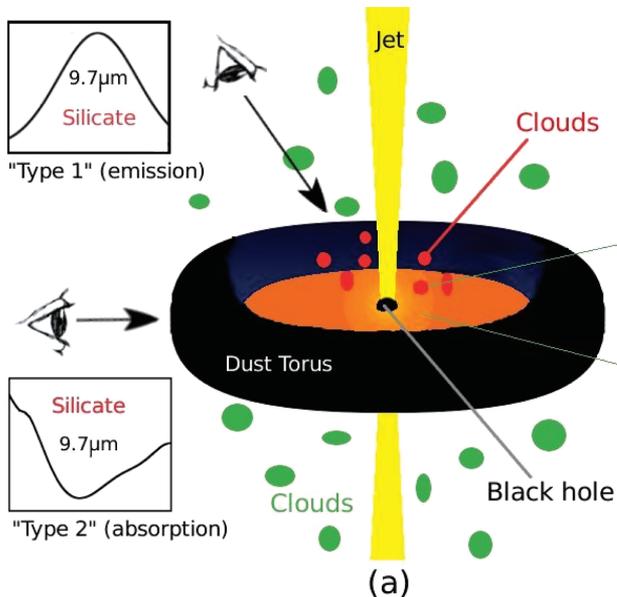
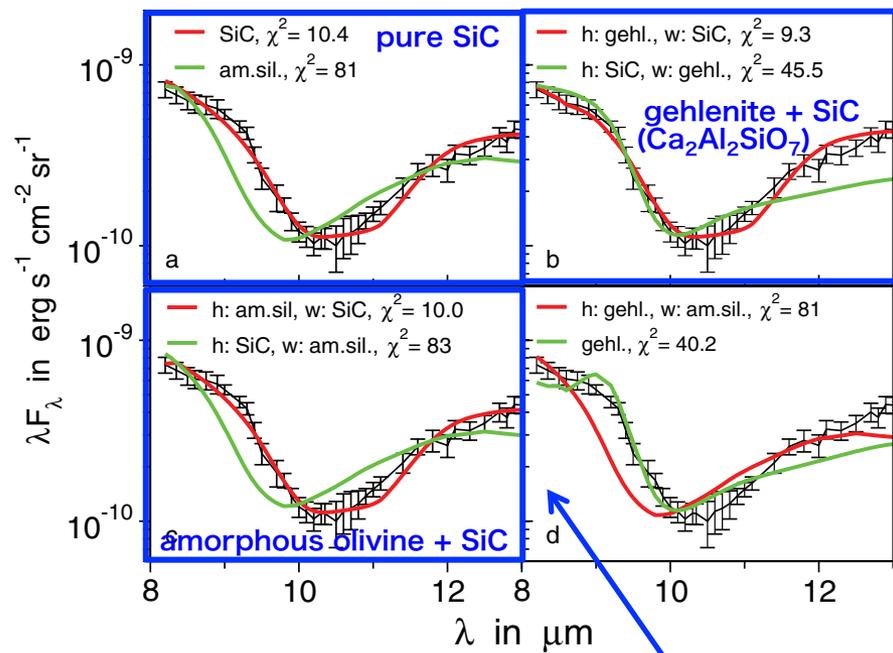
◎モデル

2成分のダスト(warm,hot)による放射・吸収を考える:

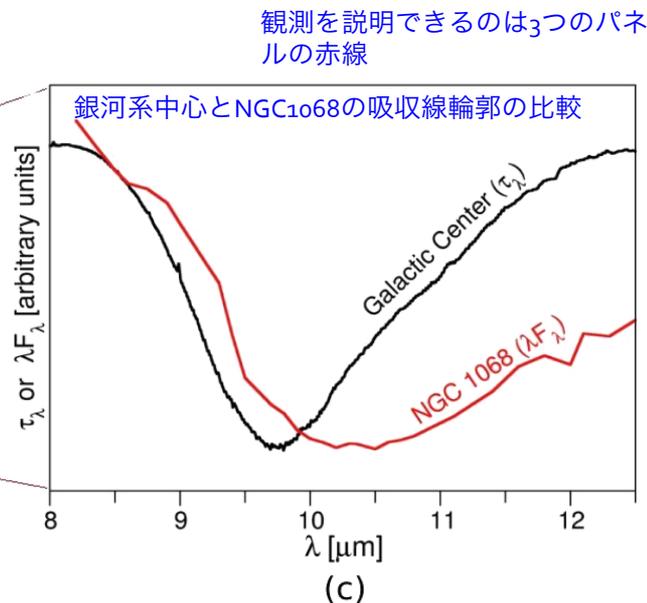
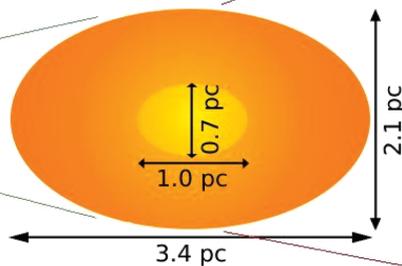
$$F_{\lambda} = \frac{\Omega_w}{4\pi} B_{\lambda}(T_w) \{1 - \exp[-N_H^w \sigma_{\text{abs}}^w(\lambda)]\} + \frac{\Omega_h}{4\pi} B_{\lambda}(T_h) \{1 - \exp[-N_H^h \sigma_{\text{abs}}^h(\lambda)]\} \exp[-N_H^w \sigma_{\text{abs}}^w(\lambda)]$$

hotダストからの放射がwarmダストに吸収される効果

- 特異なabsorption profileを説明するのはSiCで、SiCを含むものがfavourされる。



Innermost ~2pc of the NGC 1068 nuclear dust region.



観測編のまとめ

観測内容	主な結果	課題
可視光/赤外線サーベイ 可視光/X線サーベイ	Covering factorの光度依存性	
K-バンド RM観測	トーラス内縁半径の位置	
IR SED観測	トーラスはclumpy構造を持つ	モデルパラメータに強い制限を付けられない
干渉計観測	1) 数pcスケールから強いダスト放射 2) polar 方向にdusty outflow?	サンプル数が少ない
BLR/NLRの輝線比	Z_{BLR} : solar or super-solar Z_{NLR} : 様々な範囲のmetallicity	selection effectsの除去
水素再結合線の輝線比 +X線観測 +9.7 μm silicate 吸収線輪郭	ダストサイズが系統的に大きいかもしれない??	複数の水素再結合線の同時観測

AGN統一モデルの改良

receding torus モデル (Lawrence et al. 1991; Simpson 1998,2005)

AGN光度の上昇とともにobscuration materialが輻射でexpelされる等して、II型AGN fractionが下がるとするモデル。AGNのcovering factorが光度とともに減少する観測結果を説明するために導入された。

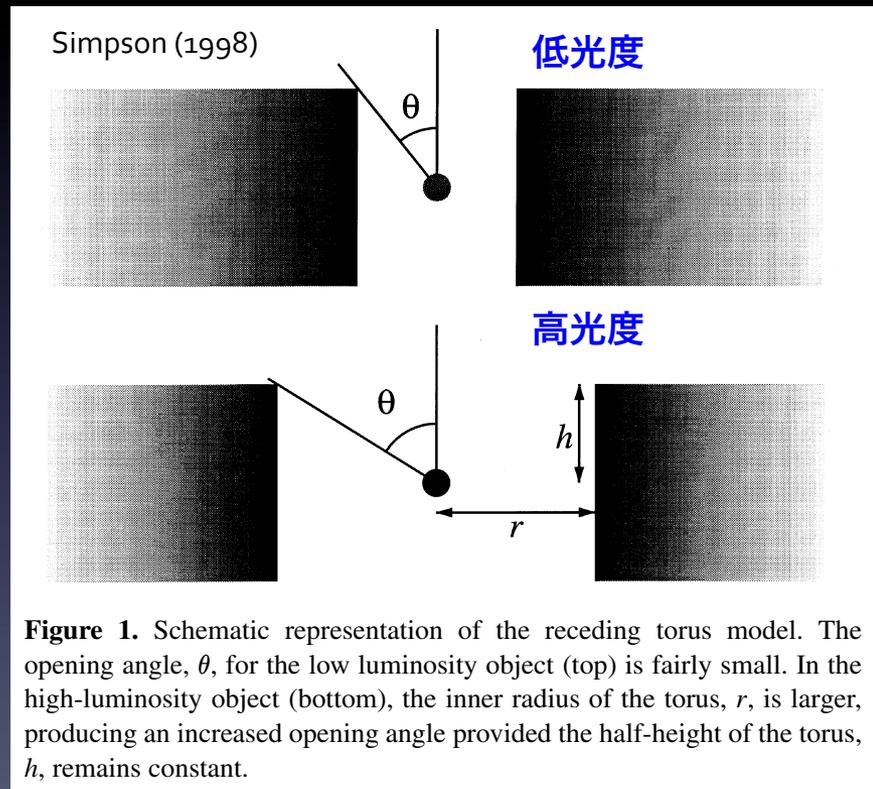


Figure 1. Schematic representation of the receding torus model. The opening angle, θ , for the low luminosity object (top) is fairly small. In the high-luminosity object (bottom), the inner radius of the torus, r , is larger, producing an increased opening angle provided the half-height of the torus, h , remains constant.

