

Black-hole masses of type 1 AGN in the *XMM-Newton* bright serendipitous survey[★]

A. Caccianiga¹, R. Fanali^{1,2}, P. Severgnini¹, R. Della Ceca¹, E. Marchese¹, S. Mateos^{3,4}

ABSTRACT

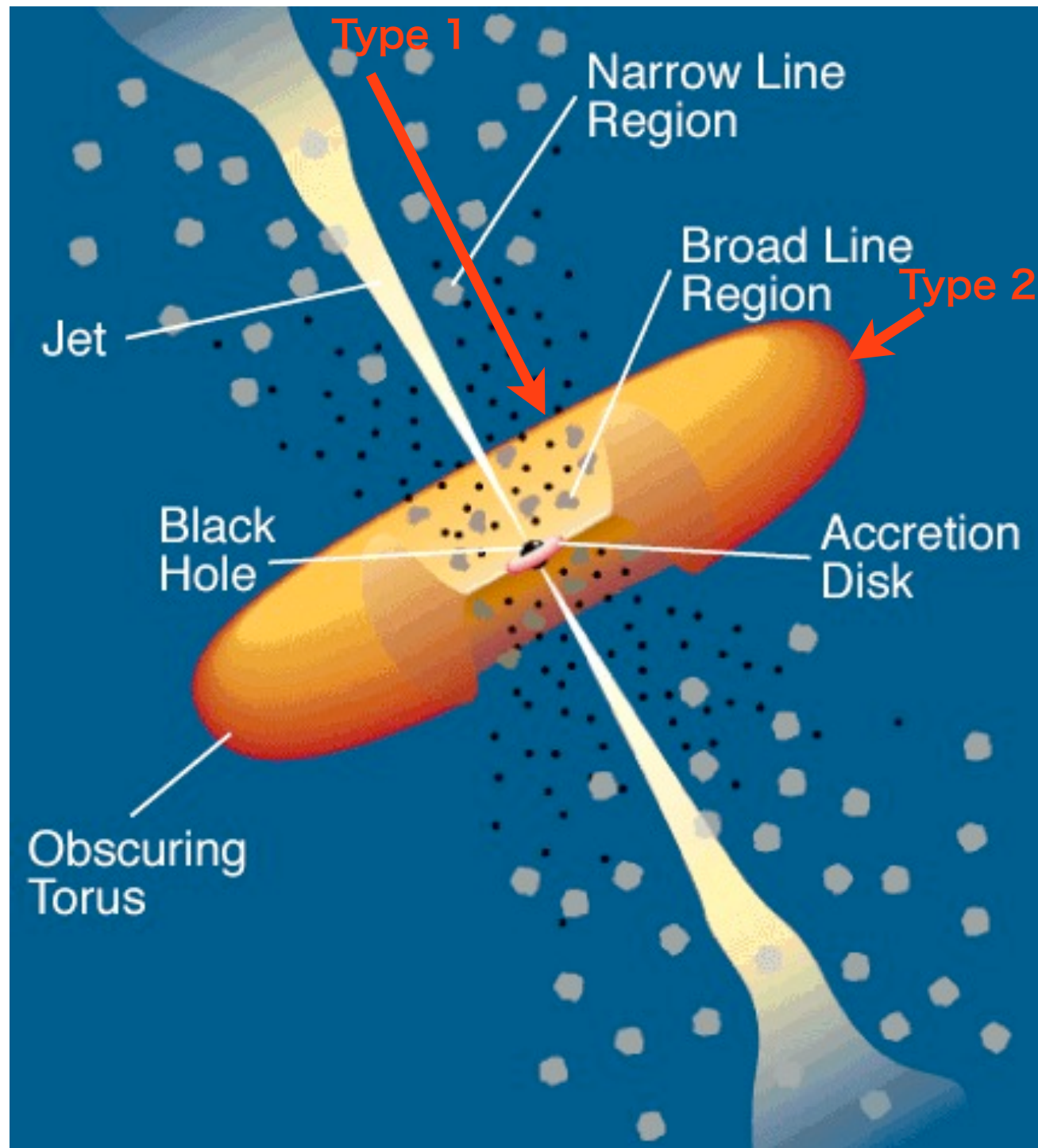
Aims. We derive masses of the central supermassive black hole (SMBH) and accretion rates for 154 type 1 AGN belonging to a well-defined X-ray-selected sample, the *XMM-Newton* Serendipitous Sample (XBS).

Methods. We used the most recent “single-epoch” relations, based on $H\beta$ and $MgII\lambda 2798\text{\AA}$ emission lines, to derive the SMBH masses. We then used the bolometric luminosities, computed on the basis of an SED-fitting procedure, to calculate the accretion rates, both absolute and normalized to the Eddington luminosity (Eddington ratio).

Results. The selected AGNs cover a range of masses from 10^7 to $10^{10} M_{\odot}$ with a peak around $8 \times 10^8 M_{\odot}$ and a range of accretion rates from 0.01 to $\sim 50 M_{\odot}/\text{year}$ (assuming an efficiency of 0.1), with a peak at $\sim 1 M_{\odot}/\text{year}$. The values of Eddington ratio range from 0.001 to ~ 0.5 and peak at 0.1.

