

7. 巨大ブラックホール形成



7. 1 (超)巨大ブラックホールとは

2種族の天文学的ブラックホール

1) 星質量ブラックホール ($\sim 10M_{\text{sun}}$)

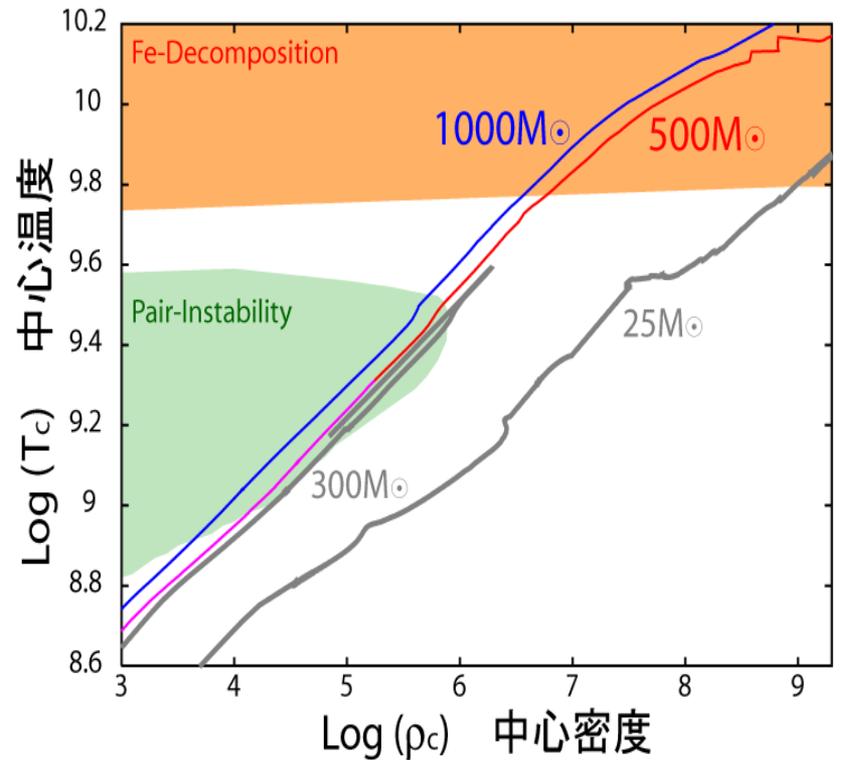
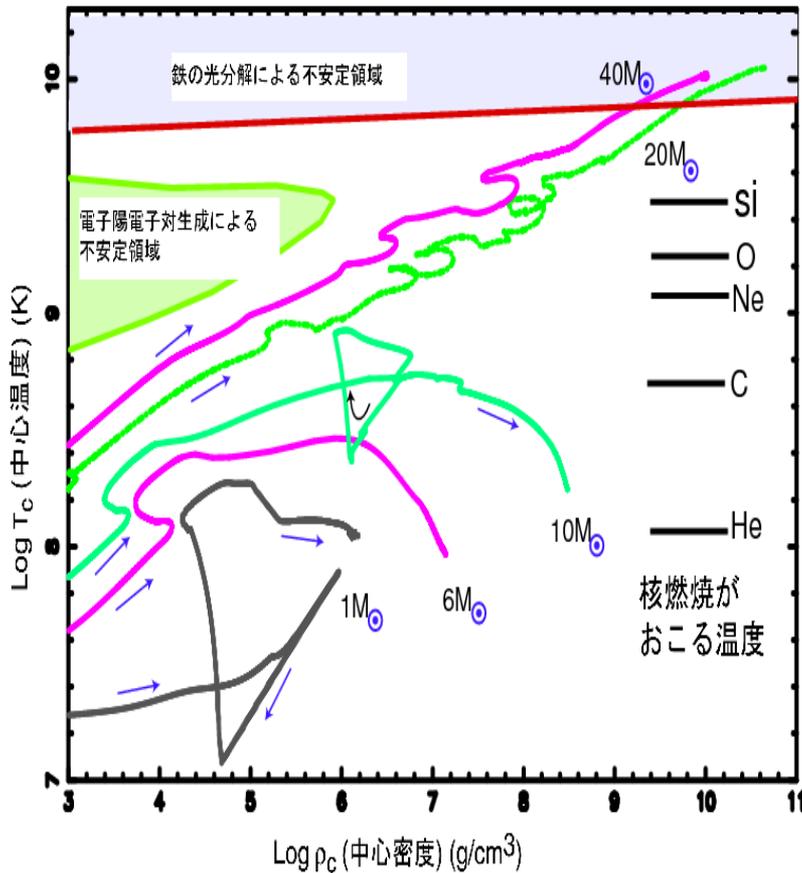
太陽近傍でX線連星として見つかったている。

2) 巨大ブラックホール ($10^6-10^{10}M_{\text{sun}}$)

銀河の中心に一つ普遍的に存在する。

この中間質量のBH($\sim 1000M_{\text{sun}}$)が存在するかどうかについては議論があるが確定していない
(cf. Ultra-luminous X-ray sourcesなど)。