トーラスの内縁半径がダスト昇華半径だと思つと、

$$r \propto L^{0.5}$$

このとき、トーラスの開き角 θ は

$$\theta = \tan^{-1} [(L/L_0)^{0.5} \tan \theta_0]$$

のような依存性を持つ。ここで、 θ_0 は L_0 での開き角。これが正しいとすると、II型AGNの割合は、

$$\begin{aligned} f_2 &= \cos \theta = (1 + \tan^2 \theta)^{-0.5} \\ &= (1 + (L/L_0) \tan^2 \theta_0^2)^{-0.5} \end{aligned}$$

Simpson (2005)はCovering fractionの光度依存性を説明するため、scale height h も光度依存性をもつと仮定 ($h \propto L^\xi$):

$$f_2 = (1 + (L/L_0)^{1-2\xi} \tan^2 \theta_0^2)^{-0.5}$$

観測との比較から $\xi=0.23$ 。理論的根拠は今のところなし。

true type-II AGNの説明 (Nicastro 2000, Laor 2003)

(隠れた)BLRを持たないII型AGNのこと; optical/NIRの偏光観測をしても偏光の中に広輝線が見つからない。

✧ Nicastro (2000): $\dot{m} < \dot{m}_{\min}$ でBLRが形成されない

Shakura & Sunyaev (1973)で、輻射圧優勢からガス圧優勢に転じる半径 r_{trans} 付近から高速なwindが発生するという示唆が与えられていて、このwindがBLR cloudsの起源とするモデル。

\dot{m} が小さいほど r_{trans} は小さくなり、(熱不安定な)輻射優勢領域が小さくなる。Nicastro (2000)では、 $\dot{m} < \dot{m}_{\min} = (1-4) \times 10^{-3}$ (for $10^6 - 10^9 [M_{\odot}]$)で降着円盤が最終安定軌道まで安定と仮定している。

$$\frac{r_{\text{trans}}}{(1 - r_{\text{trans}}^{-0.5})^{16/21}} = 15.2(\alpha m)^{2/21} \left(\frac{1}{\eta} \dot{m}\right)^{16/21}$$

いずれも仮定を支持するような強い理論がない。

✧ Laor (2003): $\Delta v > \Delta v_{\max}$ でBLRを形成できない

観測から広輝線の線幅(Δv)の最大値がせいぜい23000[km/s]であることが知られている。周りの(高温希薄)ガスとの相互作用、非常に大きなshear/tidal force等の理由によって、 Δv に最大値(=25000[km/s])があると仮定すると、BLRが消失する条件は以下ようになる:

$$L_{\text{bol}} < L_{\text{bol},\min} = 10^{41.8} (M_{\text{BH}}/10^8 M_{\odot})^2$$
$$\dot{m} \equiv \frac{L_{\text{bol}}}{L_{\text{Edd}}} < \dot{m}_{\min} = 10^{-4.3} (M_{\text{BH}}/10^8 M_{\odot})$$

◎補足 ビリアル定理から、

$$M_{\text{BH}} = 10^{-21.7} \Delta v^2 L_{\text{bol}}^{1/2} M_{\odot}$$

これを Δv について解き、 $\Delta v < \Delta v_{\max} = 25000$ [km/s]から左の不等式が求まる。

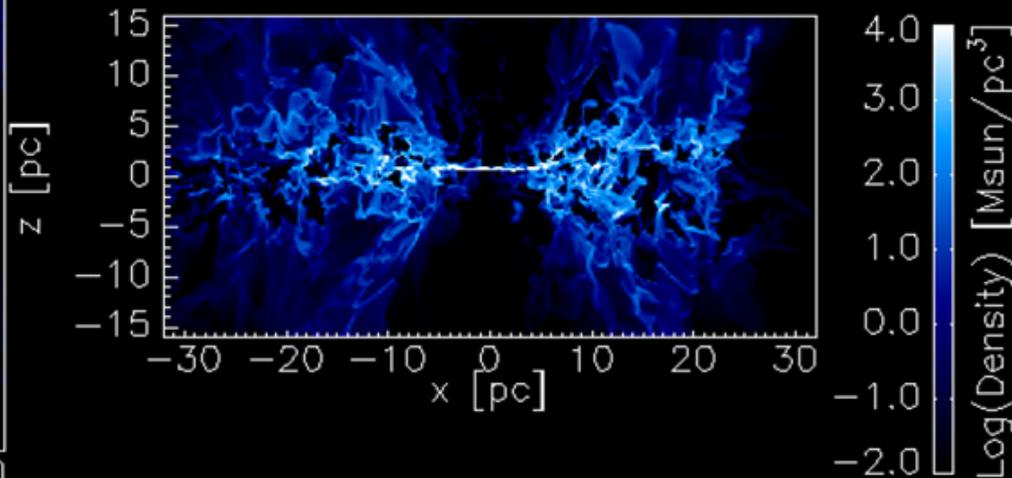
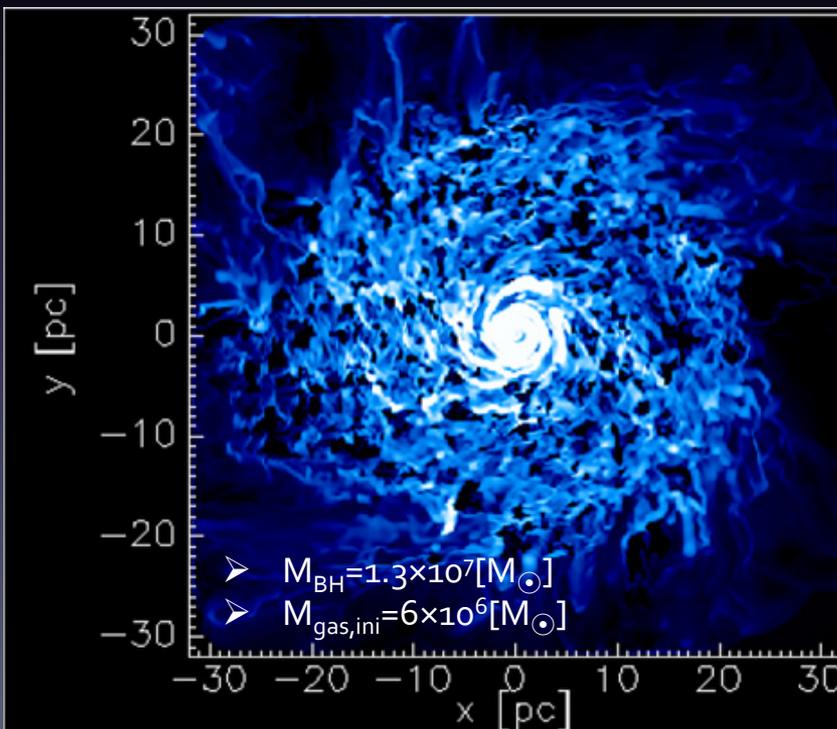
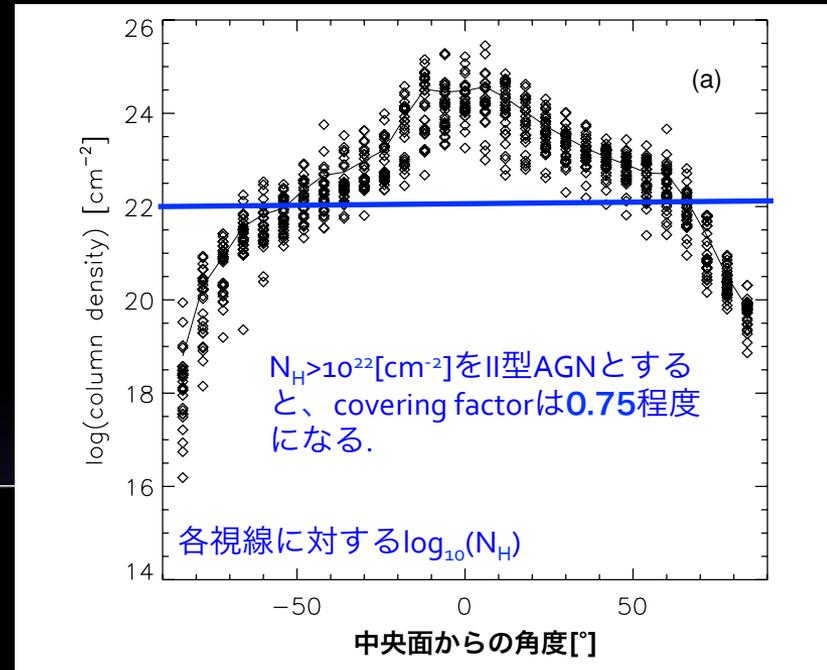
AGN トーラスの理論モデル