Reported by TAKUMA IZUMI

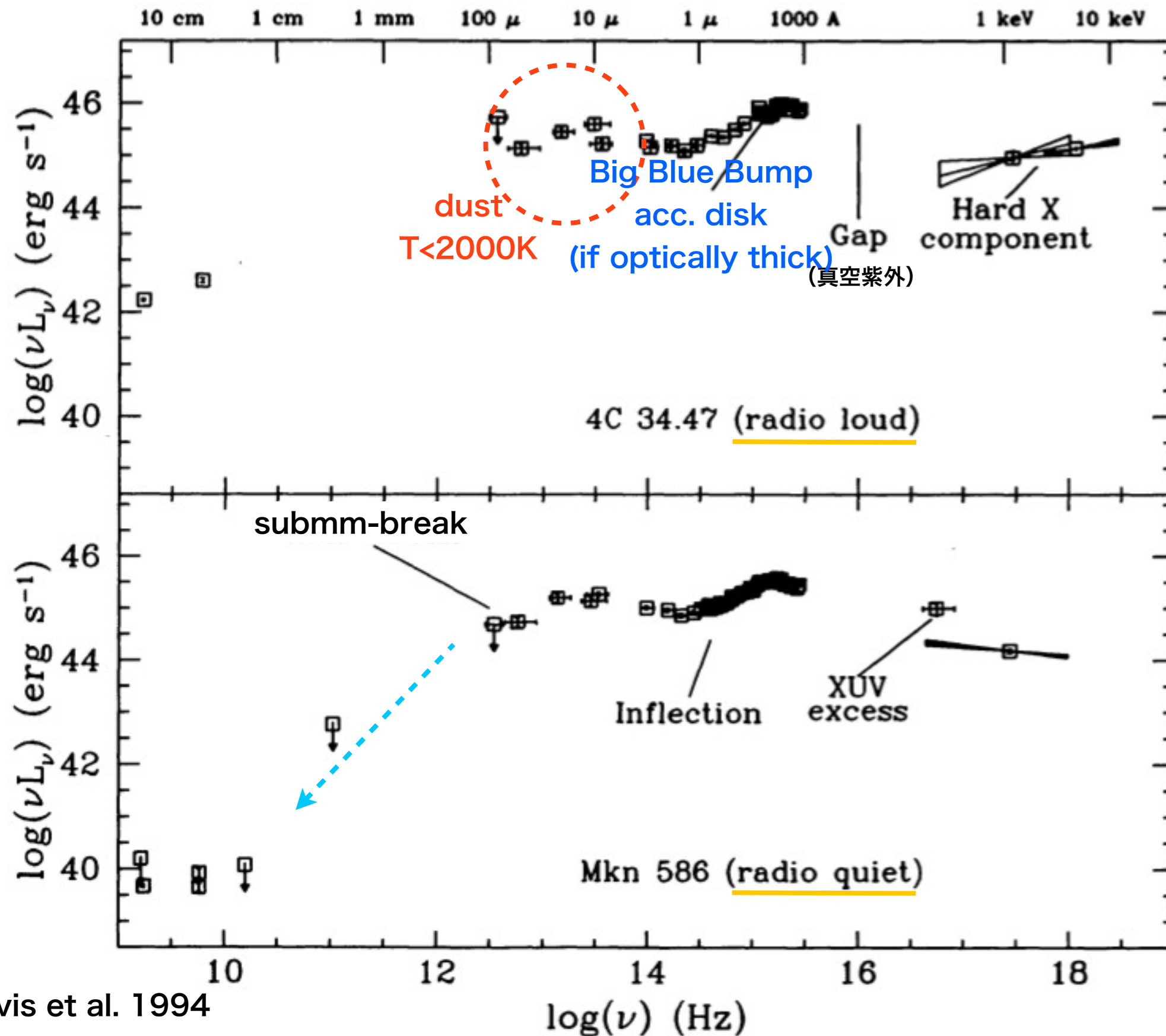
Note: The unified model of AGN



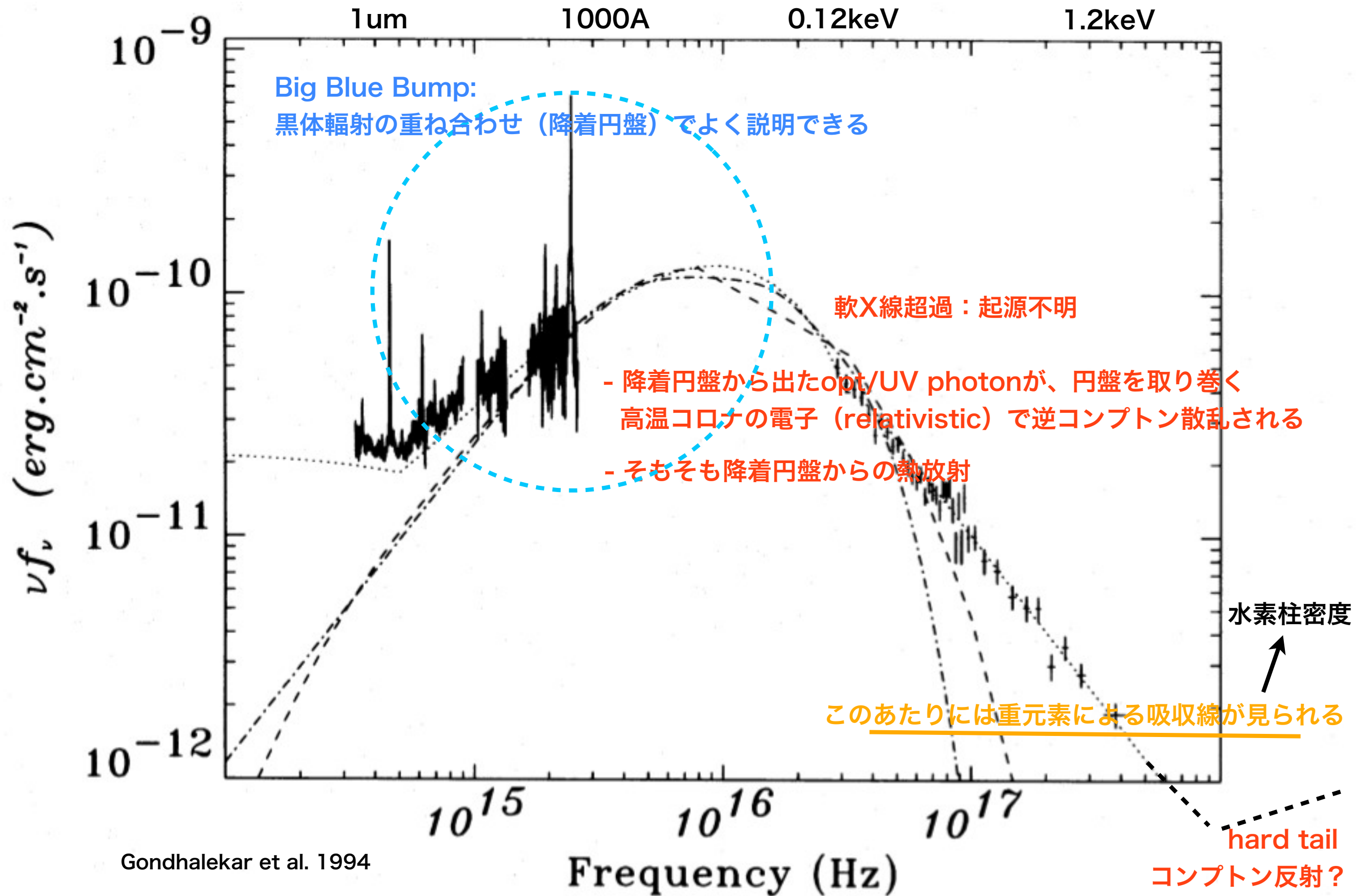
Urry & Padovani 1995

- AGNのエネルギーは、中心の SMBHへの質量降着で賄われる。
- たいていの銀河の中心にSMBHが存在し、銀河本体との共進化を強く示唆。
- 最も基本的な物理量の1つが**質量**
==> Eddington比や、accretion rateを求めるのに必要。
- AGN physicsの理解を深めるにも、銀河形成/進化を論じるにも、何をするにもBHへの質量降着機構を調べるのが極めて重要！

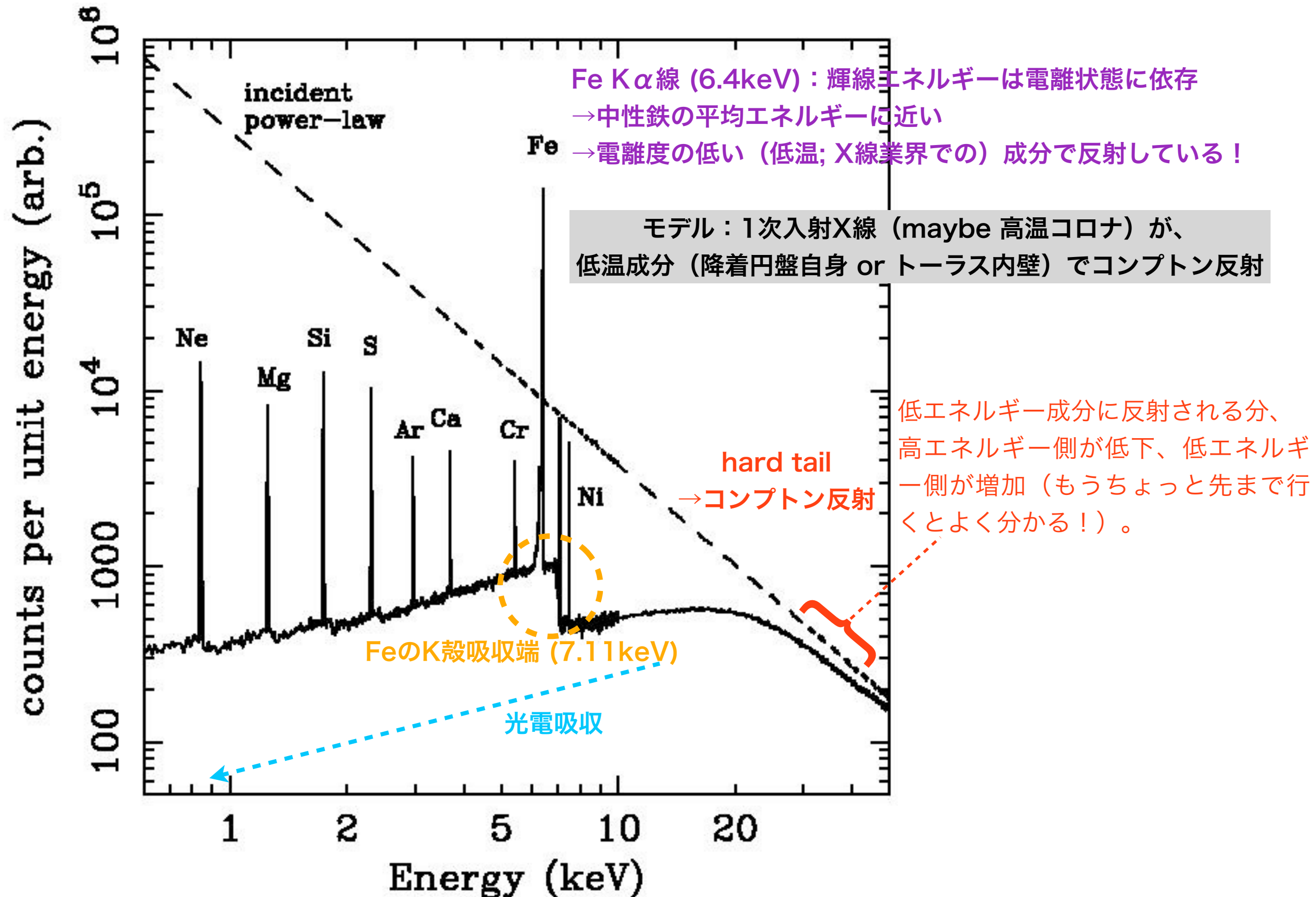
Note: The overall SED of AGN



Note: The high energy SED of AGN



Note: The X-ray reflection model of AGN



1. Introduction

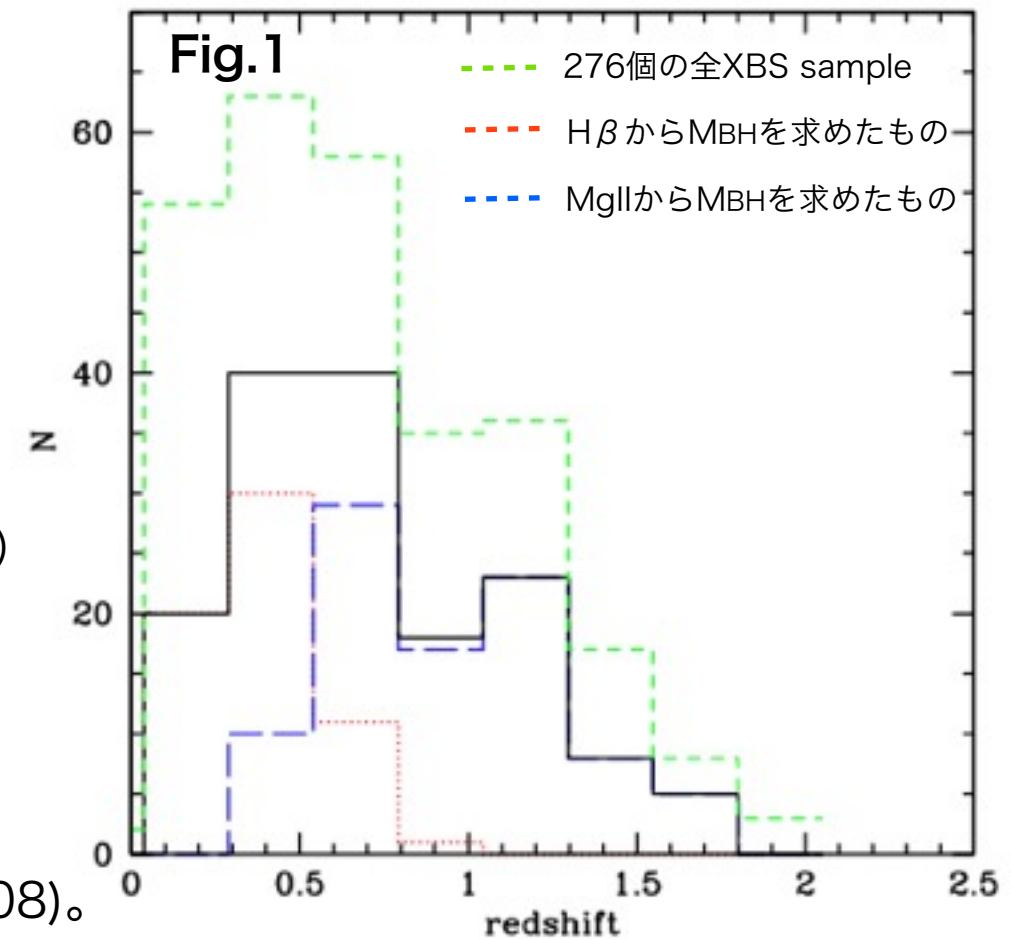
- とにかくにもmass accretionを解明したい！
- その第一歩として、AGNのBH mass (M_{BH})を調べる。
- AGNは結構個性豊か=個別のサンプルではその個性(complexity)で訳がわからなくなる。
==> large sampleで統計的な議論を！しかも透過力の高いX線で！
(...そして次のstepとして、acc. processやX-ray emissionの起源等)
==> そのためには、統計的にcompleteで、well-definedな、「素性の良い」サンプルが必要。
(X-ray spectral data、acc. parameters; M_{BH} , acc. rate, Eddington ratio等がきちんと分かるサンプル)
- 最近の観測で、（種々の相関関係から） M_{BH} はかなり求められている。
e.g., Shen et al. 2010; SDSS QSOカタログ。10万個以上のAGN ==> ただしoptically selected！
- X-ray spectrumもセットになったカタログはとても少ない。。
- optically selectedなので、**statistically complete and representative sample of AGN**とは言えない。
- よって、今回XMM-Newton the Bright Serendipitous Survey (**XBS**; Della Ceca et al. 2004, Caccianiga et al. 2008)の中のwell-defined, flux-limitedなAGNについて、まず **M_{BH}** と**降着率**を求めた。
- XBSはXMM-Newtonの中でも質の良いデータの集合。えいやとstatisticに解析可能。 M_{BH} はBLR輝線の線幅より導く。すなわち、サンプルは全てType-1 AGN。XBSのType-1は皆、opt/UVのSEDは既に研究されていて、bolometric luminosityのreliable estimationについてはMarchese et al. 2012を参照。
==> このpaperでは、 M_{BH} を**single epoch method(以降、SE法)**で求めた。
==> これはopt/UVによる手法。X線の話は続きの論文で...