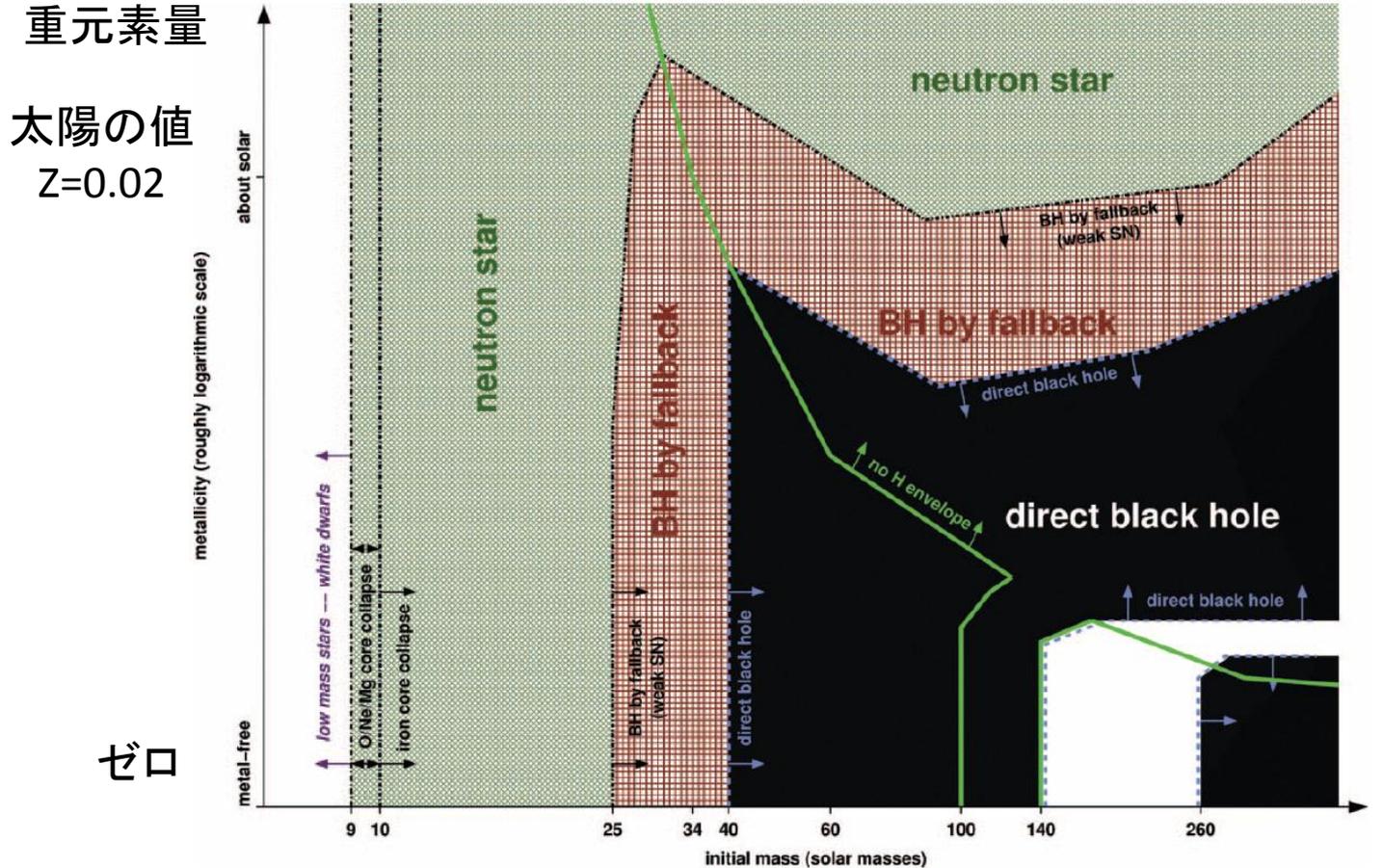
星の中心部の進化



- 電子の縮退圧で支えられない大質量星は不安定領域に突入し、重力崩壊や爆発

星の最期とBH形成

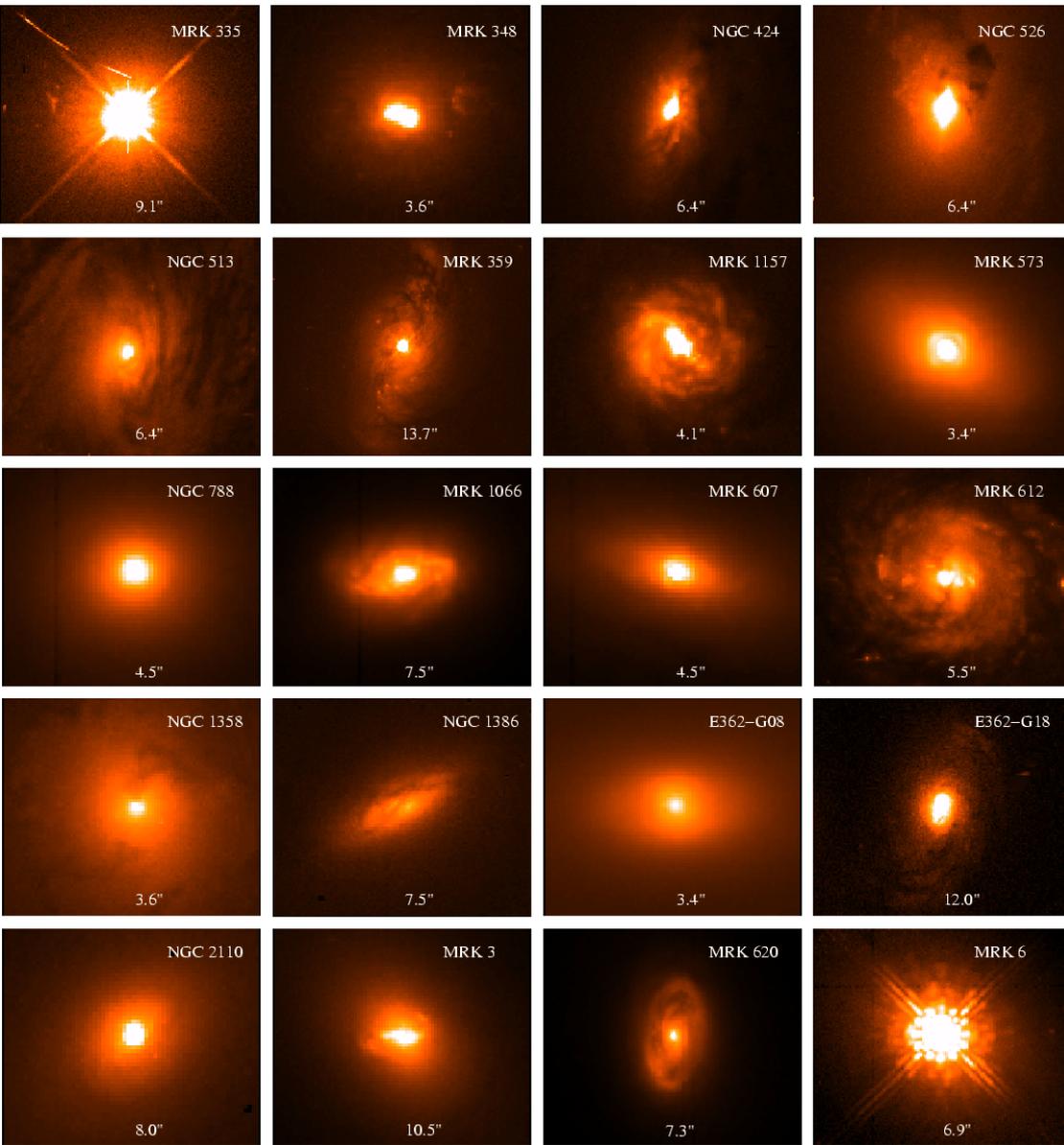
重元素量依存性はおもに質量損失率から来る。



星の初期質量

$>25M_{\text{sun}}$ の大質量星は死後、BHになる。

活動銀河核



- もともと一部の渦巻き銀河（1%ほど）の中心部分が異様に明るいこと（銀河全体と同程度）が知られていた。

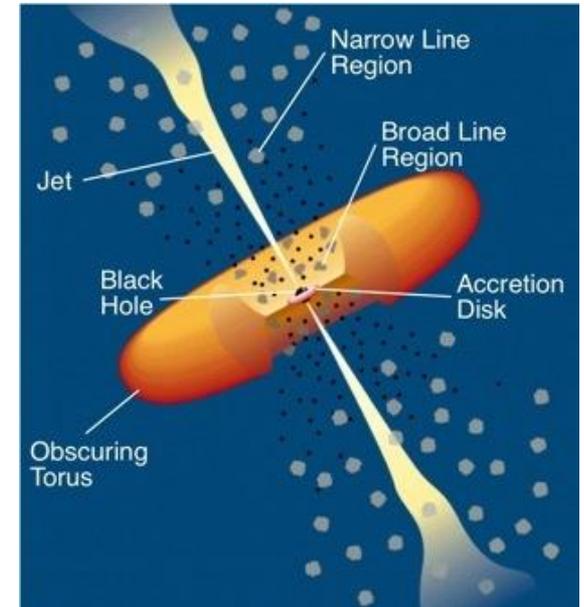
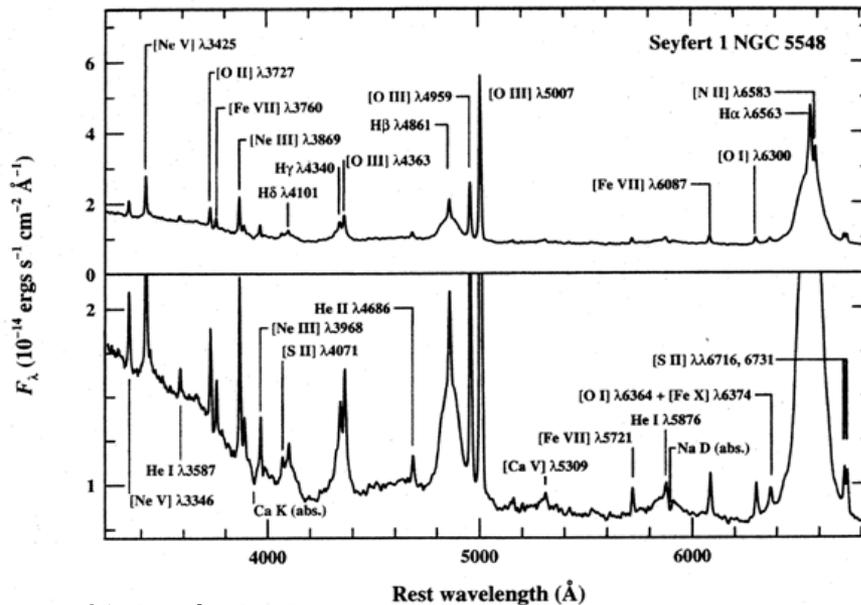
Seyfert 銀河 (1943)

- Seyfert銀河の中心部からは幅の広い輝線(数千km/sの速度に対応)が放射されていた。
- ガスの電離状態からこの領域(Broad line region)の広さは数pcくらいと推定

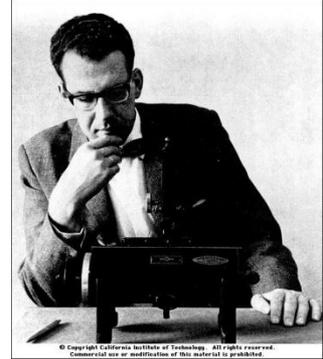
束縛するためには

$$M \sim R\sigma^2 / G \sim 10^9 M_{\text{sun}}$$

の重力源が中心に存在しないとイケない。



クェーサーの発見 (1963)



M.Schmidt (1929-)

✓ 1950年代に広く行われた電波源探査で発見された「電波星」は変なスペクトルを示した（未知の輝線がたくさん。新元素か？）。

✓ その一つ 3C273の波長を1.158倍にすると、よく知られた輝線と一致
→ $z=0.158$ ($d \sim 500$ Mpc)に位置する銀河系外の天体だった（当時としては信じがたいほど遠方だった）。