解析的・準解析的モデルと数値計算によるモデリングを合わせると、非常に多数のモデルが提案されている:

- 1) Warped disk モデル (Phinney 1989; Sanders et al. 1989; Lawrence & Elvis 2010)
- 2) 高速度分散のcloud/clump モデル (Krolik & Begelman 1988; Vollmer et al. 2004; Beckert & Duschl 2004)
- 3) MHD disk wind/磁気圧サポートモデル (Emmering et al. 1992; Königl & Kartje 1994; Kartje & Königl 1996; Lovelace et al. 1998; Bottorff et al. 2000; Everett 2005; Elitzur & Shlosman 2006; Elitzur & Ho 2009)
- 4) 星形成、または、超新星爆発駆動の乱流モデル (Collin & Zahn 1999; Wada & Norman 2002; Vollmer et al. 2004; Schartmann et al. 2005; Collin & Zahn 2008; Vollmer et al. 2008; Kawakatu & Wada 2008, 2009; Schartmann et al. 2009; Wada et al. 2009)
- 5) 輻射圧サポートモデル (Thompson et al. 2005; Krolik 2007; Shi & Krolik 2008)
- 6) 輻射駆動 outflow/wind モデル (Krolik & Kriss 1995; Krolik & Kriss 2001; Dorodnitsyn et al. 2008a,b; Dorodnitsyn & Kallman 2009; Czerny & Hryniewicz 2011; Keating et al. 2012; Dorodnitsyn & Kallman 2012; Wada 2012; Gallagher et al. 2015)
 - 降着円盤(外側)からのdisk wind、X-ray heated wind、UV/optical radiation driven wind, IR radiation driven windなど.

超新星爆発駆動の乱流モデル (Wada & Norman 2002; Wada et al. 2009)

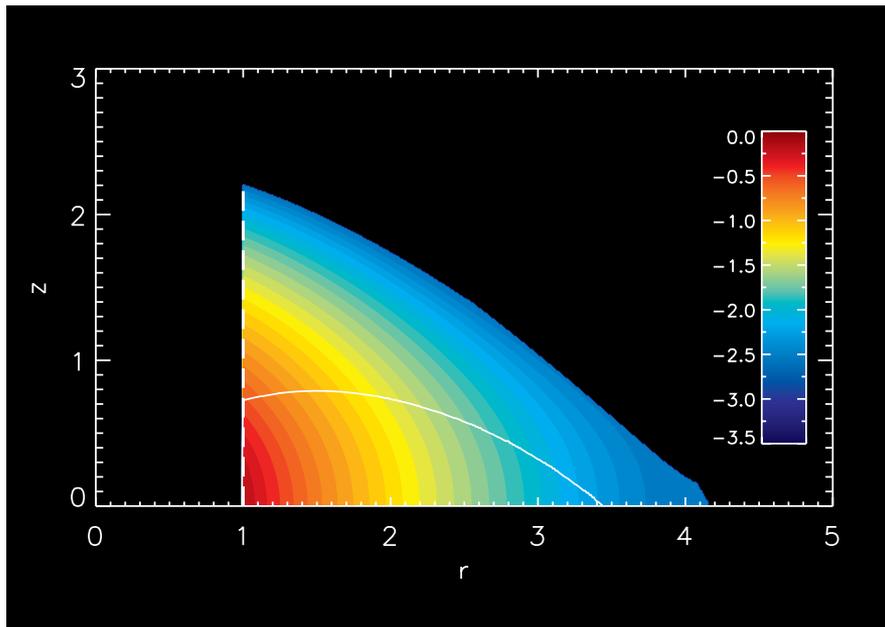
- 乱流の圧力でガス円盤外側($R > 5$ [pc])が膨らみ、遮蔽構造を作る (中央面からの角度 $|\theta| < 50^\circ$ の視線に対して、柱密度は $N_H > 10^{22}$ [cm^{-2}])
- この構造を維持するのに必要な超新星爆発率は 5×10^{-5} [yr^{-1}]程度。
- 角運動量輸送は、自己重力不安定トルク + 乱流粘性による (Wada & Norman 2002).



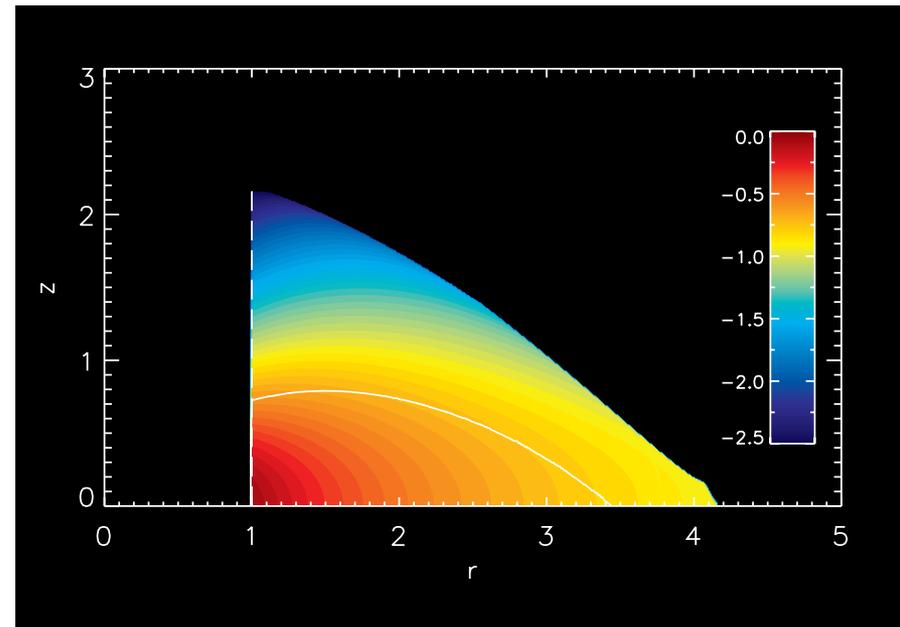
輻射圧サポートモデル (Krolik 2007; Shi & Krolik 2008)

- ダスト再放射による輻射圧を考慮して、大きなスケールハイトを持つ静水圧平衡解が存在しうることを示した研究.
- "トーラス"が存在するためには、Eddington比が $0.03-1$ 、トーラスの中央面に沿った(Compton散乱に関する)光学的厚みが 1 程度でなければならない (Krolik 2007).
- AGNからのX線加熱と母銀河の星の光による加熱の効果も考慮しても、静水圧平衡解は存在; 影響は密度分布がよりshallowになるだけ (Shi & Krolik 2008).