Note: How to derive the M_{BH} ?

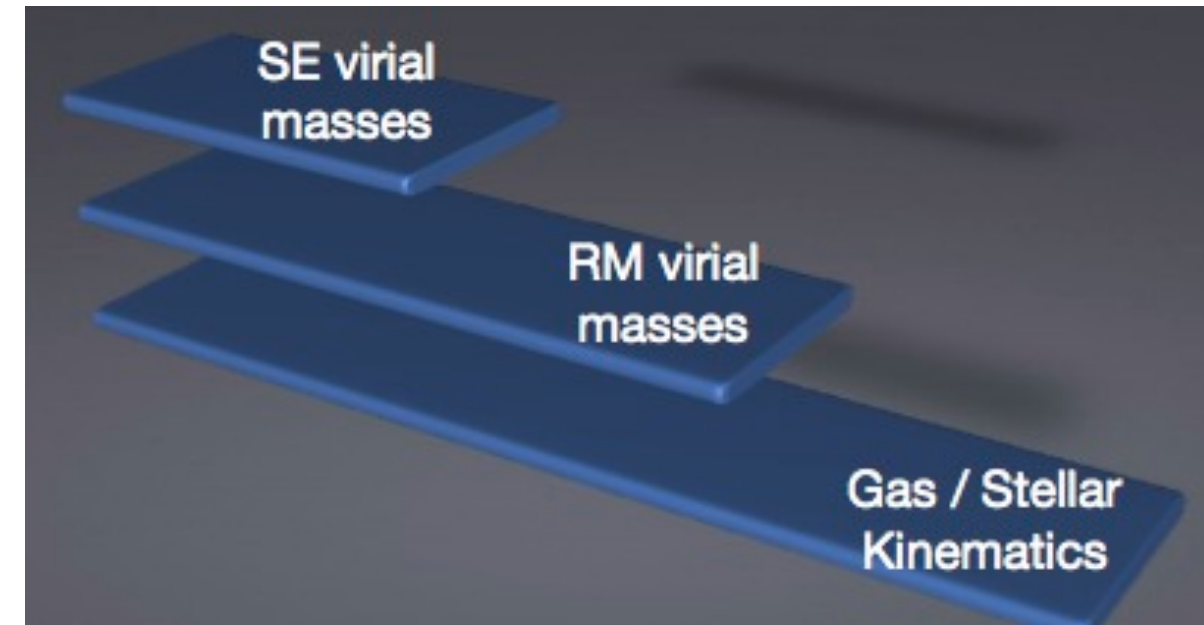
- マゴリアン関係
母銀河の見えないhigh-z天体では使えない。
- **Virial theoremに基づき、BLR輝線の線幅と、BLR領域のサイズを使う**
本論文での手法。BLRの見えないType-2では使えない。ゆえに、必然的にType-1 AGNを選ぶことになる。
==> どうやって線幅とサイズを計測するか（しかもできるだけ簡単に！）が問題。。そこで登場するのがSE法。
- 今回のJCでは、いかにして M_{BH} を測るか、その手法を紹介します。

2. The XBS sample of type 1 AGN

- XBSとは...
XMM-Newtonのアーカイブデータに基づいた
 - wide angle (28 deg²)
 - high Galactic latitude ($|b| > 20^\circ$)なサーベイ！これは2つのsubclassに分けられて、
 - (1) 0.5 - 4.5keV (BSS sample): 389個
 - (2) 4.5 - 7.5keV (HSS sample): 67個 → 合計400個（56個は共通）
- これらのsubclassは、共にflux limited ($\sim 7 \times 10^{-14}$ erg/s/cm²)。Selection criteriaはDella Ceca et al. 2004参照。
- この400個のうち98%が分光観測済み (Caccianiga et al. 2007, 2008)。
- Type-1は276個あるが、 L_{bol} 導出に正確を期するため、Marchese et al. 2012（UVから L_{bol} を求めた）で使われたType-1 AGNに限ることにする。こうして選ばれたサンプルの分布は、領域的にはGALEXでサーベイされた領域であり、XBS sample中のType-1 AGNを代表していると考えても差し支えないだろう。
- さらに、optデータがなかったり、広輝線がよく見えないものを除くと、結局本論文で使うType-1 AGNは154個。Redshift分布はFig.1 ($0.02 < z < 2$)
- Fig.1で、black (this study)とgreen (total XBS)はKS testより98%の確度で”similar distribution”。



3. Black hole mass (1)



- ここではMBHはSingle Epoch method (SE法)で求める。
e.g., Peterson 2010; Marziani&Sulentic 2012
使うのは **Single Spectrum**中の(1)広輝線の線幅、(2)Continuum emission
- 【仮定】 BLRはSMBHに重力的に束縛されている (Virial状態)。
- Virialを仮定して、MBHを出す場合、既に述べたように(1)線幅、(2)BLR領域のサイズ R_{BLR} が分かれば良い。これをどう計測するかが鍵。
- まず、(1)の線幅だが、これはシンプルで、広輝線の線幅をそのまま使えば良い。
- 問題は(2)の R_{BLR} をどう求めるか。Reverberation mappingで出せるが、複数波長で継続的に観測する必要あり。X線スペクトルデータを長期間モニターしてFTする手法も同じ。
==> もっと簡単に出したい... !

Note: Reverberation Mapping

- Reverberation mapping: 連続光変動に対する輝線の応答を調べることで、BLRの大きさと構造が分かる。

- $t=r/c$ で、AGNコアからの連続光パルスがBLRに到達。これを受けて輝線光子が放射される。水素の再結合タイムスケールは、 $\tau_{\text{rec}}=(n_e \alpha_B)^{-1} \sim 40^*/n_{11} \text{ sec}$ 。ただし $n_{11}=n_e/10^{11} / \text{cm}^3$ 。つまり一瞬で光子が再放射される。遅延時間を τ とすると、観測者に届く光子は、等遅延時間面に位置するガス雲から出たものなので、

$$\tau = (1+\cos \theta)r/c \quad \dots(1)$$

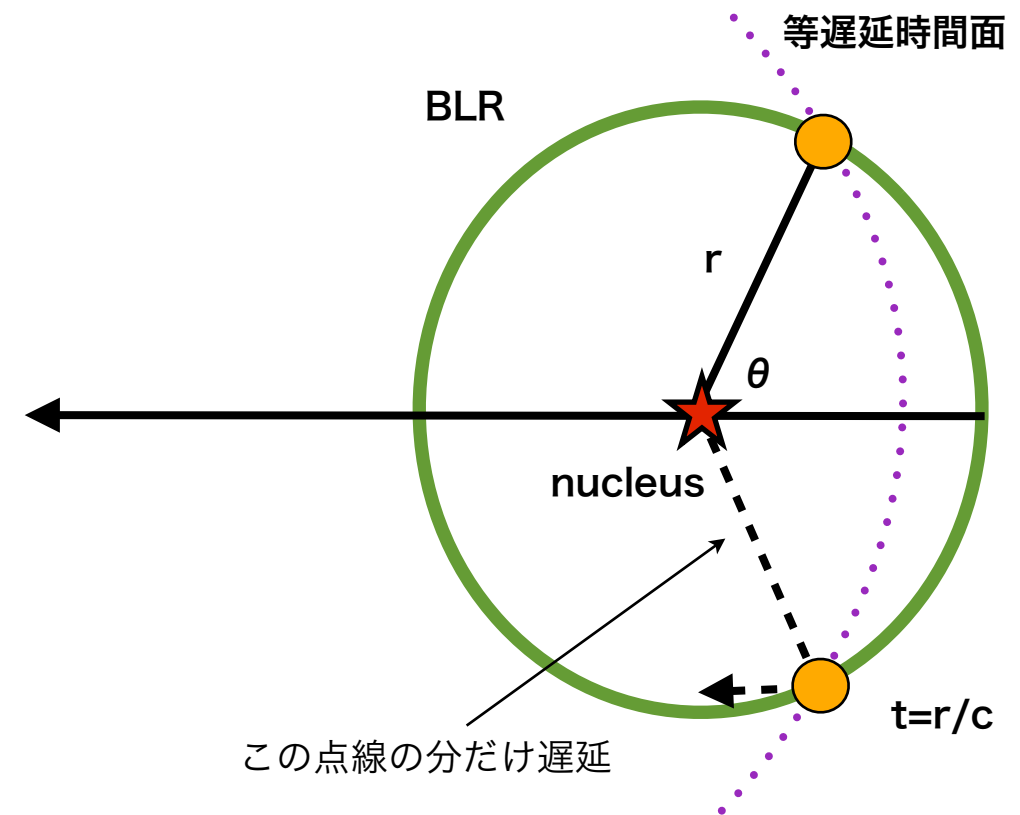
- BLRはこれと半径 r の球面の交差点（図のオレンジ部分）として表現される。この部分は、断面を見ると半径 $r \sin \theta$ 、面積 $2\pi r^2 \sin \theta d\theta$ の円環。いま、全てのガス雲で輝線の応答率（連続光の増加量に対応して得られる光子数）が同じとして、その単位面積あたりの量を ζ とすると、輝線応答は

$$\Psi(\theta)d\theta = 2\pi \zeta r^2 \sin \theta d\theta \quad \dots(2)$$

- (1)より、 $d\tau = -(r/c)\sin \theta d\theta$ なので、輝線応答を τ の関数として書き直すと、

$$\Psi(\tau)d\tau = \Psi(\theta)|d\theta/d\tau|d\tau = 2\pi \zeta r c d\tau \quad \dots(3)$$