✓ 光度が非常に大きいことになる（銀河系全体の100倍くらい）。

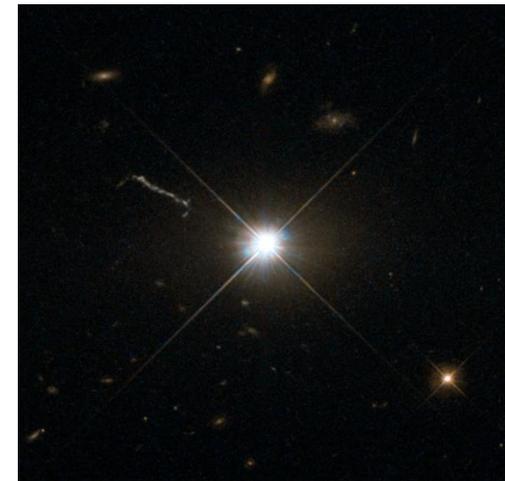
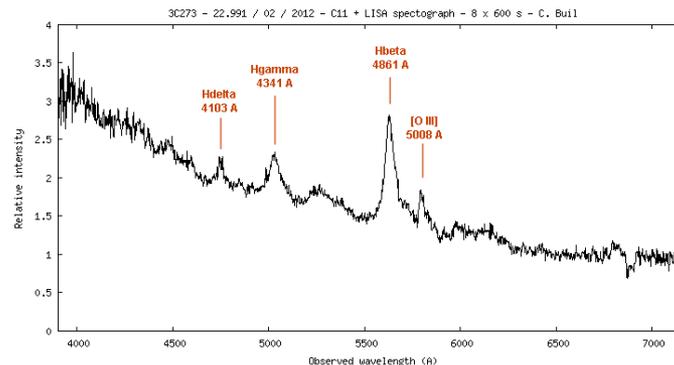
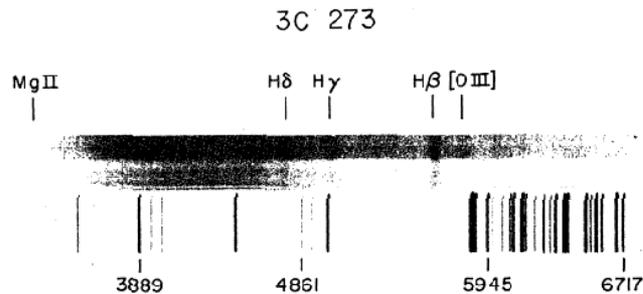
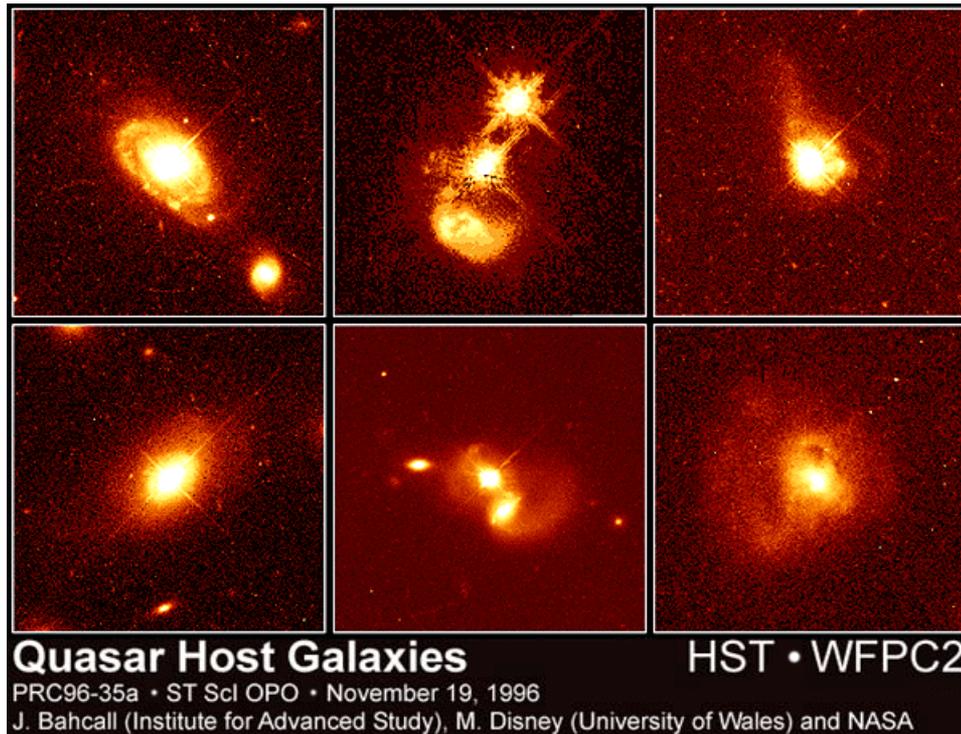


FIG. 2.—Spectrum of the quasi-stellar object 3C 273B, 400 Å/mm original, 103a-F, January 23, 1963. The comparison spectrum is H + He + Ne. Exposure over the upper half of slit was three times that over the lower half. Redshifted emission lines of H and [O III] are indicated; also the barely visible line of Mg II, confirmed on denser exposures.

クェーサーも銀河中心核の一種

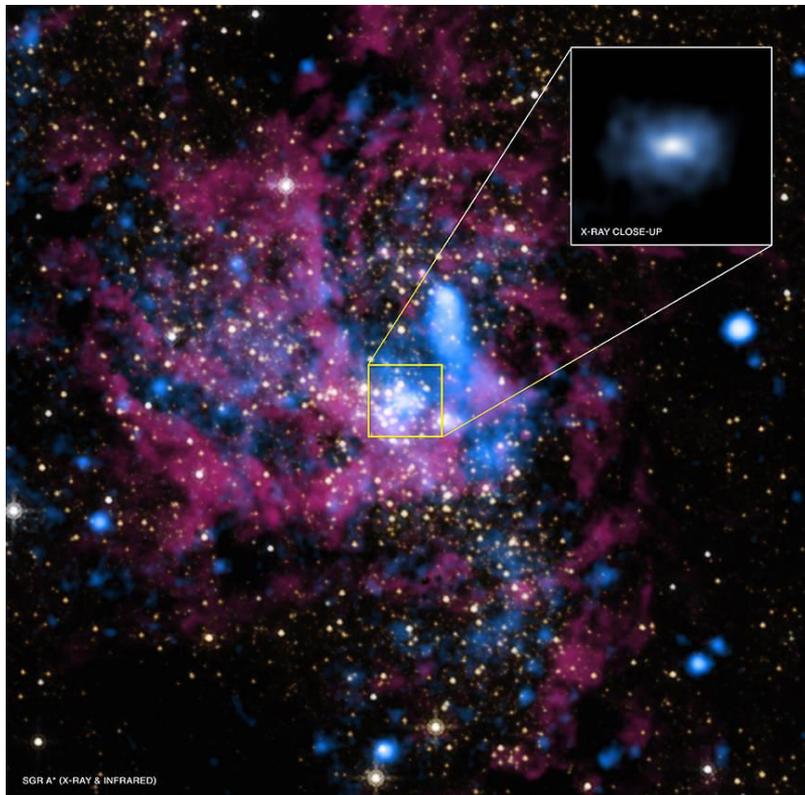
- Seyfert銀河とよく似たスペクトル
- 中心核は銀河本体よりもずっと明るい
- 最近では母銀河が直接観測されている例もある。