輻射エネルギー密度分布

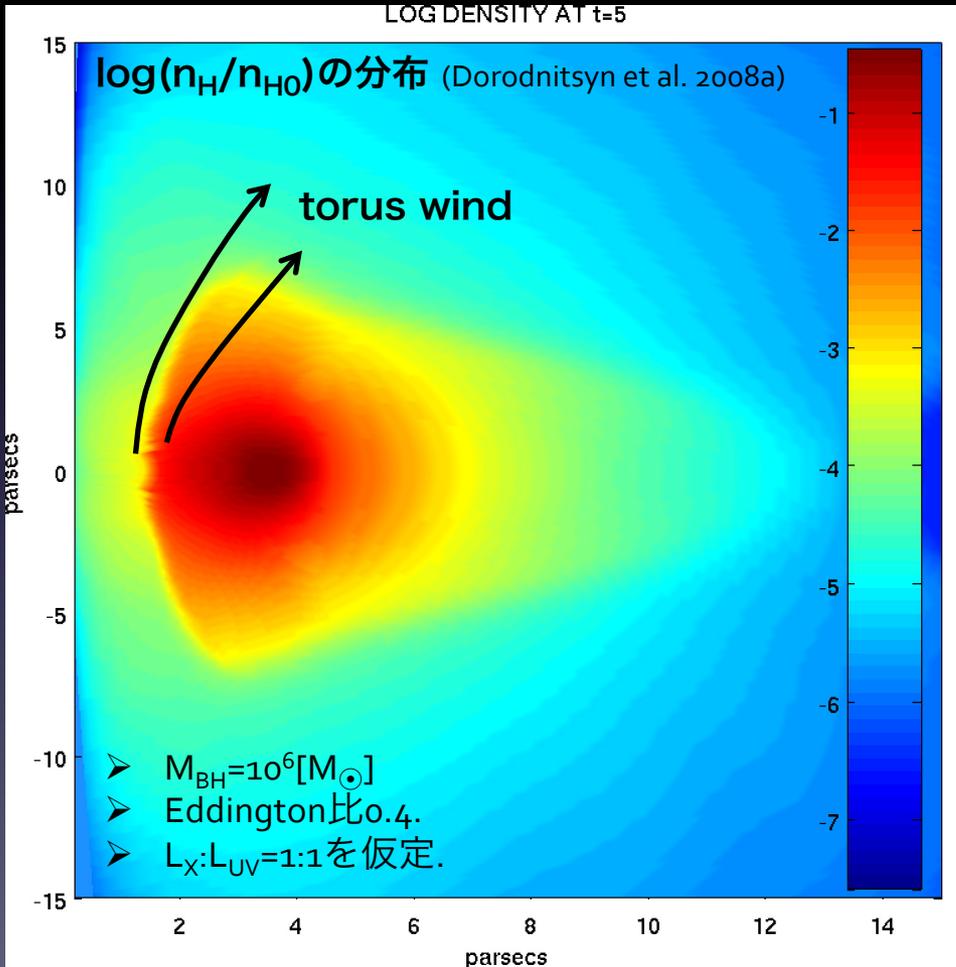


密度分布



X-ray heated torus モデル (Dorodnitsyn et. al. 2008a,b; Dorodnitsyn & Kallman 2009)

- AGNのwarm absorber (X線を吸収する高階電離ガス) をtorus windで説明しようとした研究で、トーラスそのものの研究ではない。
- 初期においたtorusはX線加熱でその形状が保たれ、torus表面からtorus windが起こり、warm absorberの特徴をよく再現する。



◎ 注意点

- ① ダストが考慮されていない。
- ② ダストが生き残れない可能性有り。
- ③ X線光度のfractionが大きすぎる(?)。
- ④ AGN放射が等方的。

輻射圧駆動 outflow モデル ① (Wada 2012)

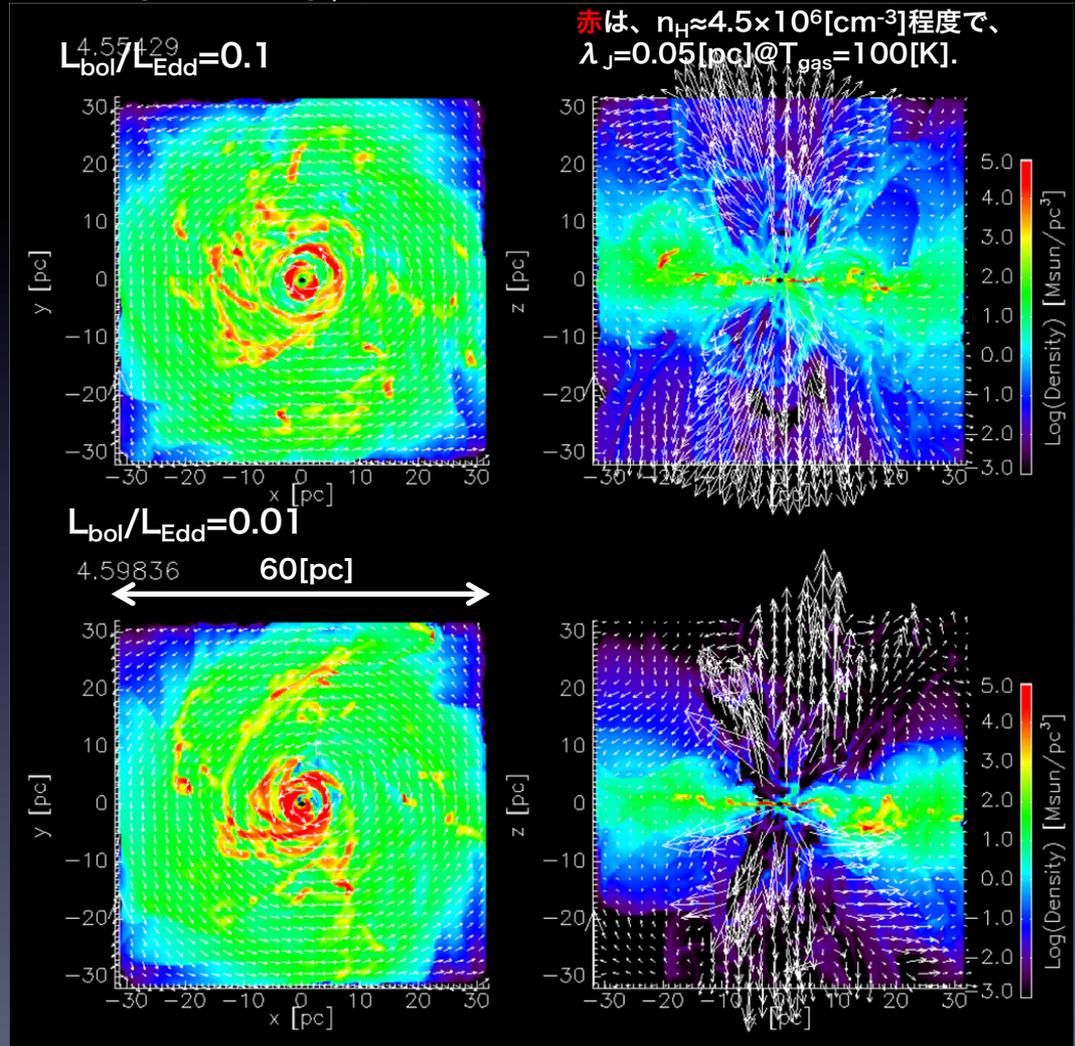
- 核周ガス円盤の3次元輻射流体計算.
 - ✓ 輻射は降着円盤からの直接光のみ
 - ✓ 降着円盤の放射の非等方性
 - ✓ X線加熱
 - ✓ 自己重力有り

- トーラス的な構造は、failed windの落下のエネルギーで駆動される乱流が維持.

- スナップショットに対して、SED計算すると、一部のspectral featureを除いて、観測とconsistent (Schartmann, Wada, et al. 2014)

- 中心1[pc]領域へのガス供給率は、 $2 \times 10^{-4} \sim 10^{-3} [M_{\odot}/\text{yr}]$.

格子数 256^3 、 $\Delta x = 0.25 [\text{pc}] >$ ダスト昇華半径.



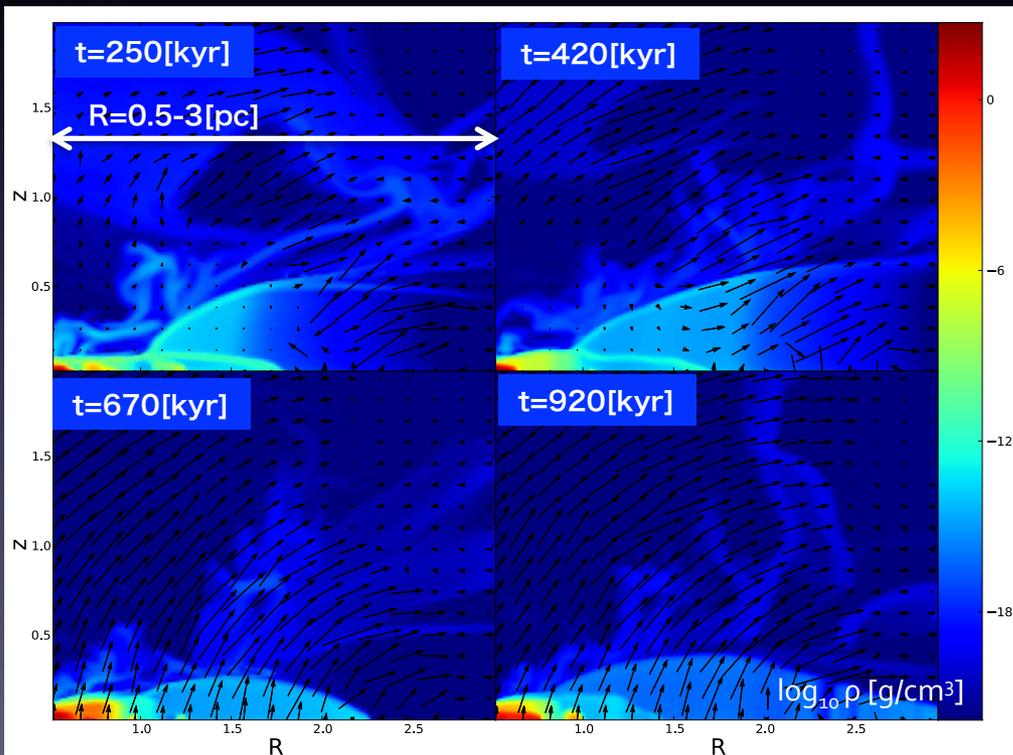
輻射圧駆動 outflow モデル ② (Dorodnitsyn & Kallman 2012)