すなわち、輝線応答は一定（球面の場合）。



- $\Psi(\tau)$ は時刻 τ での輝線応答であり、伝達関数という。もっと複雑な構造体の伝達関数はBlandford&McKee 1982を参照。Rev. mappingが具体的にやっているのは、連続光変動に対する輝線応答から、伝達関数を求めること。

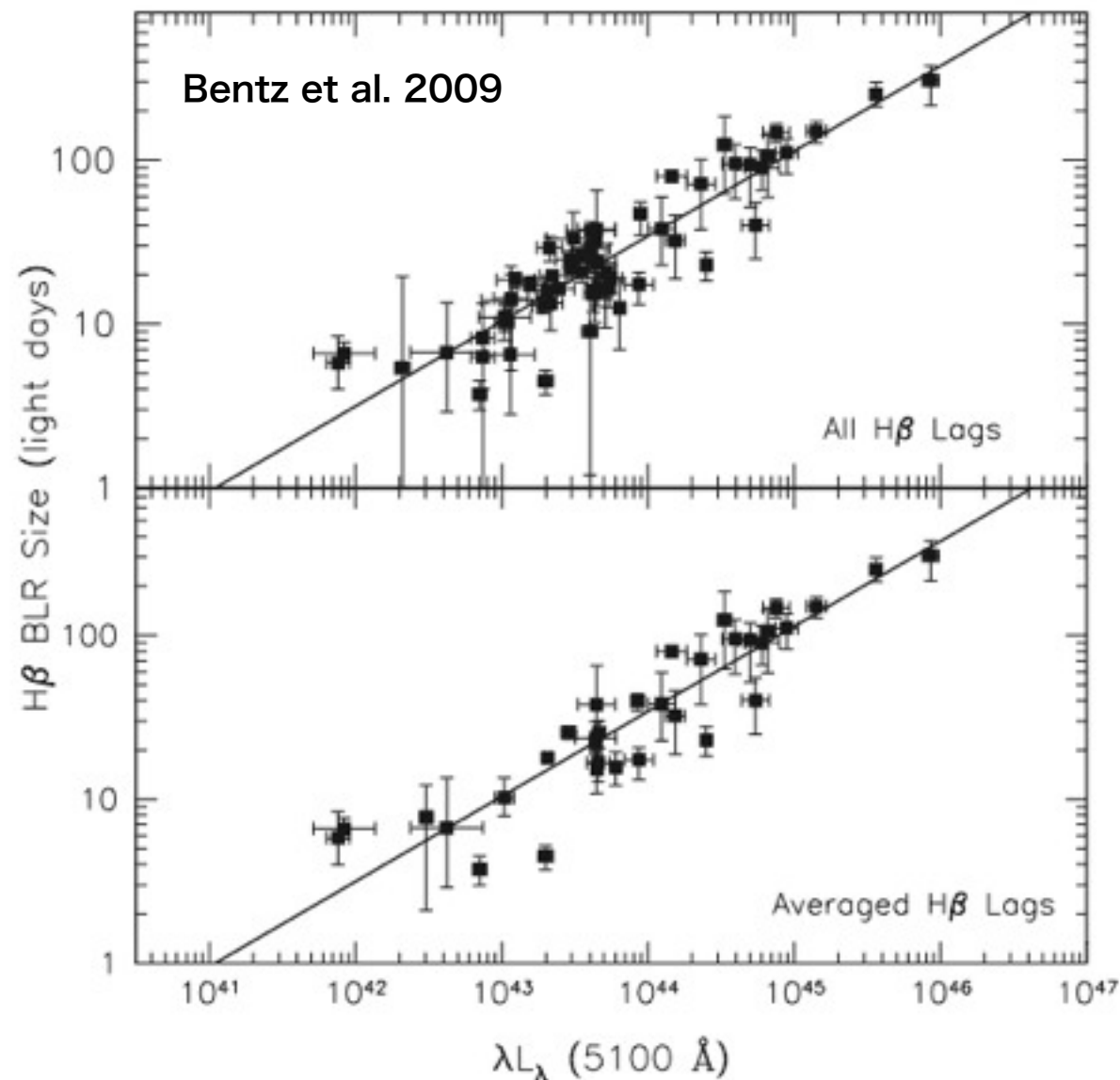
- 現実には、ある時刻 t に、観測者はすべての等遅延時間面からの輝線放射を受けて、各遅延面は過去の違う時刻における連続光変動への応答を表している（観測者の位置で合わせ込むから）。よって、時刻 t での輝線強度は

$$L(t) = \int_{-\infty}^{+\infty} \Psi(\tau)C(t-\tau)d\tau$$

L: 輝線の光度曲線
C: 連続光の光度曲線

あとは大量のデータを用いて、これを解いて $\Psi(\tau)$ を出せばよい。

3. Black hole mass (2)



Scaling relation of RBLR/L

- Reverberation mapping研究の大発見：
Continuum luminosityとRBLRに強い相関！
(e.g., Kaspi et al. 2000、Bentz et al. 2009)
- おかげで、広輝線と連続波を同時観測することで、一発で線幅とRBLRを知ることができるようになった。
- 基本は広輝線観測なので、opt/UVに基づく。
- たとえば、左図にあるように $H\beta$ と5100Å continuumは良い相関を持つ。
- ただし、BLRのgeometryによるMBH導出の不定性は残る。これはReverberationも同じ。もっとpracticalに言うと、 $MBH = f \times \Delta V^2 R_{BLR} / G$ としたときのfのこと（観測された線幅をintrinsic Keplerianに直すときのfactorで、virial factorという）。

3. Black hole mass (3)

- このfをどうとるかがSE法の不定性につながる。fの取り方には2通りあって、
(1)平均的なfを使う。fはinclinationに依存するはずだが、結局fの差が大きく効くのはinclination angle = $\pm 15^\circ$ くらいなので、多数のサンプルがある場合は平均的なfを使っても全体の誤差への寄与は10%程度だ！と割り切る。 e.g., MacLure & Jarvis 2002
(2)M- σ 関係から見積もる。ただしこれはinactive galaxyを含む関係。
e.g., Onken et al. 2004
また、size-luminosity関係のscatterも不定性につながる。
==> 全部ひっくるめて、このSE法の「方法としての」不定性は~ 0.35-0.46dex (2~3倍)。
- SE法で使う輝線は、天体のredshiftに応じて変わる。
 - z~0.8まではH β 使用可能 (5100Å continuumと相関)。これよりhigh-zだと、H β がopt観測不能。
 - z~0.3から先ではMgII λ 2798ÅもOK。3000Å continuumと相関。
- ここで、本研究ではvirial factorはOnken et al. 2004で見積もられた値を使う。この場合、MBHは、

$$\text{Log} M_{BH} = 6.91 + 2\text{Log} \frac{FWHM(H\beta)}{1000\text{km/s}} + 0.50\text{Log} \frac{\lambda L_{5100\text{\AA}}}{10^{44}\text{erg/s}} \quad (1) \quad \text{Vestergaard \& Peterson 2006}$$

$$\text{Log} M_{BH} = 6.74 + 2\text{Log} \frac{FWHM(MgII)}{1000\text{km/s}} + 0.62\text{Log} \frac{\lambda L_{3000\text{\AA}}}{10^{44}\text{erg/s}} \quad (2) \quad \text{Shen et al. 2011}$$