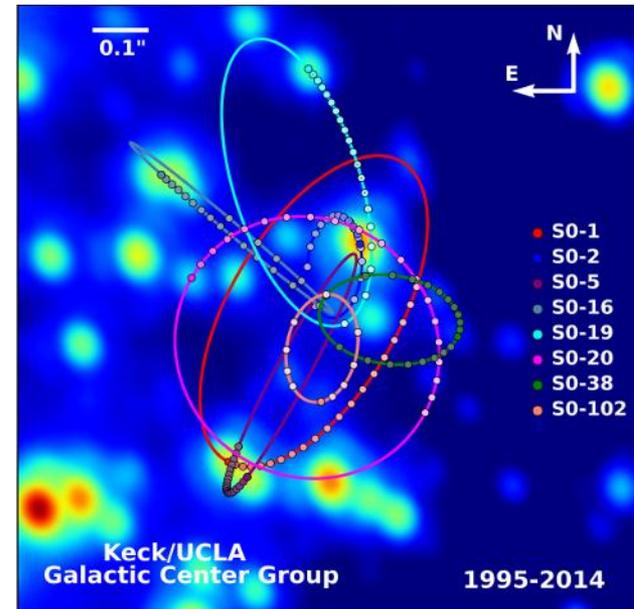
銀河系中心の巨大BH

Sgr A*

もともと電波源として発見

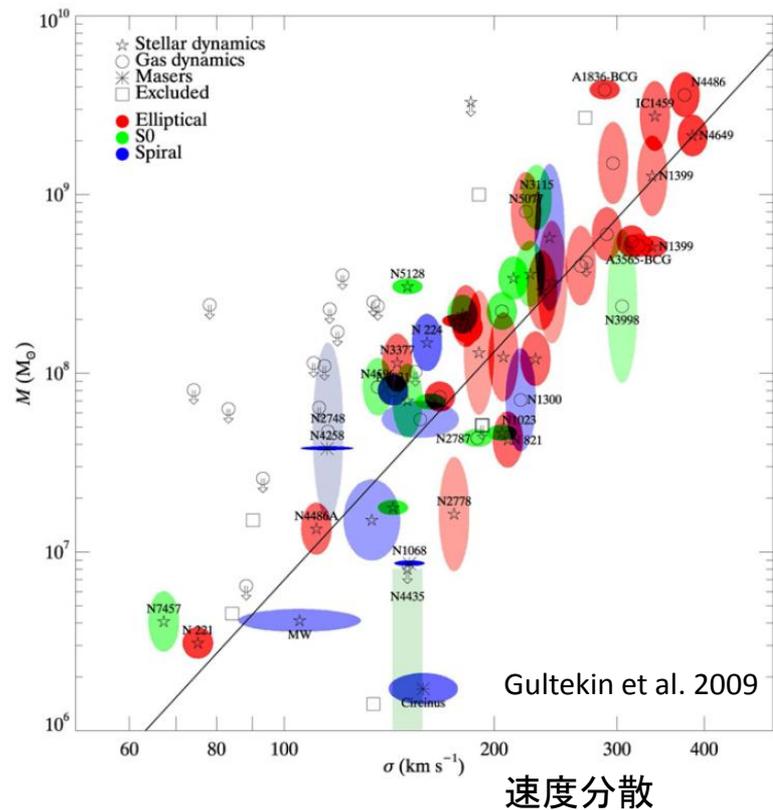
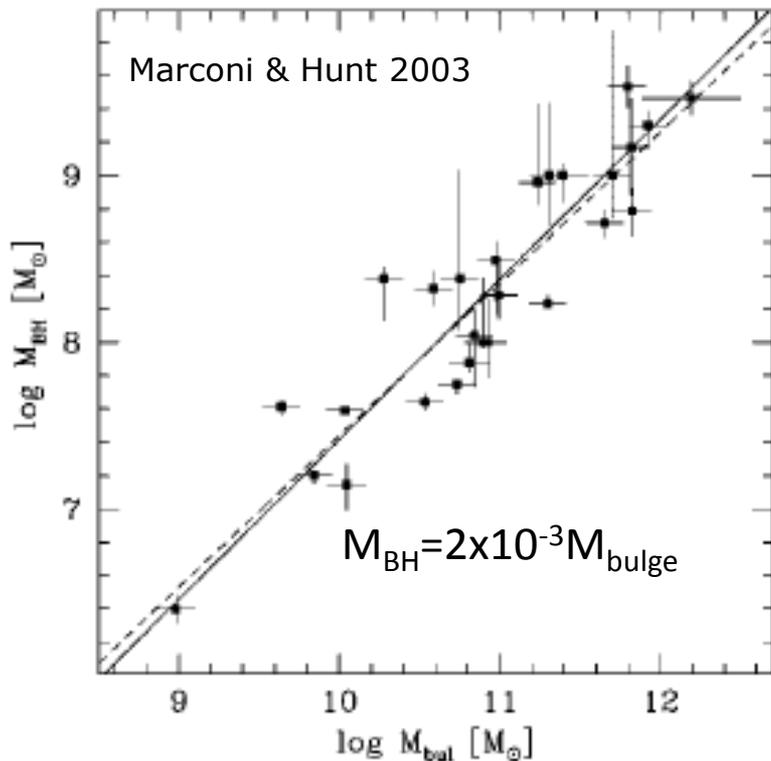


X-ray(青,Chandra)、赤外線(赤, HST)



$M_{\text{BH}} = 4 \times 10^6 M_{\text{sun}}$
周囲の星の軌道の観測により質量がよく求まっている。

SMBHは銀河中心に普遍的に存在



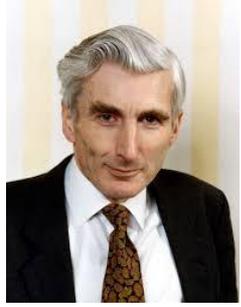
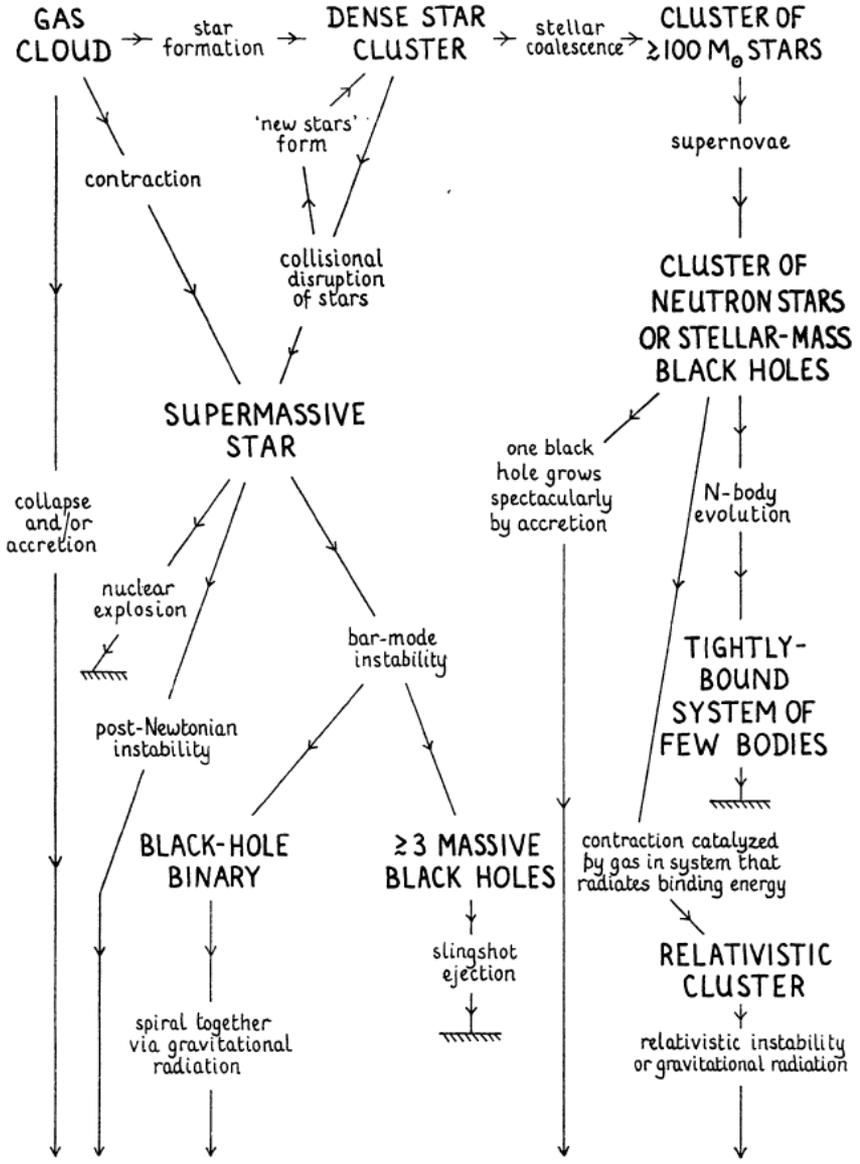
- BH質量はバルジの質量と比例しているらしい。

- 速度分散との相関が一番よいと言われている。

銀河本体(kpcスケール)と中心BH(<0.1pcスケール)の共進化を強く示唆

巨大BHの起源

“Rees chart” 1978



Baron Rees of Ludlow (1942-)