- $M_{\text{BH}}=10^7[M_{\odot}]$ の周りのAGNトーラスの軸対称輻射流体計算を $L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}$ を変えて行い、トーラス構造のダイナミクスを調べた。
- IR-driven windによる質量損失率は、failed windを含めて、 $0.1-1.5[M_{\odot}/\text{yr}]$ 。

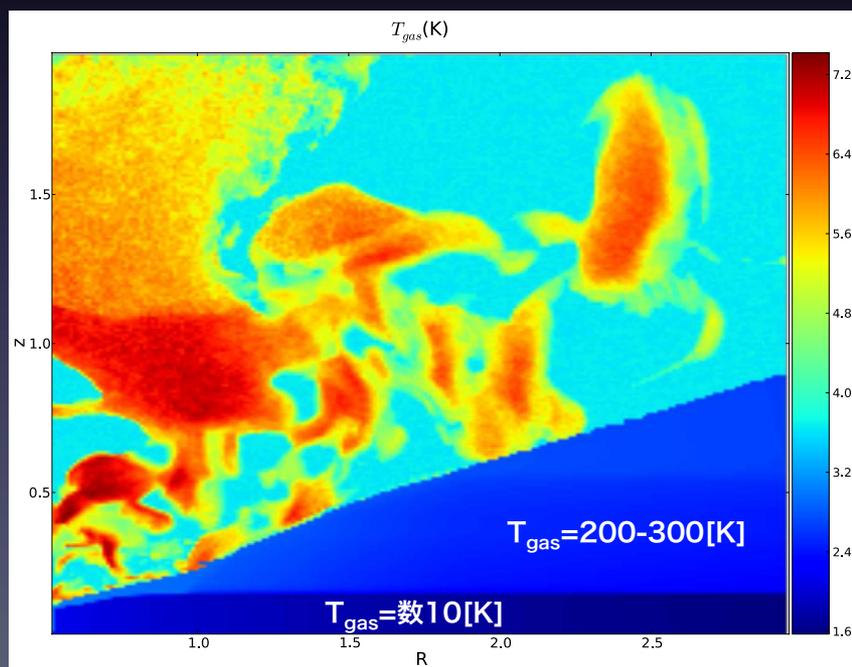
◎ 注意点

- ① 仮定されている密度が大きすぎる (FLD近似を正当化させるため?)。
- ② 自己重力不安定な密度・温度にも関わらず、自己重力が考慮されていない。

$L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}=0.6$ の場合の密度分布の時間進化 (DK+12)



$L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}=0.6$ の場合のガス温度の分布 (t=420[kyr])



ここまでのまとめと今後の課題

◇ 理論研究のまとめ

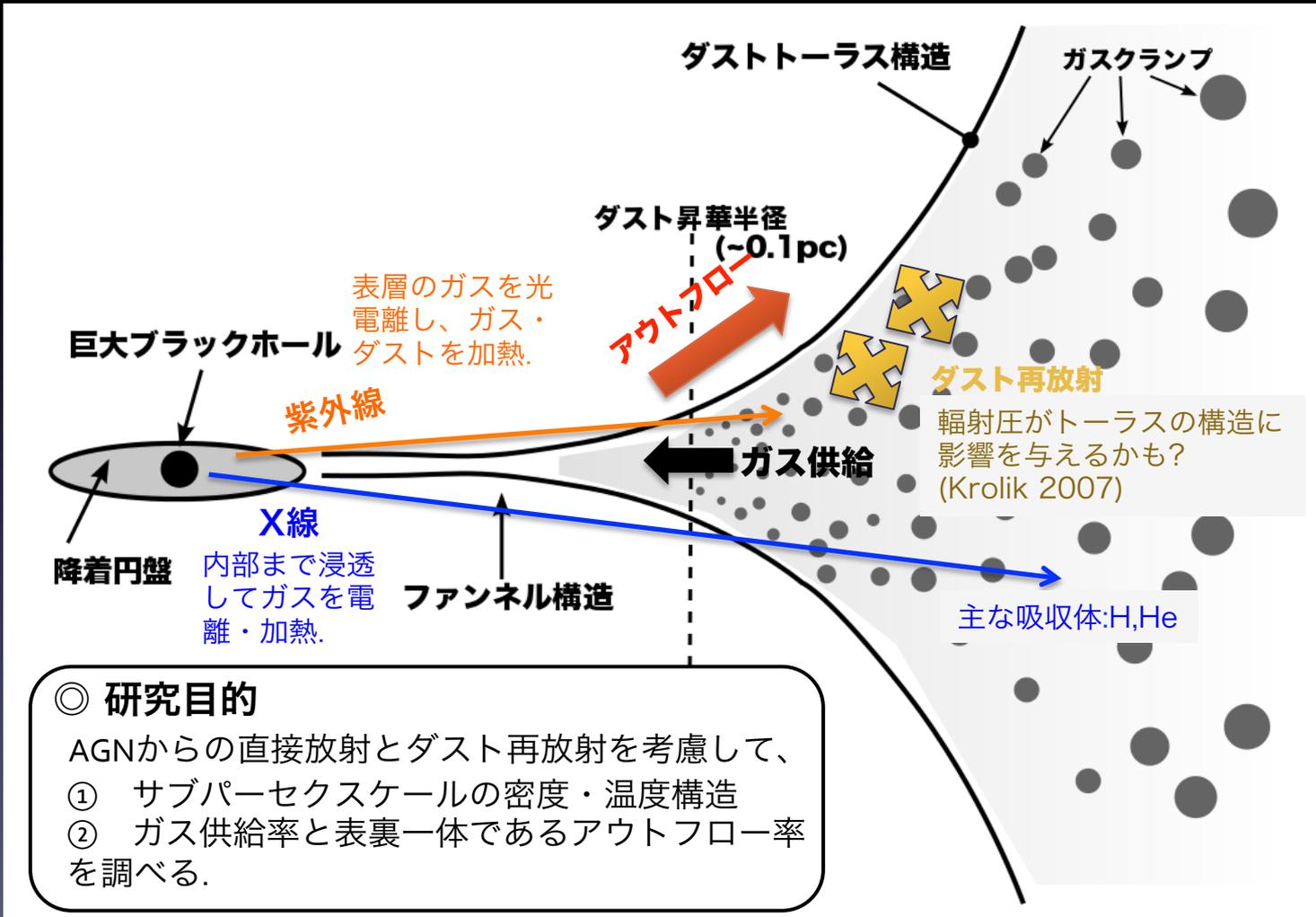
- AGN放射(X線~UV/optical)や超新星爆発のフィードバックで、数-数十[pc]スケールのトーラス的構造が作れる. このスケールでの角運動量輸送は自己重力不安定トルクと乱流粘性が担う (Wada & Norman 2002; Wada et al. 2009; Wada 2012).
- X線が十分に強ければ、 $R = \text{a few [pc]}$ のところにトーラス構造を形成すること可能 (e.g., Dorodnitsyn et al. 2008a,b; Dorodnitsyn & Kallman 2009). しかし、ダストが溶ける可能性有り.
- トーラス構造にダスト再放射による輻射圧がどれほど効くかはいまいちわからない.
 - $\tau_{\text{Comp}} \sim 1$ ならトーラス構造可能 (Krolik 2007; Shi & Krolik 2008).
 - Dorodnitsyn & Kallman (2012)のモデルは1つのセルが $\tau_{\text{Comp}} \gg 1$ となっている.

◇ AGNの活動性を理解する上での今後の課題

- ① $\sim 1\text{pc}$ スケールから降着円盤外側へのガス供給過程の解明
 - 角運動量輸送メカニズムは何か? 輸送率は?
 - $\sim 1\text{[pc]}$ スケールへのガス供給率=降着円盤外側へのガス供給率としてよい?
- ② SMBH降着円盤物理の解明
 - 放射強度、放射スペクトル、角度依存性, etc.
 - 相対論的ジェット生成条件、ジェットパワー、持続時間, etc.