MgIIの式の導出には、H β と同じvirial factorを仮定。

この式に出てくる量を観測的に求める。

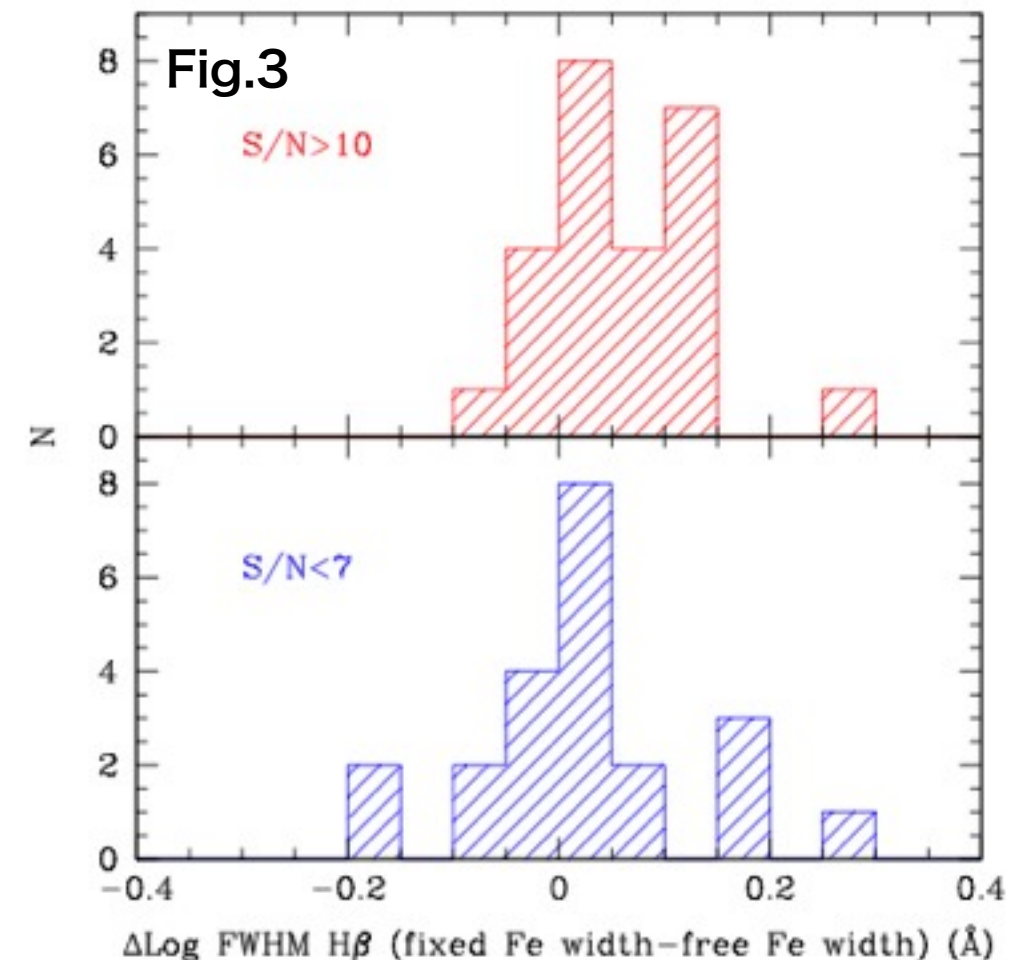
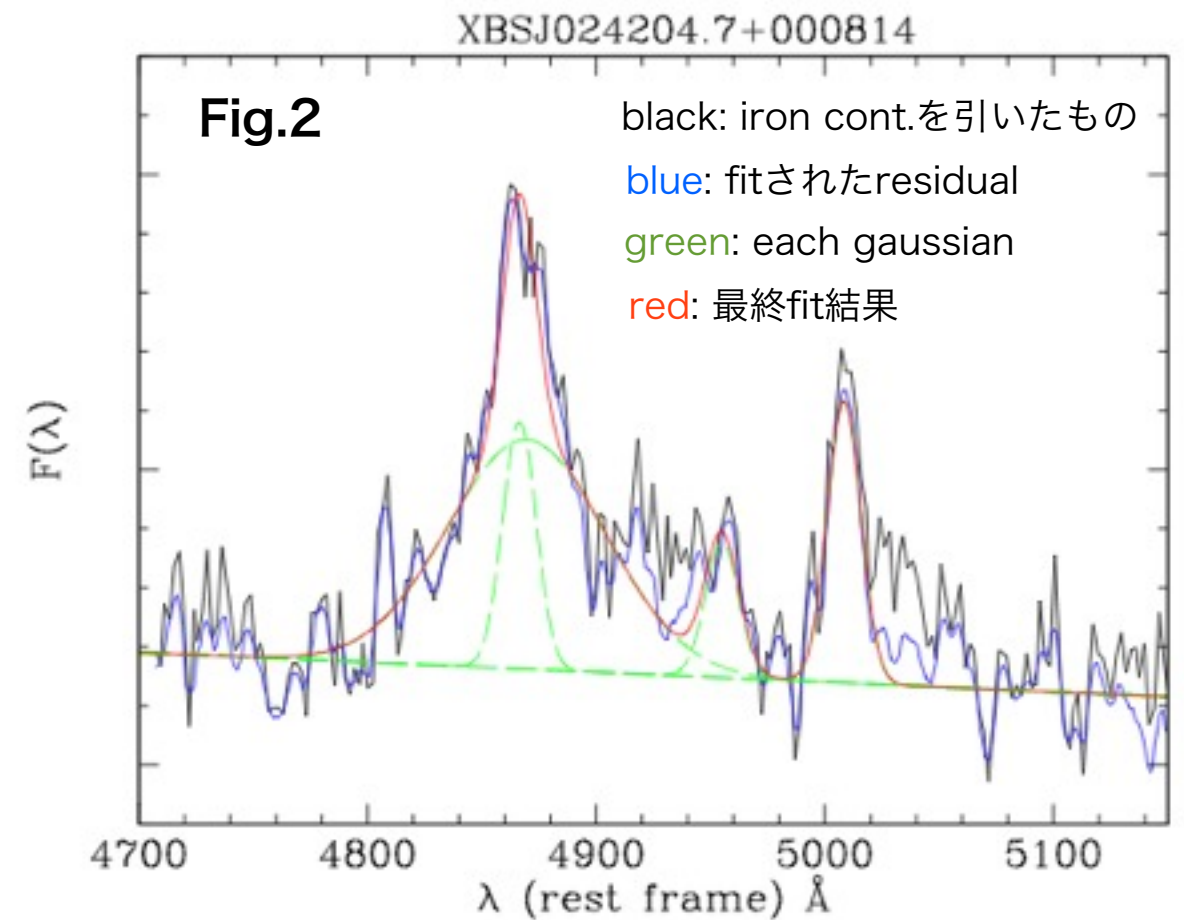
3.1. Line width measurements

- 式(1)、(2)にあるように、virial factorを決めてしまえば、あとは最大の誤差要因になるのは線幅。これは慎重に解析する。
 - $H\beta$ はnarrow componentが、
 - $MgII$ はiron pseudo-continuum (Balmer continuumと $FeII$ が混ざる)が、それぞれ線幅決定を難しくしている。
- 以下、各々の輝線での線幅の出しかたを見て行く。

3.1.1. $H\beta$

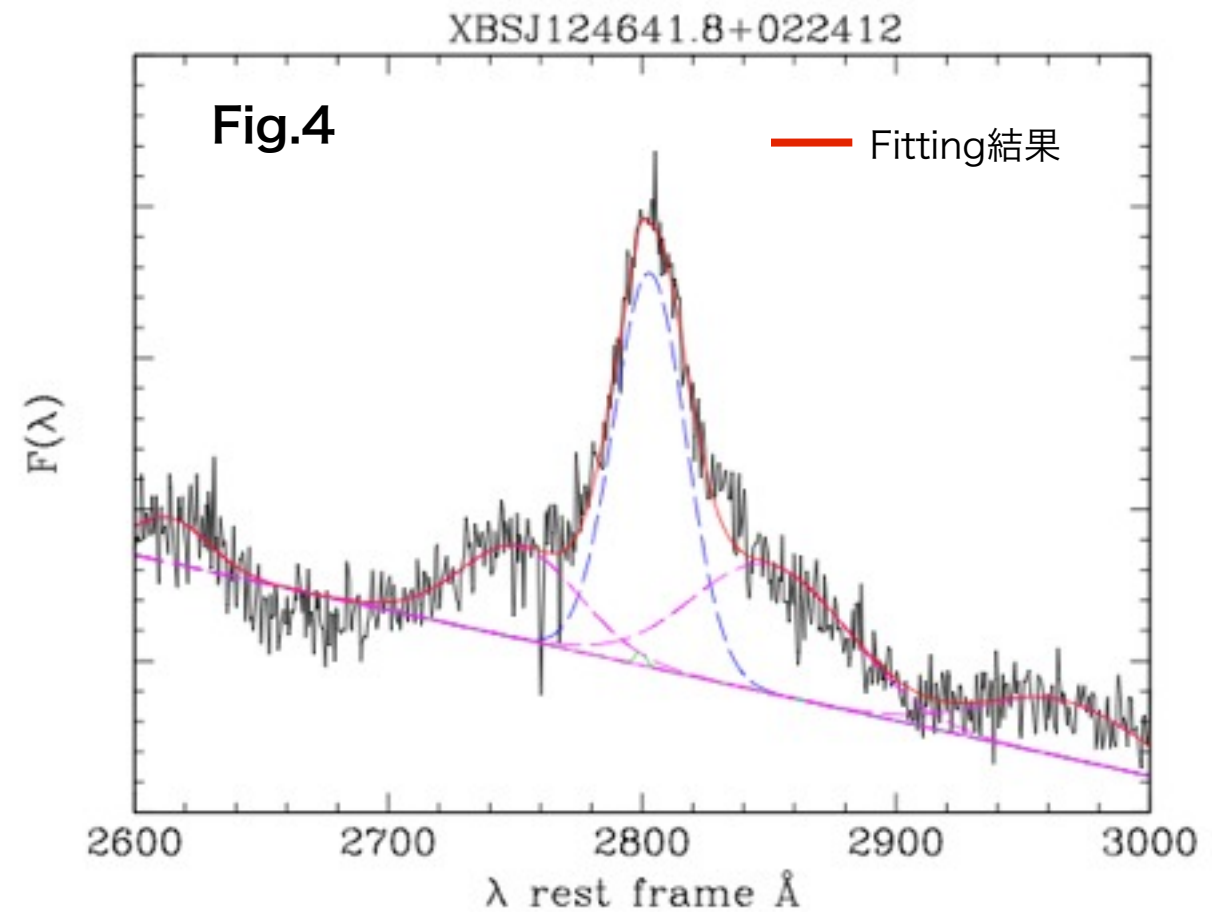
- Fe輝線のテンプレート (Veron-Cetty, Joly & Veron 2004) を引く → ResidualをSEDにfitting、が基本。
- 必要なのは、iron templateの (a) N_{Fe} : normalization factor、(b) σ_{Fe} : ironの線幅、(c) V_{Fe} : velocity offset。ただし、このうち(b)(c)は決定が非常に難しい ($S/N=10$ 程度じゃ無理) 。
- よってここでは方法[1]として、
 - ①(b)(c)をfixしてiron templateを引く
 - ②Power law continuum、narrow/broad $H\beta$ 、narrow $[OIII] \times 2$ (これはnarrow lineの線幅のreferenceにする) をfit。
 - ③一番良いのを探す。

- この[1]の手法を使うのだが、(b)(c)を固定した影響を調べてみる。
- まず(c)については、 $H\beta$ に対してFeがsystematicにshiftしている可能性が議論されていた。しかし、high S/NのSDSSデータより、offsetはあっても $<300\text{km/s}$ 。よって影響なしとする。
- 対して、(b)のFe線幅を固定したことは重大。別の手法を試してconsistentかを調べる。
- 手法[2]：スペクトルに対して broad/narrow $H\beta$ 、narrow $[OIII] \times 2$ 、4924Å/5023Åの2つの強いFe輝線（以上gaussian）+ PL continuumをfitting。Feの線幅はfree。この結果で一番良いのを選び、手法[1]と比較（Fig.3）。
- $H\beta$ のS/Nで分けて比較。Low S/Nでは（逆に）差が出ない。High S/Nではsystematic offset (3σ)。Feの線幅を固定した方が、FWHM($H\beta$)が大きい。
==> 幅を固定したことで、Feの一部が $H\beta$ として混ざった。
- しかし、結局これだけではどちらの手法がbetterか分からない。



3.1.2 MgII

- H β の場合の[2]の手法を使う。というのも、この波長域にはまだまともなiron templateがないので、一気にFeをさっ引くことができない。
- Gaussianx6 (broad/narrow MgII、 Fe line x4) + PL continuumをfit。
- MgIIにも、H β 同様にnarrow componentがあるとして fitting → その方がH β から求めた結果とよく合った。