40年近くたった
現在も標準シナリオ
は存在せず

massive black hole

巨大BHへの道

ステップ1 種BH形成

宇宙初期にもっと小さな“種”ブラックホールが
まず形成

ステップ2 巨大BHへの成長

その後、種ブラックホールが合体、質量降着に
より成長して、現在までに巨大化

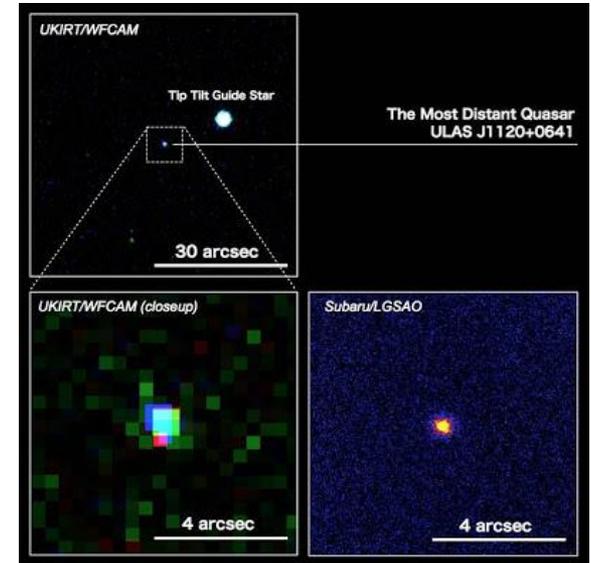
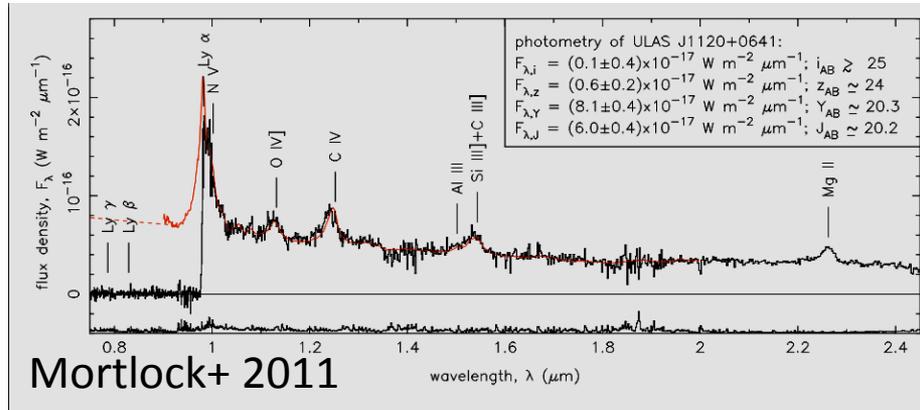
の2段階に分けて考えることができる。

7. 2 種ブラックホールの起源

宇宙初期にも SMBH が既に存在

例) ULAS J1120

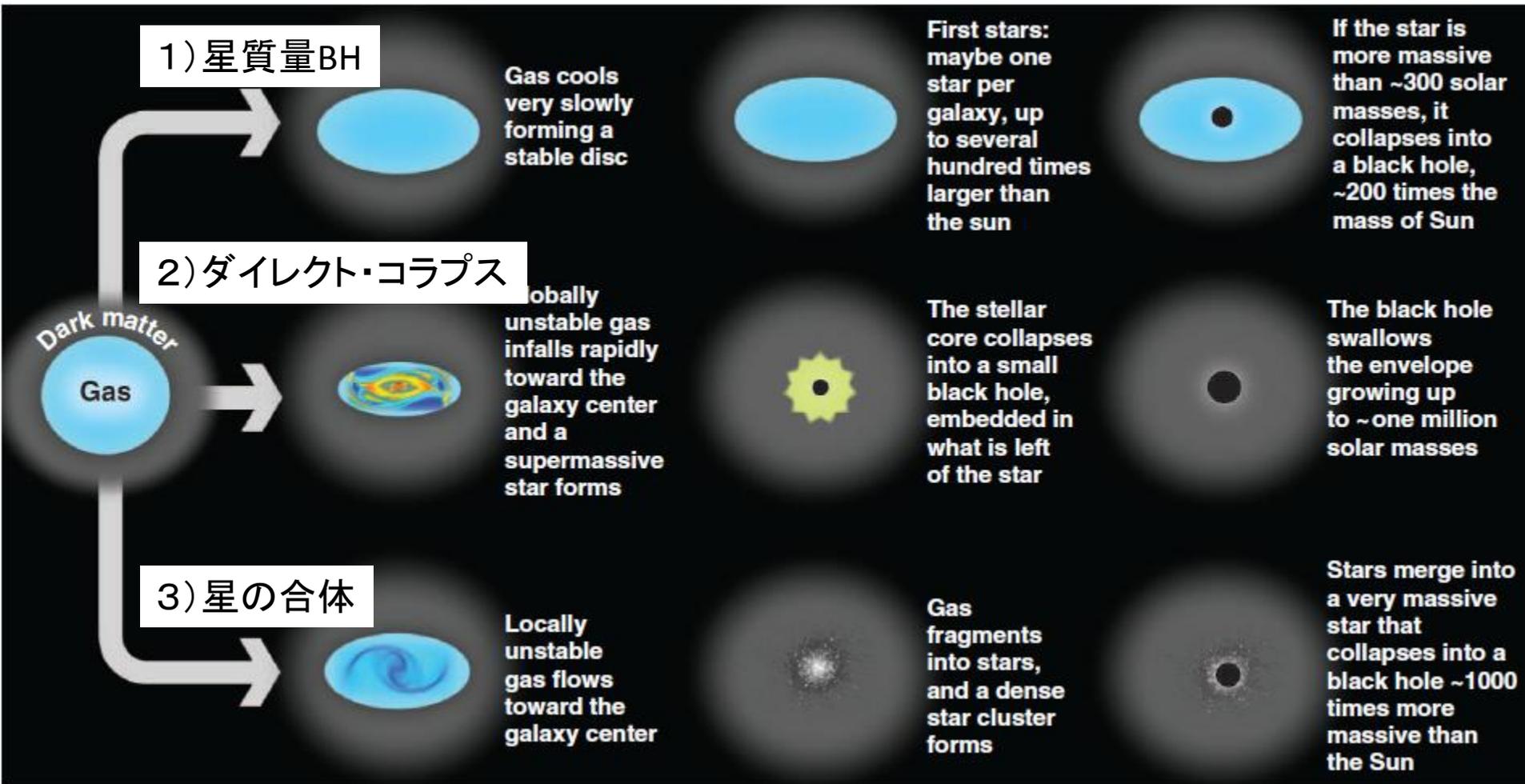
$$M_{\text{BH}} = 2 \times 10^9 M_{\text{sun}}, z = 7.085 \text{ (0.77 Gyr)}$$



- ・他にも $z > 6.5$ のものは全部で5つ見つかっている (Venemans + 2014)
- ・また $1.2 \times 10^{10} M_{\text{sun}}$ ($z = 6.3$) のBHも見つかっている (Wu + 2015)

ある程度大きな種BHがあった方が
短時間でSMBHに成長させやすい。

種BH形成シナリオ



1) 星質量の種BHからの形成

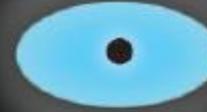
1) 星質量BH



Gas cools very slowly forming a stable disc

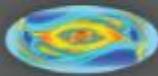


First stars: maybe one star per galaxy, up to several hundred times larger than the sun



If the star is more massive than ~300 solar masses, it collapses into a black hole, ~200 times the mass of Sun

2) direct collapse



Globally unstable gas infalls rapidly toward the galaxy center and a supermassive star forms



The stellar core collapses into a small black hole, embedded in what is left of the star