我々の興味

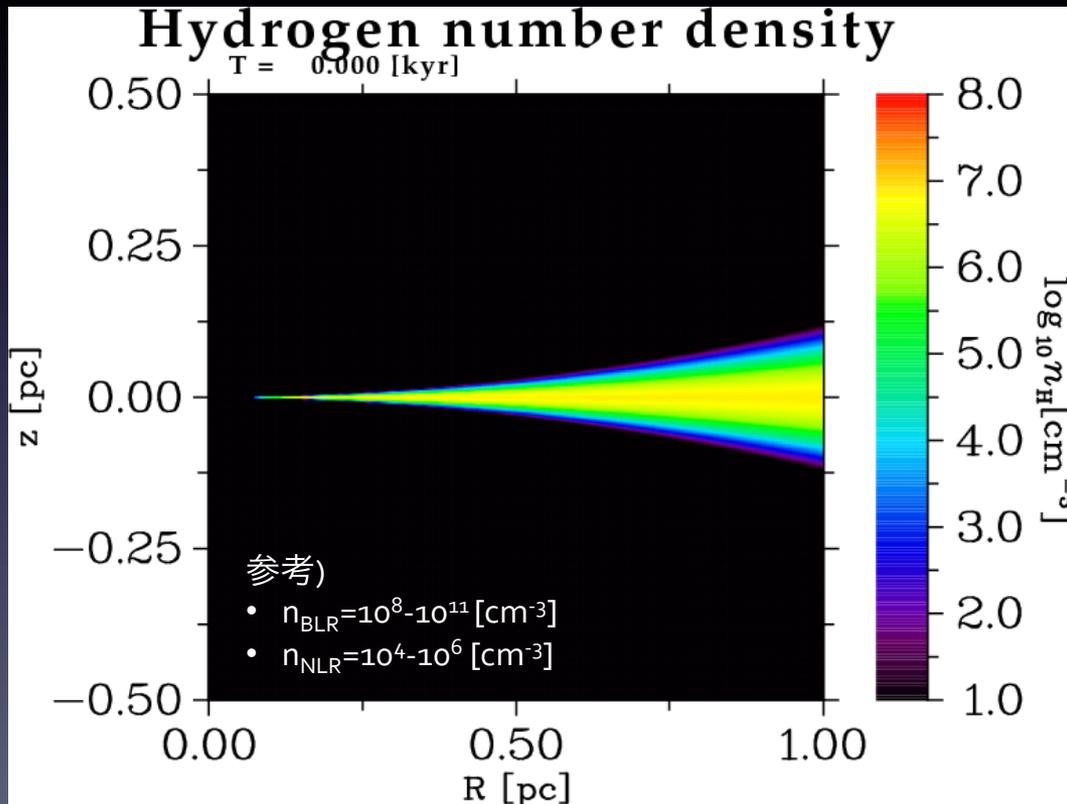
研究目的



モデルと数値計算方法

モデル

- SMBH($M_{\text{BH}}=10^7[M_{\odot}]$)と母銀河外部ポテンシャル.
- n_{H} (中央面) $=10^7[\text{cm}^{-3}]$ のガス円盤.
- 典型的なQSO spectrumを仮定.
- Eddington光度の場合を調査.



数値計算方法

- 流体計算: M-AUSMPW⁺/MLP₅法
- 輻射流体計算: Hybrid法
 - 1) 降着円盤・コロナからの直接光: Long-characteristics法
 - 2) ダスト再放射: 有限体積法

ISMモデル

- 化学反応ネットワーク

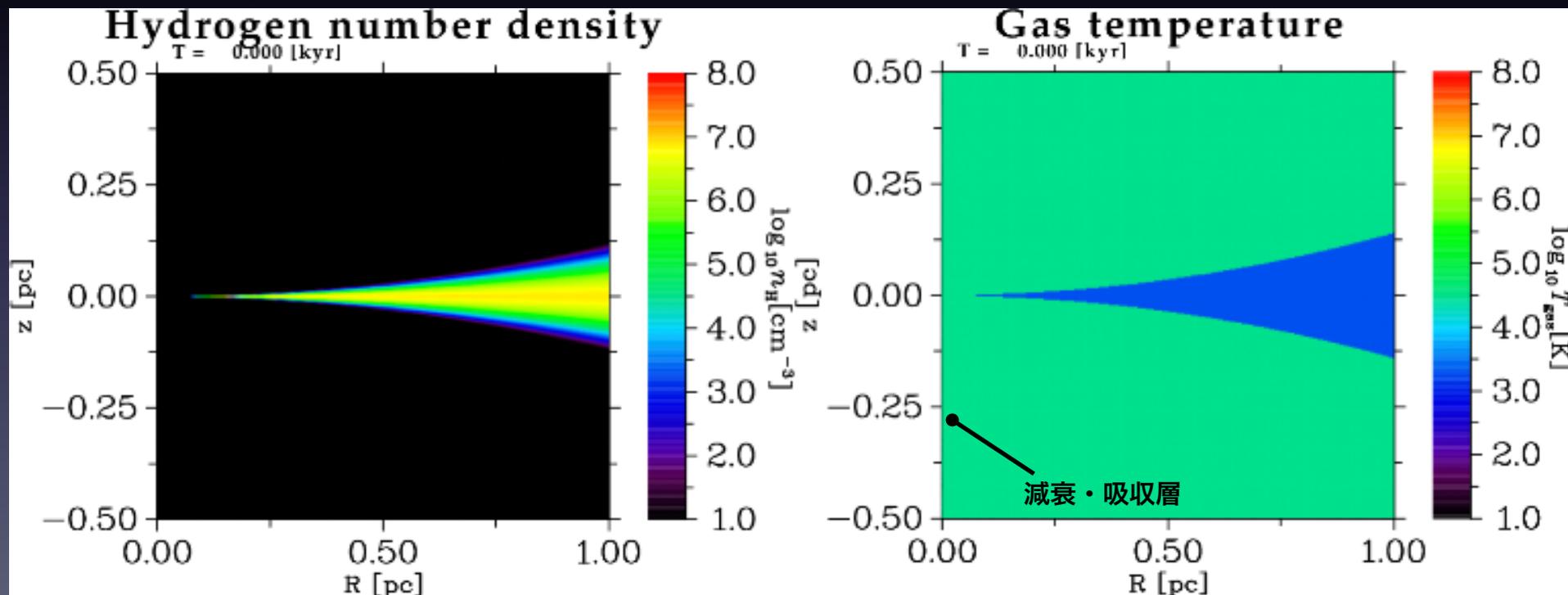
(e^- , p^+ , H , H^- , H_2 , H_2^+ , He , He^+ , He^{++} , Dust) のネットワーク, 反応数: 43

- 加熱・冷却過程

- (1) H , He , He^+ のCase B再結合放射
- (2) (H^+ , He^+ , He^{++})の制動放射
- (3) HI と H_2 の衝突電離/衝突励起冷却
- (4) He , He^+ の衝突電離/衝突励起冷却
- (5) H_2 の潜熱
- (6) H^- 形成・ H^- の衝突脱電子に伴う冷却
- (7) H_2^+ 形成に伴う冷却
- (8) ガスとダストの衝突熱交換
- (9) Compton加熱・冷却

◇ 典型的なモデルの時間進化 (graphite, $a=0.1 [\mu\text{m}]$, $T_{\text{sub}}=1800[\text{K}]$, $f_{\text{gr}}=0.01$)

- 密度の高いガスを大きな $|z|$ までダスト再放射で持ち上げるのは極めて困難。
 - 高いダスト温度が実現されるのはガス円盤表層で、内部はあまり加熱されない。
 - X線で光蒸発したガスが瞬時にダスト吸収で高速なアウトフローに変わる; 光蒸発流が円盤ガスをkickすることで円盤をconfine.
- アウトフロー率は時間平均すると約 $0.13[M_{\odot}/\text{yr}]$ で、Eddington質量降着率($\eta=0.1$; $1.67[M_{\odot}/\text{yr}]$)に匹敵。
 - ➡ $\sim 1\text{pc}$ スケールへのガス供給率 \neq 降着円盤外側へのガス供給率。
- アウトフローの速度はガス円盤の直上で $200\text{-}300[\text{km/s}]$ 、大きな $|z|$ では $1000\text{-}3000[\text{km/s}]$ に達する。
 - ➡ 数 $10[\text{pc}]$ スケールでfailed windにならずに、もっと遠方まで飛ぶかもしれない。