3.1.3. Instrumental resolution

$$\Delta\lambda = \sqrt{\Delta\lambda_o^2 - \Delta\lambda_{inst}^2}$$

intrinsic line width

observed

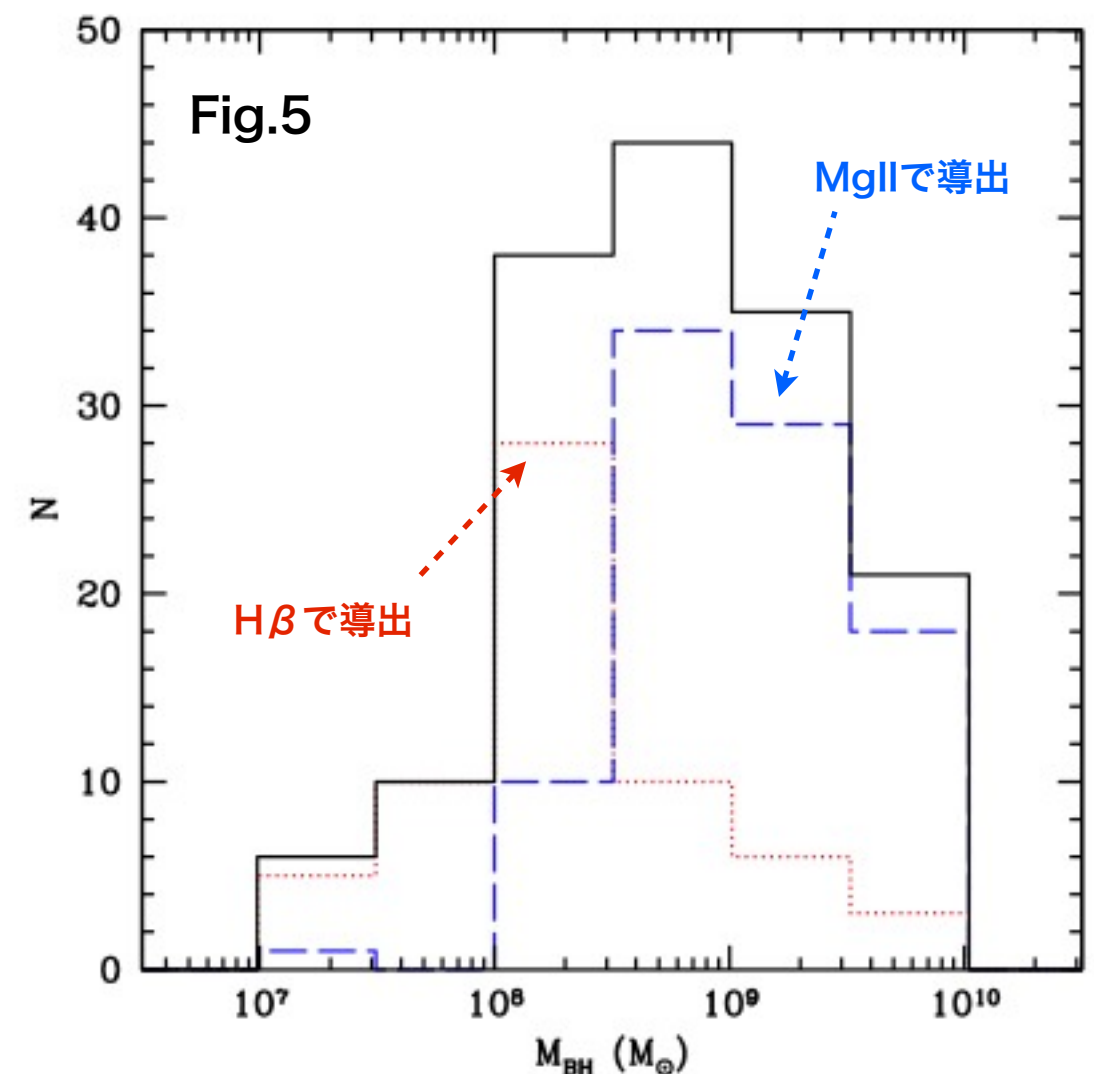
instrumental

3.2. Monochromatic luminosities

- $H\beta$ - 5100Å、 $MgII$ - 3000Å：これらのcontinuum luminosityを出す。
 - ① Absolute spectro - photometric calibrationが必ず正しいとは限らない。
(大半のデータはnon-photometric nightのもの)
 - ② スペクトルはhost galaxyのコンタミを受ける。
 - ③ Galactic/sourceでの減光補正が必要。
- 以上に気をつけてopt(SDSS)、UV(GALEX)よりSEDを作る。それにmulti-colour accretion disk modelをfitし、5100Å & 3000Åのluminosityを得る。

3.3. Computing the BH masses

- こうして準備完了！式(1)(2)に基づき M_{BH} を求める。
- $H\beta$ 、 $MgII$ の両方を観測できているサンプルでは、よりS/Nの高い方で M_{BH} を求める。
- データはTable 1に。膨大なので元論文参照。



3.4. Uncertainties on BH masses

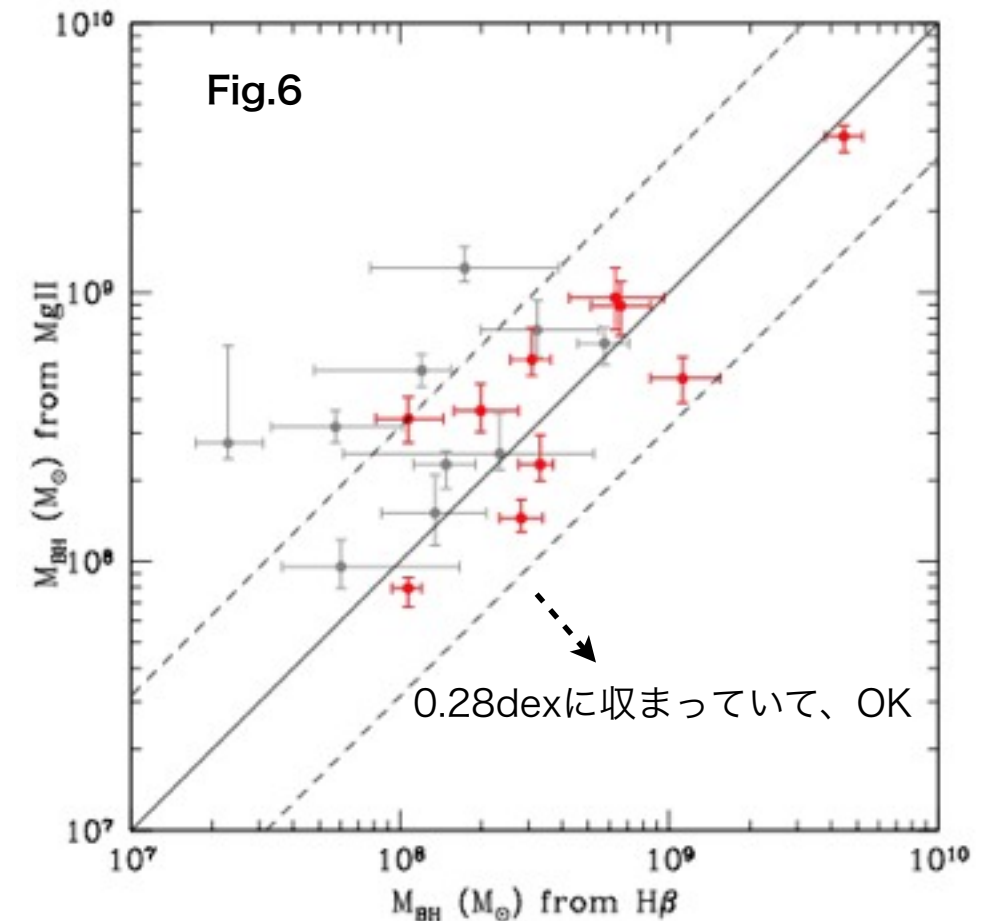
$$\sigma_{\text{Log}M}^{+,-} = \sqrt{(A\sigma_{\text{LogFWHM}}^{+,-})^2 + (B\sigma_{\text{Log}L}^{+,-})^2}$$

	H β	MgII
A	2	2
B	0.5	0.62

- 線幅と光度を求めるときの誤差がそれぞれ独立だとした。+、-あるのはlogでの68%区間を示す。
- 線幅、光度ともfittingからの $\Delta\chi^2=\pm 1$ より。

3.5. Comparison of the black hole mass estimates

- こうして、Type-1 AGNのMBHを求めることができた。
- 先述の通り、サンプルのうち52個はH β & MgII両方のデータがあるので、2通りで求めた結果を比較した (Fig.6)。
- 比較用サンプルはS/N>5でMBHの誤差が<0.2dexのもの。
- S/Nの低いデータを入れると、0.38dexのずれ (系統的?)。



- 次に、先行研究（Shen et al. 2011）と共通している銀河は確認のため結果の比較をした（Fig.7）。
- 今回の方がMBHが系統的に大きい（~0.17dexくらい）。
==> おそらく光度の求めかたの違いを反映