The black hole swallows the envelope growing up to ~one million solar masses

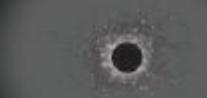
3) 星の合体



Locally unstable gas flows toward the galaxy center

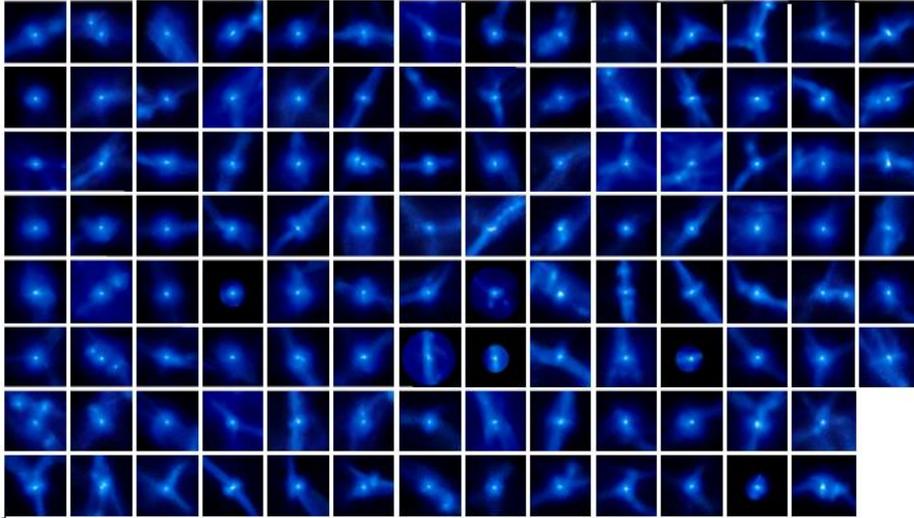


Gas fragments into stars, and a dense star cluster forms



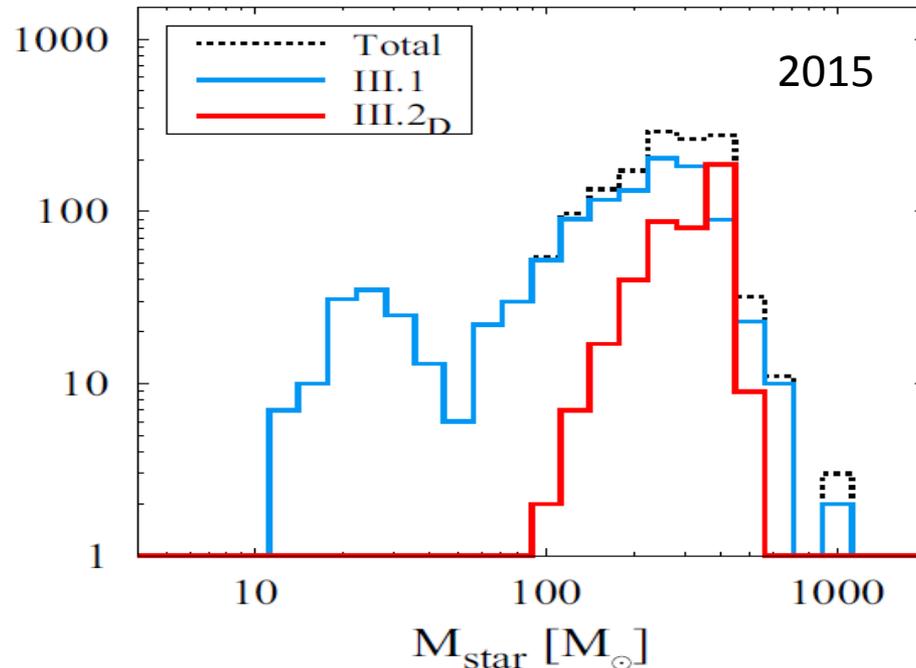
Stars merge into a very massive star that collapses into a black hole ~1000 times more massive than the Sun

Pop III IMF



✓ Flat distribution in a wide mass range:
a few $10\text{-}100 M_{\text{sun}}$

Even $1000M_{\text{sun}}$ first stars can be formed

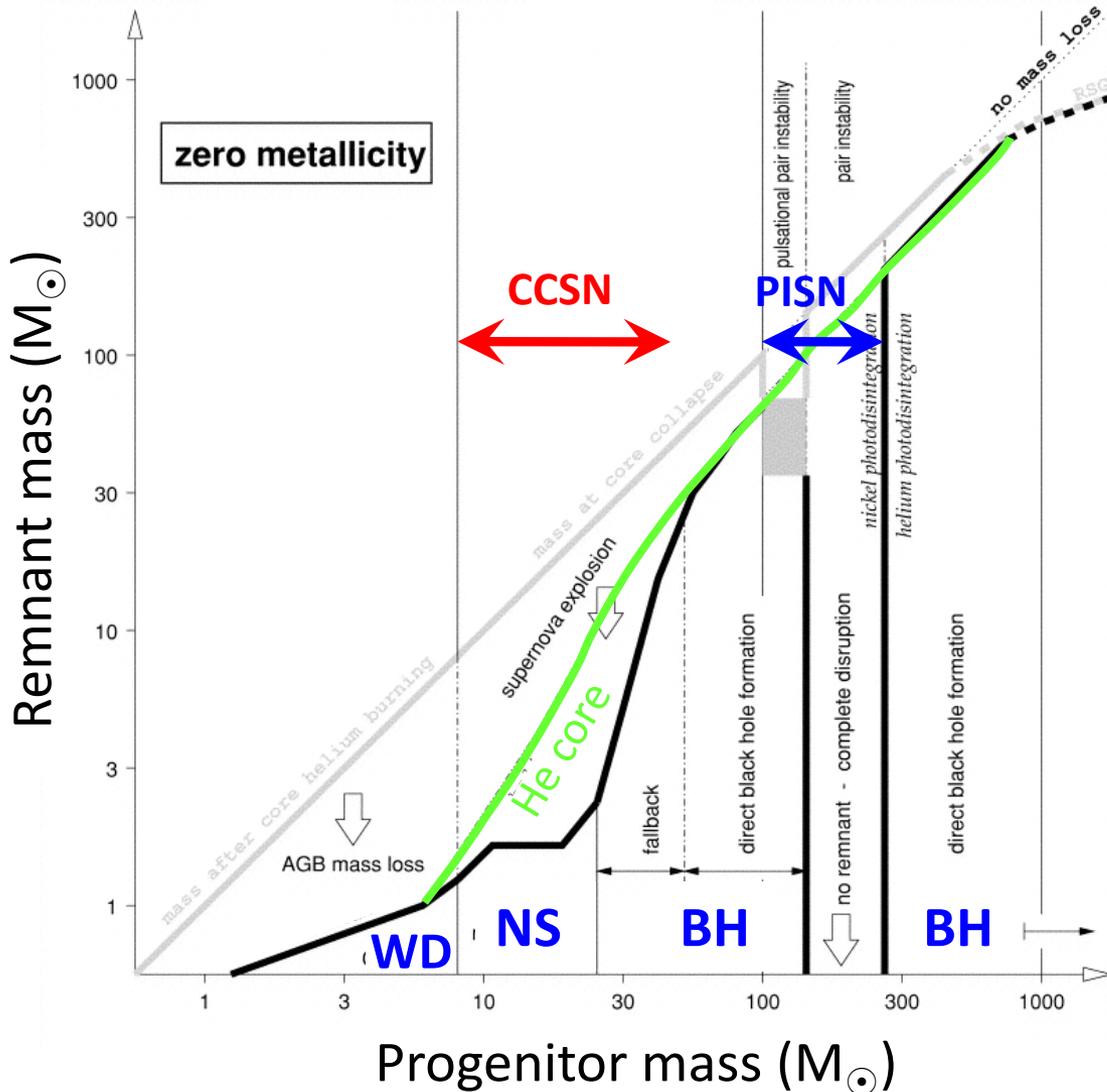


最近は大質量でもOKという
雰囲気

$1000M_{\text{sun}}$ first stars can end up with SMBHs at $z=7$ as long as the Eddington-limited accretion is sustained all the time.

PopIII星によるBH質量

Heger & Woosley 02



PISN rangeより大質量な星はもとの質量とほぼ同じBHになる。

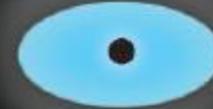
2) 直接崩壊による大質量BH形成

1) 星質量BH

Gas cools very slowly forming a stable disc

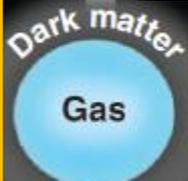


First stars: maybe one star per galaxy, up to several hundred times larger than the sun

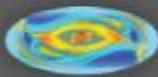


If the star is more massive than ~300 solar masses, it collapses into a black hole, ~200 times the mass of Sun

2) direct collapse



Globally unstable gas infalls rapidly toward the galaxy center and a supermassive



The stellar core collapses into a small black hole, embedded in what is left of the star



The black hole swallows the envelope growing up to ~one million solar masses

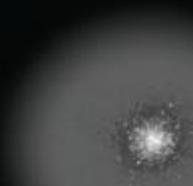


3) 星の合体

Locally unstable gas flows toward the galaxy center



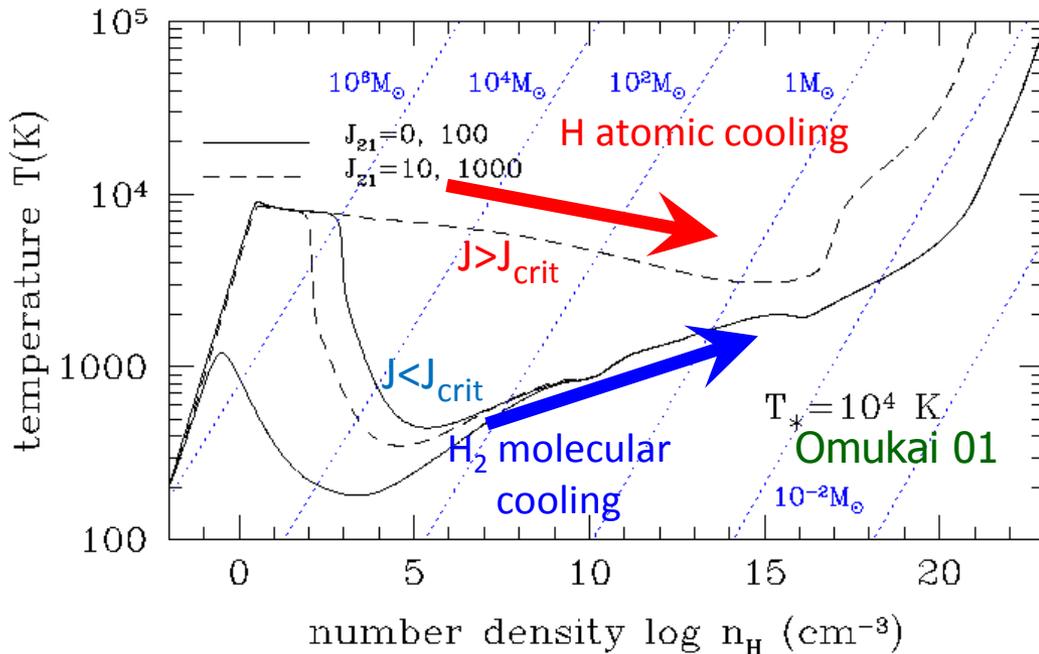
Gas fragments into stars, and a dense star cluster forms



Stars merge into a very massive star that collapses into a black hole ~1000 times more massive than the Sun



ダイレクト・コラプスとは？



If FUV radiation is more intense than **the critical value J_{crit}** , the cloud cools solely by atomic cooling.