◇ ダストサイズの効果

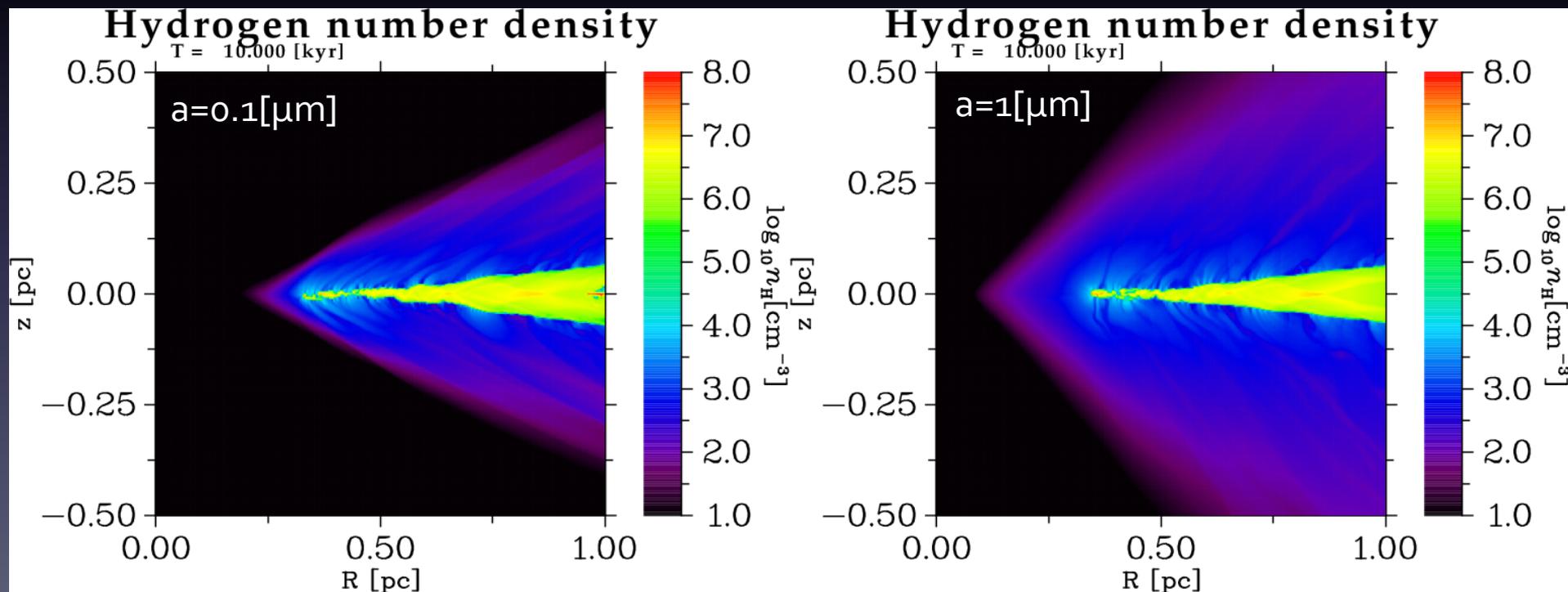
- ダストの吸収係数は、大雑把にサイズに反比例する:

$$\alpha_\nu = n_{\text{gr}} \sigma_{\text{abs}}^{\text{gr}}(\nu) = \frac{\rho Y_{\text{gr}}}{\frac{4}{3} \pi a^3 \rho_{\text{gr}}} \times Q_{\text{abs}}(\nu, a) \pi a^2 \propto a^{-1}$$

Y_{gr} : ダストのガスに対するmass fraction、
 ρ_{gr} : ダスト粒子の質量密度、
 a : ダスト粒子の半径、
 $Q_{\text{abs}}(\nu, a)$: 吸収効率

➡ ダストサイズが大きいほど、ダストに働く輻射圧加速度が小さい。

- ダストサイズが大きなモデルでは、光蒸発流はより大きな $|z|$ に達することが可能になる。
 - $a=1[\mu\text{m}]$ で $\theta \sim 45^\circ$; より大きなCFを実現するためには、 L_x/L_{UV} 比を大きくする必要がありそう。



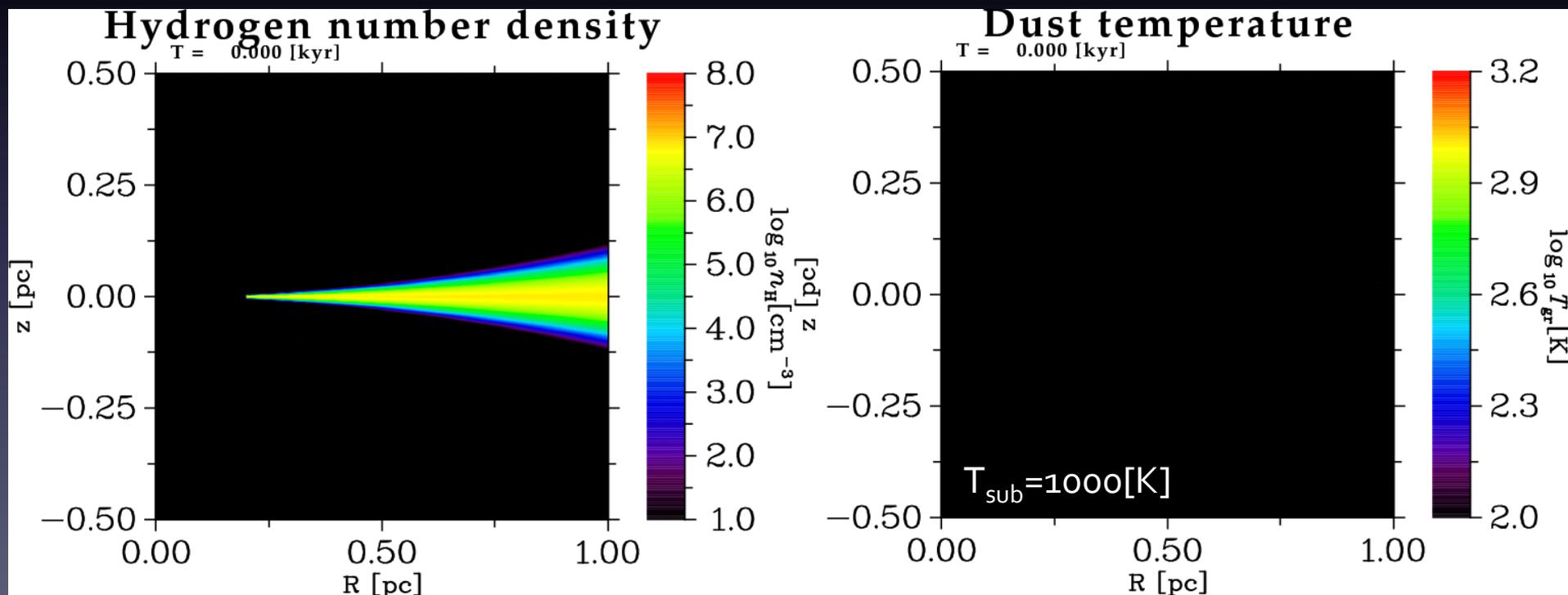
◇ ダスト昇華温度の効果

- 1) 非常に大きなX線フラックスにさらされたダストはion field emission、或いは、Coulomb explosionで破壊される (Laor & Draine 1993; Perna 2003 and references therein).
- 2) Thermal sputteringによるダストの破壊

→ ダスト昇華温度を小さく設定して近似的に効果を見てみる(toy modelとして).

- ダスト昇華面が外側に移動するので、円盤の先端部分から光蒸発したガスの一部はダスト昇華面の内部に入る. この結果、かなり高い $|z|$ までガスを持ち上げることが可能.

→ 正確な円盤上空のガス分布予測のためには、ダストの正確な取り扱いが必要.