4. Eddington ratio and $\dot{M}$

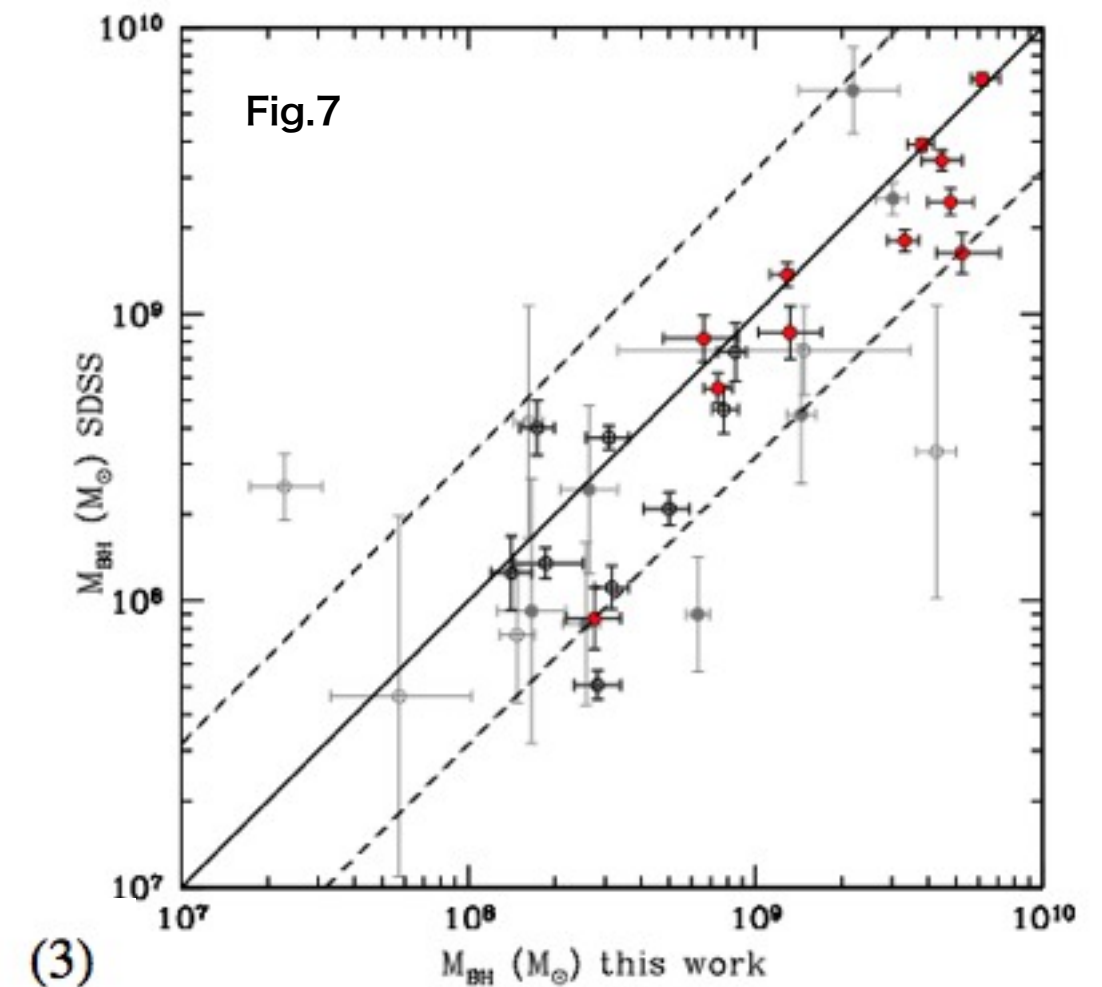
$$\lambda = L_{bol}/L_{Edd}$$

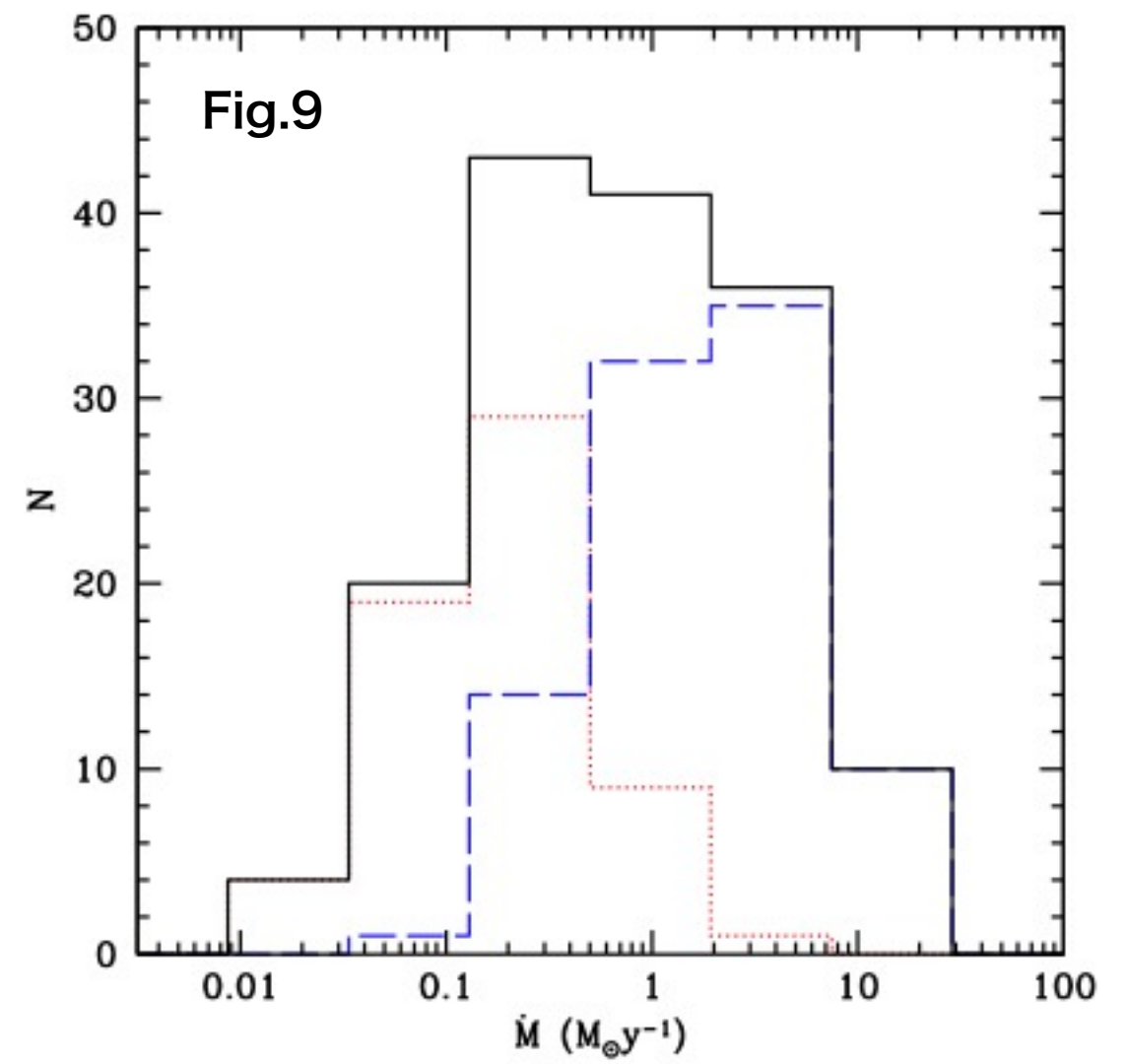
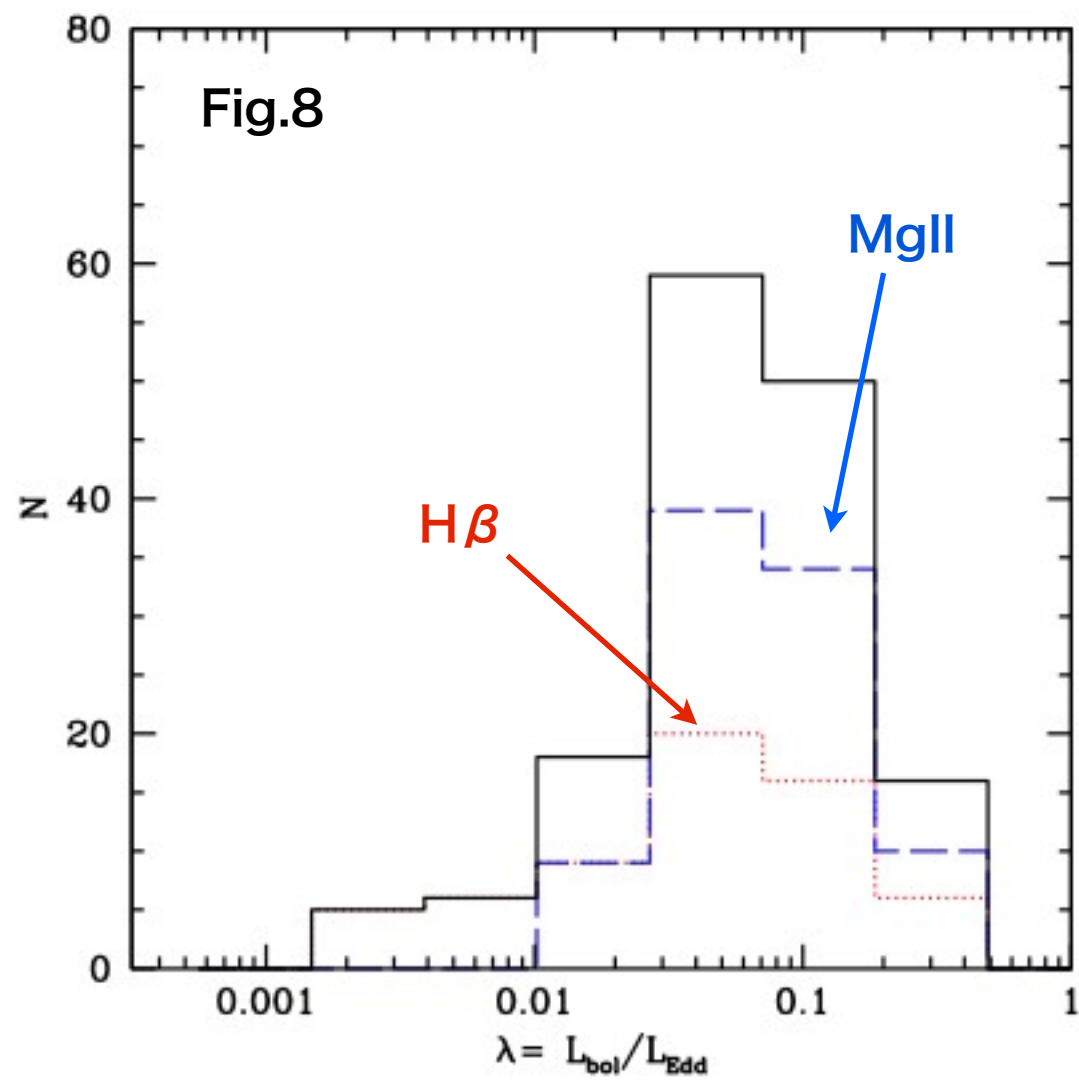
where:

$$L_{Edd} = 1.26 \times 10^{38} \frac{M_{BH}}{M_{\odot}} \text{ergs}^{-1}$$

- 得られた結果からEddington比を求めた。全光度(L_{bol})は、Marchese et al. 2012より（opt/UVデータをdisk modelでfitしたもの）。
- L_{bol} があるのでacc. rate dM/dt も出て（ただしエネルギー変換効率 $\eta=0.1$ と仮定；Marconi et al. 2004）、

$$\dot{M} = \frac{L_{bol}}{\eta c^2} \sim 1.8 \times 10^{-3} \frac{L_{44}}{\eta} M_{\odot} \text{yr}^{-1} \quad (5)$$