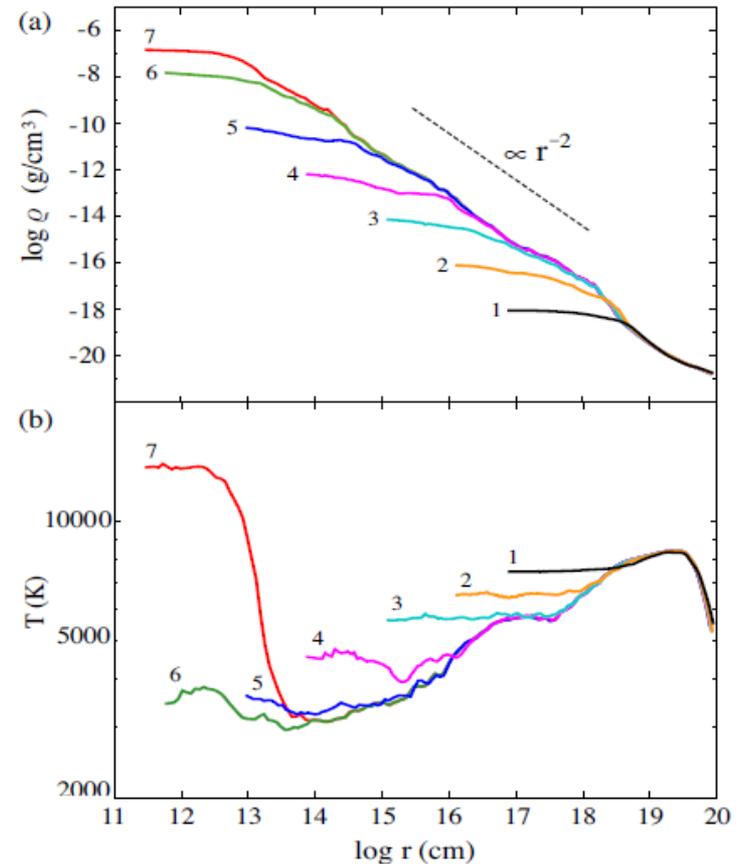
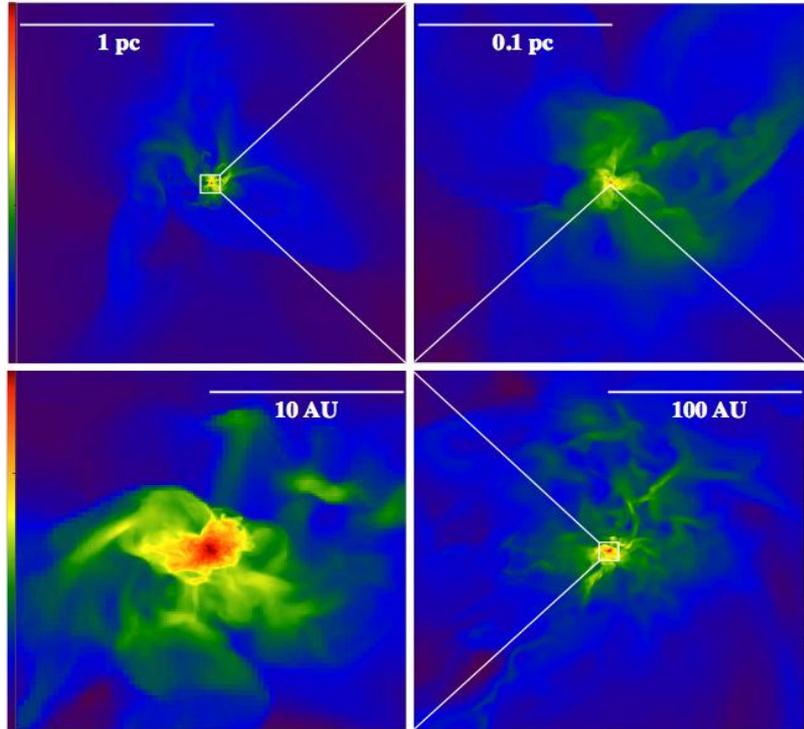
- **No rapid cooling phase**
→ monolithic collapse
- **high temperature (at $\sim 8000\text{K}$) during the collapse**
→ high accretion rate in protostellar phase

$$\begin{aligned} dM_*/dt &\sim c_s^3/G \\ &\sim 0.06M_{\text{sun}}/\text{yr} (T/10^4\text{K})^{3/2} \end{aligned}$$

超大質量星 ($>10^5 M_{\text{sun}}$) が形成される

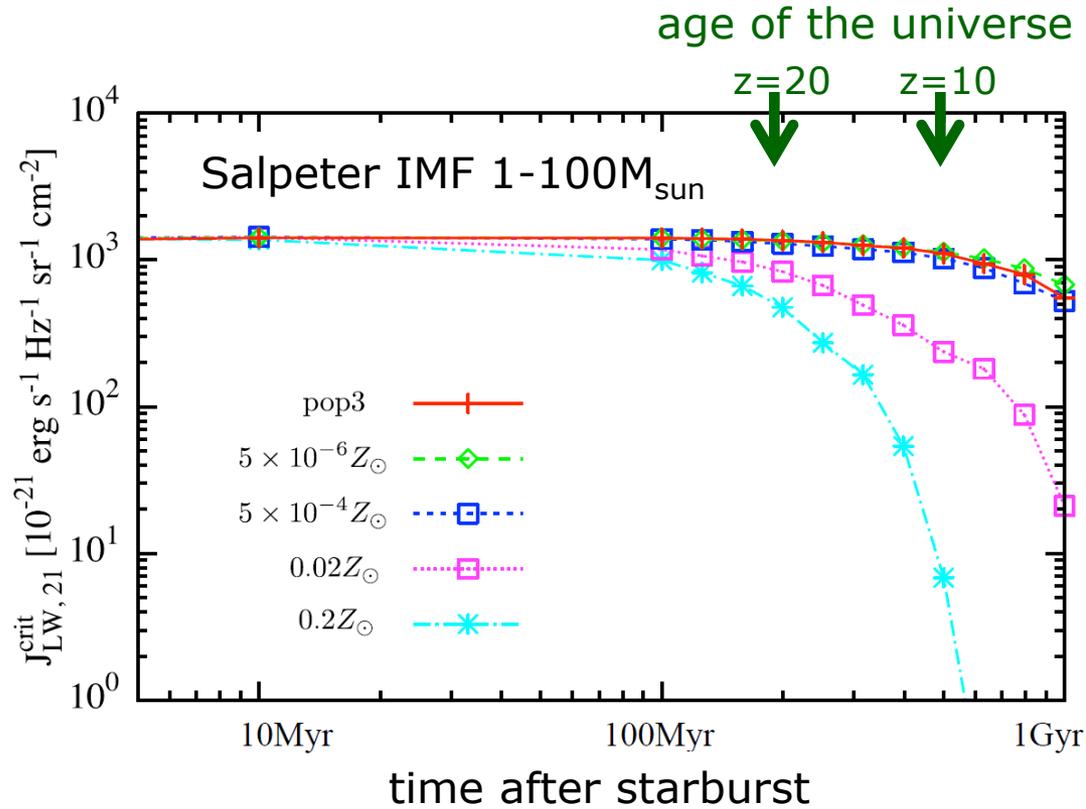
Monolithic Collapse

Inayoshi, Omukai & Tasker (2014)



- ✓ No major episode of fragmentation
- ✓ small protostar ($\sim 0.1 M_{\text{sun}}$) is formed