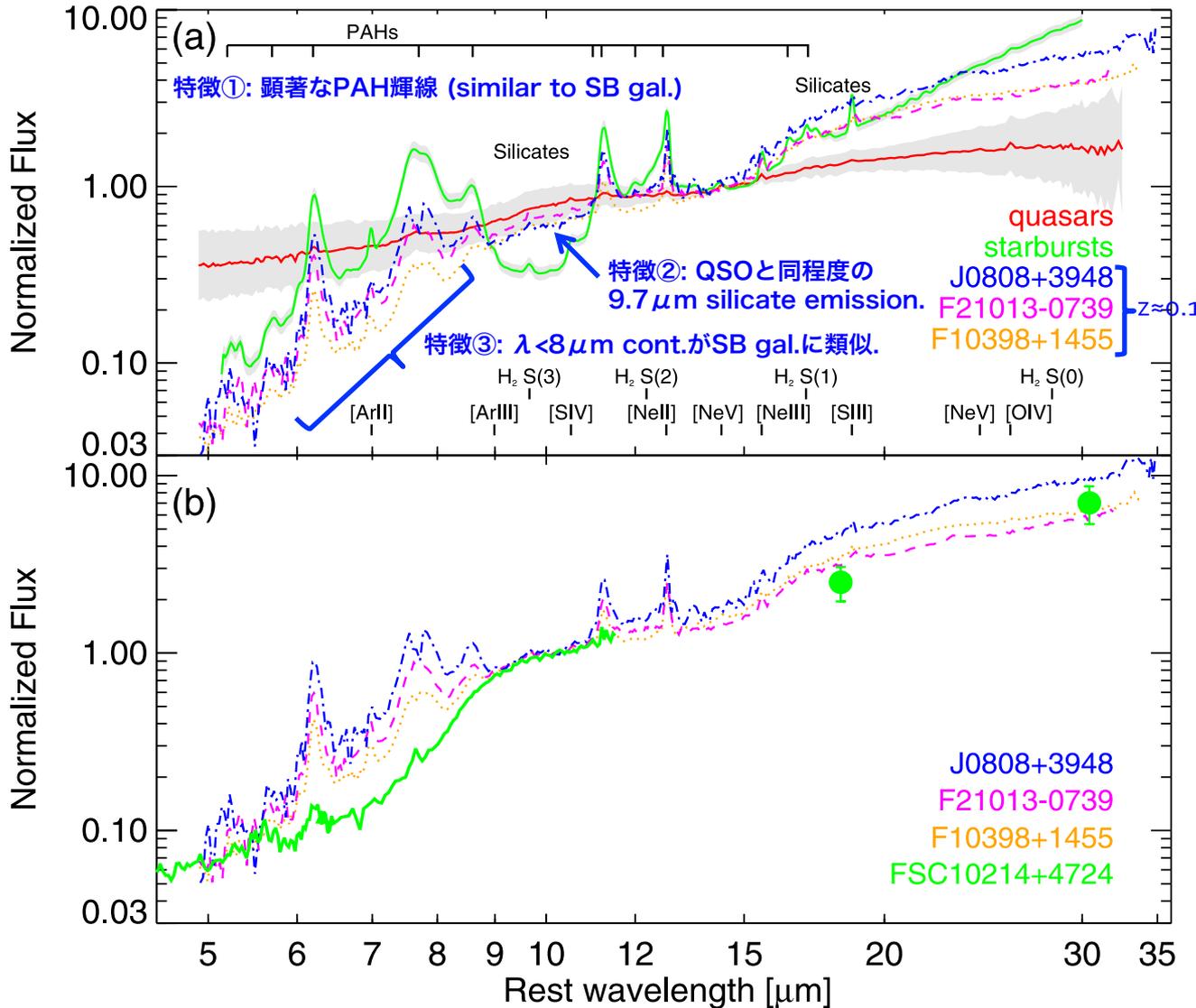
◇ 今後...

- 正確な円盤上空のガス分布予測のために、より詳細なISMモデルの構築が必要:
 - ① 重元素の考慮
 - ② ダストの形成・破壊過程の考慮
 - ③ 円盤から発生したphotonによるCompton cooling
- 降着円盤外側まで迫るためには、nested grids等の数値計算技術や磁場の効果を取り入れる必要がある。

付録

ダストの組成: 典型的なQSOとスターバースト銀河の中間のSED持つAGN

(Xie et al. 2014)



左に示す特徴の他、
 ④ 18 μm silicate emission
 ⑤ ~19,23,27.5 μm の結晶性 silicate emissions
 等も存在。

SDSS-Spitzer/IRS cross-matching

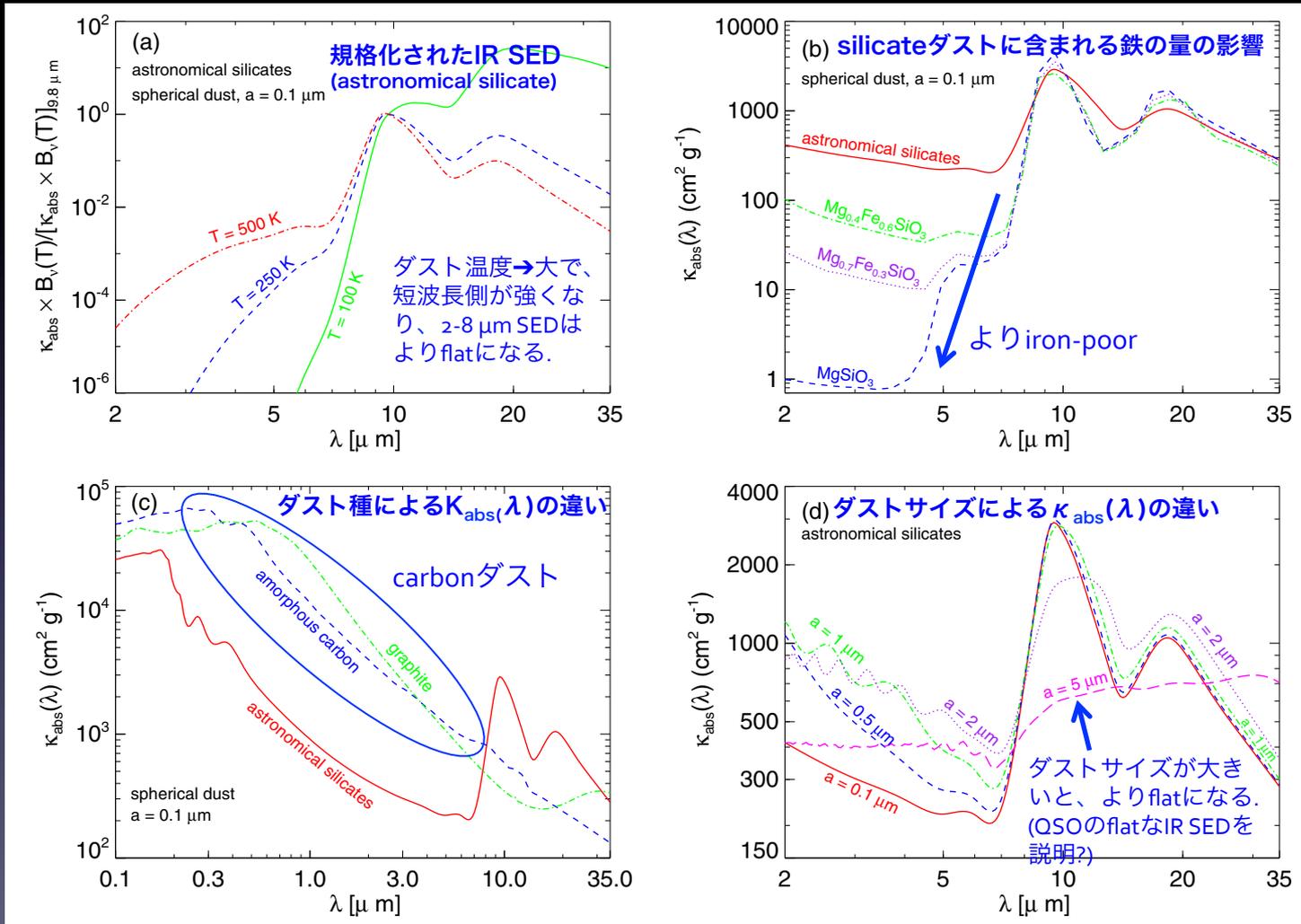
J0808+3948 } LBA+DCOの可能性
 F21013-0739 }
 (F10398+1455: unknown)



活発な星形成銀河にある若いAGNを見ている?

steepな5-8 μm 連続波の原因として考えられること:

- AGNトラスがより大きな半径に存在(ダスト温度を小さくできる).
- iron-poorなsilicateは、 $\lambda < 8\mu\text{m}$ の吸収係数が小さいのでsteepな5-8 μm を作れる.
- carbon dustが通常のAGNよりも欠乏している.
- 通常のAGN/QSOでは $a > 1[\mu\text{m}]$ のダストが支配的で、今回の銀河ではsubmicronサイズのダストが支配的?



silicate featureのcensus

(Hatziminaoglou et al. 2015)

- 784個のAGNを解析し、I型/II型のsilicate features ($9.7\mu\text{m}$, $18\mu\text{m}$)の性質について調査を行い、torusモデルによる理論予測と比較。

◇ AGNのI型/II型への分類はNEDによる。

$$\text{silicate featureの強さ: } S_\lambda = \ln \frac{F(\lambda_{\text{peak}})}{F_c(\lambda_{\text{peak}})} \quad \begin{array}{l} S_\lambda > 0: \text{輝線} \\ S_\lambda < 0: \text{吸収線} \end{array}$$

- 観測の($S_{9.7, \text{AGN}}$, $S_{18, \text{AGN}}$)の分布とtorusモデルの比較から、

- astronomical silicate (Draine 2003)よりも、cosmic silicate (Ossenkopf et al. 1992)が合う(と述べられている)。
- clumpinessは必要。