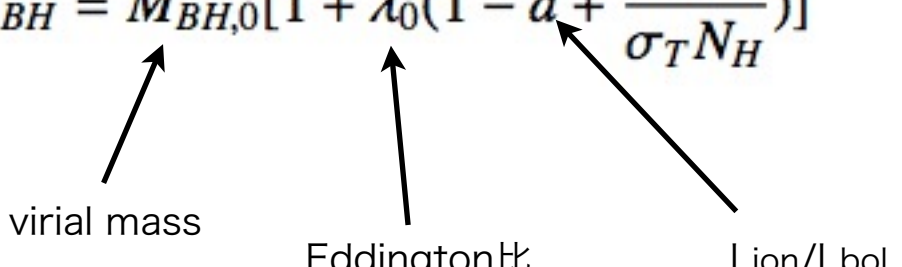




- Fig.8,9はEddington比、降着率の分布を示す。
- $MgII$ で質量を求めた銀河ほど、降着率が高い（high- z はAGN activityが高い？）。

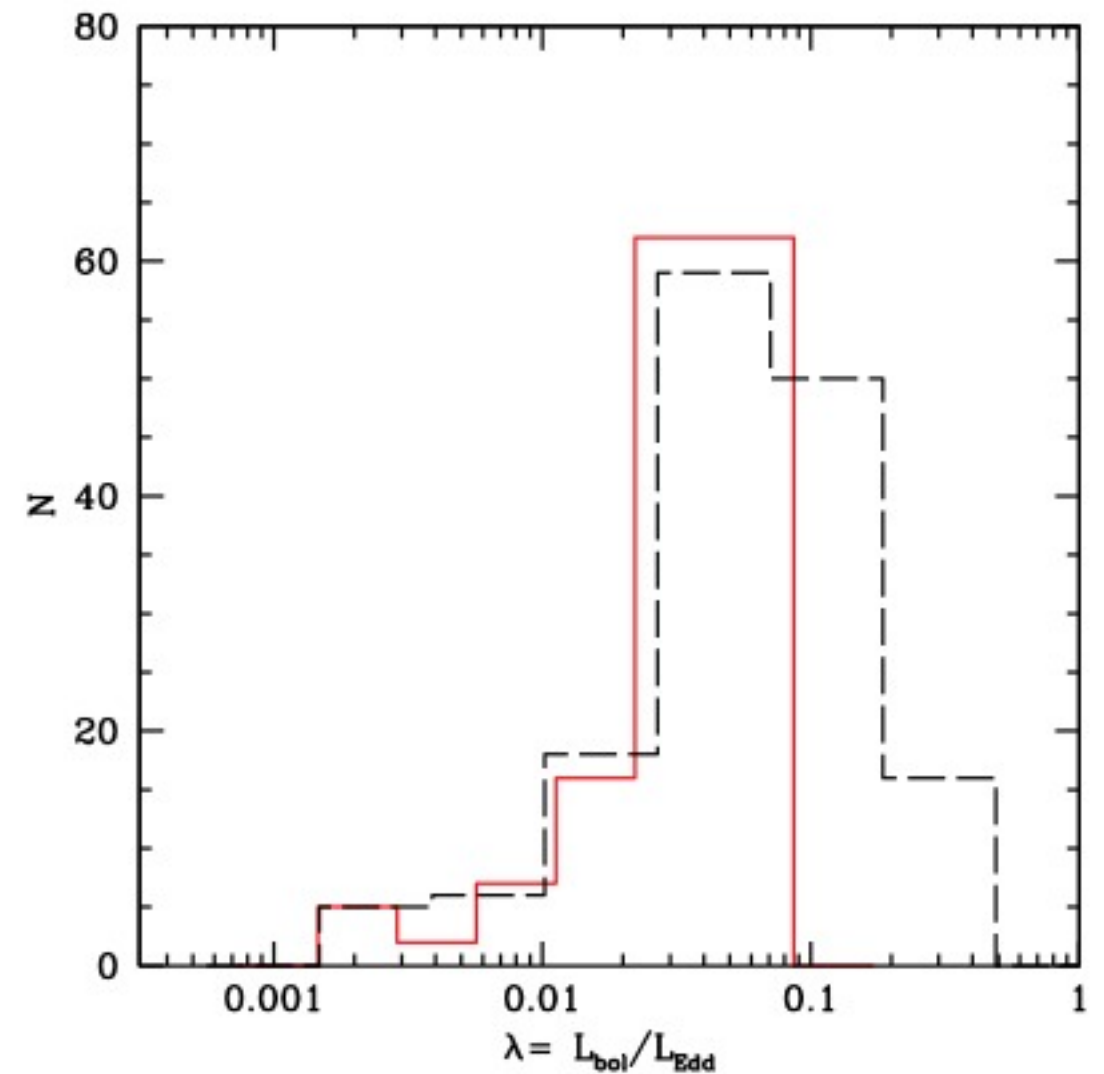
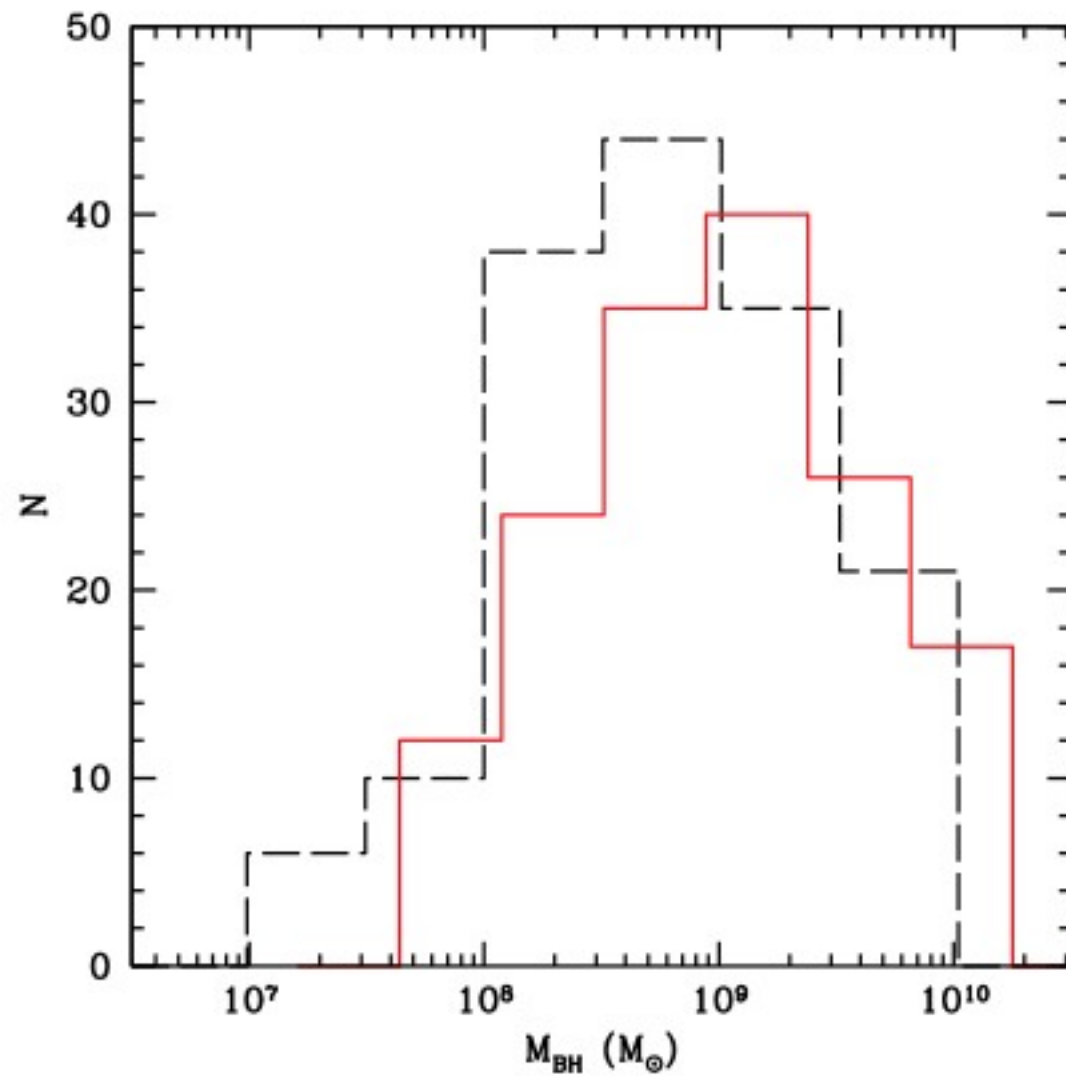
5. The effect of radiation pressure

- 今は単にvirial定理を元に質量を求めただけ。輻射圧を考慮していないので、 M_{BH} をかなり underestimateしている可能性がある。Marconi et al. 2008より、輻射圧込みで M_{BH} を求める式は

$$M_{BH} = M_{BH,0} \left[1 + \lambda_0 \left(1 - a + \frac{a}{\sigma_T N_H} \right) \right] \quad (6)$$


virial mass Eddington比 L_{ion}/L_{bol}

- 実際、どれほど影響があるかはまさに今議論されている最中。たとえばNetzer et al. 2009では、SDSSで選んだType-1 AGNのEddington比の分布が、輻射圧補正をするとtype-2のもの（ $M-\sigma$ から導出）と合わない。補正なしだと合う。
- 補正の重要性は不明なので、Fig.10, 11には補正あり/なしの両方の結果を示す。Marconi et al. 2008と同じく、 $a=0.6$ 、 $N_H=10^{23} \text{ /cm}^2$ を採用。



- 補正をすると、たしかにMBHは大きくなる。Eddington比は0.1付近に鋭いcutoffを持つ。Eddington比が L_{BLR}/L_{bol} にcutoffを持つことに由来。つまり上限値が L_{BLR}/L_{bol} 。これは a や N_H で決まる（この手法の限界）。この値を超えると、BLRはgravitationally unboundedになる。
- MBHは $8E8 M_\odot$ にピーク、降着率は $1 M_\odot/\text{yr}$ にピークを持つ。Eddington比のピークは0.1。

→ 何かの目安にどうぞ！（Conclusion）