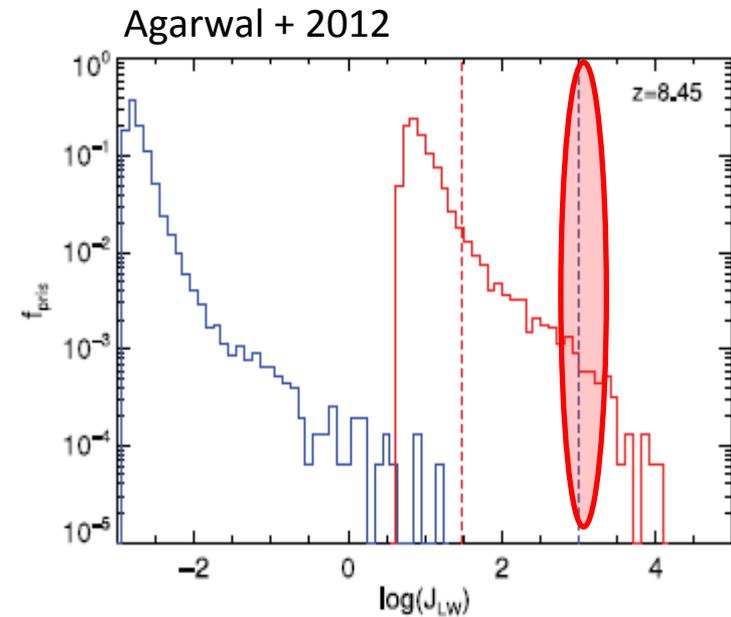
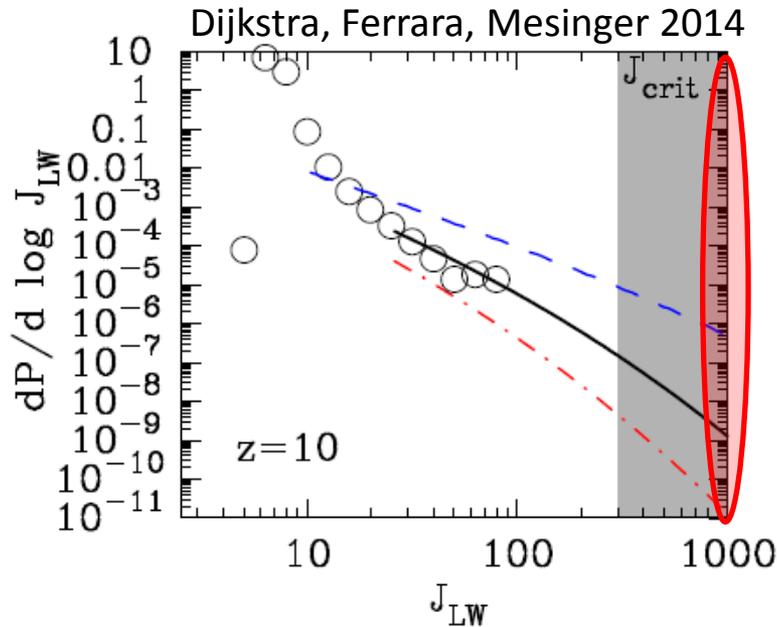
J_{cr} for Starburst Galaxies



- J_{cr} is very high (~ 1000) even for PopII galaxies (unless $>$ several 100Myr)

How many seeds?

$J_{\text{cr}} \sim 1000$ from our result

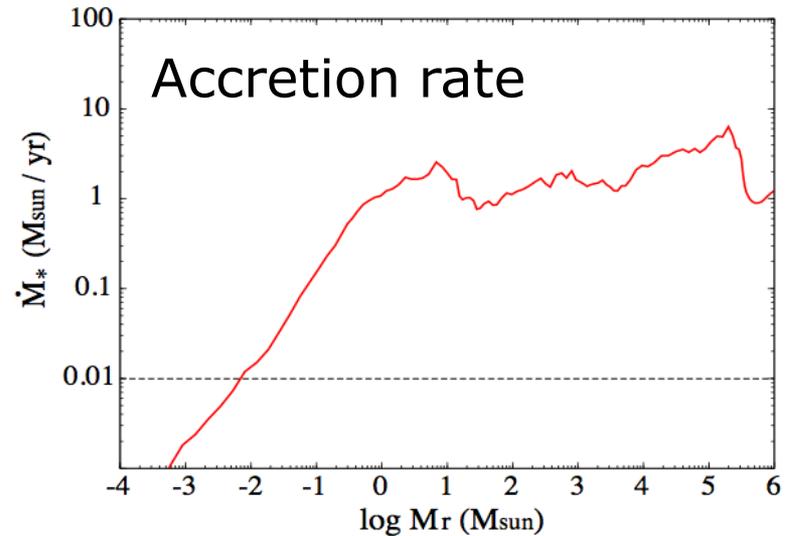
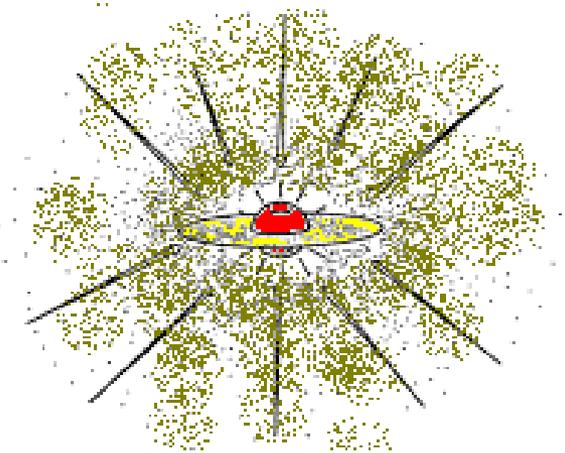


- Large discrepancies in estimate for J_{LW} distribution
- Direct collapse occurs only in very rare environments but may still account for high- z SMBH.

Accretion evolution to supermassive stars

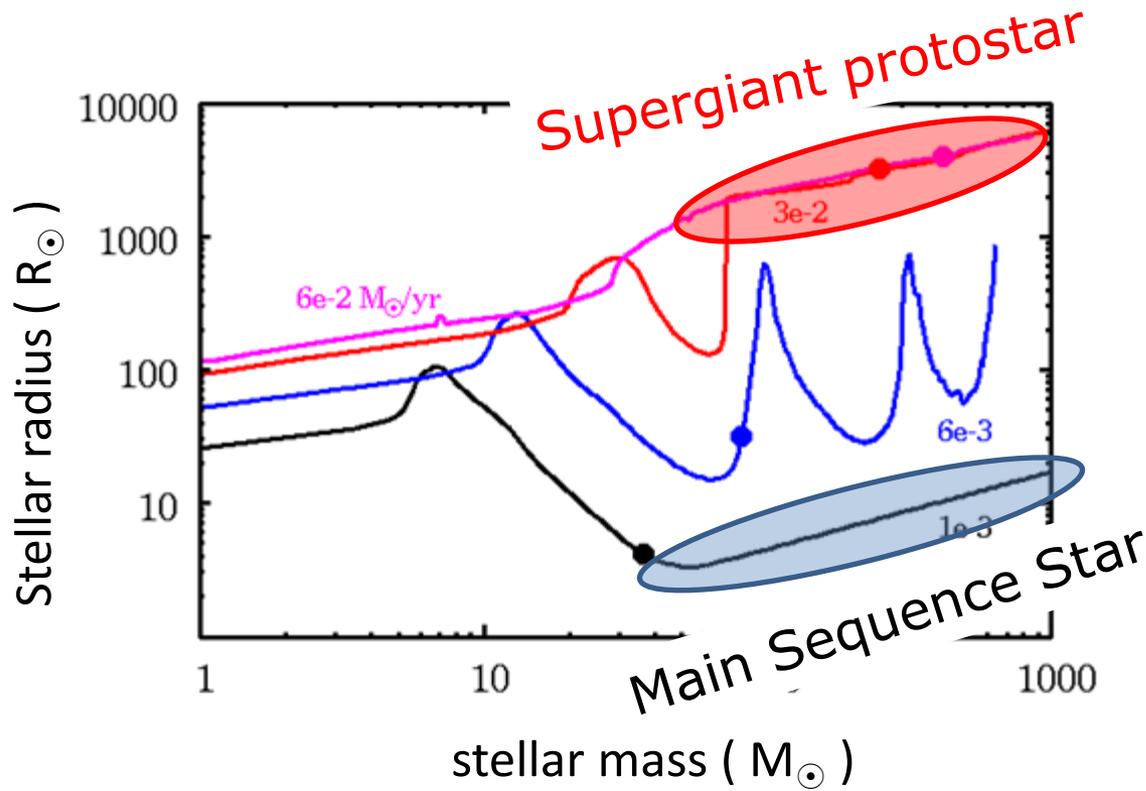
End product of the collapse phase :

protostar of $0.1 M_{\text{sun}}$
surrounded by gas envelope of $10^{5-6} M_{\text{sun}}$,
accreting with $1 M_{\text{sun}}/\text{yr}$



Supergiant protostar

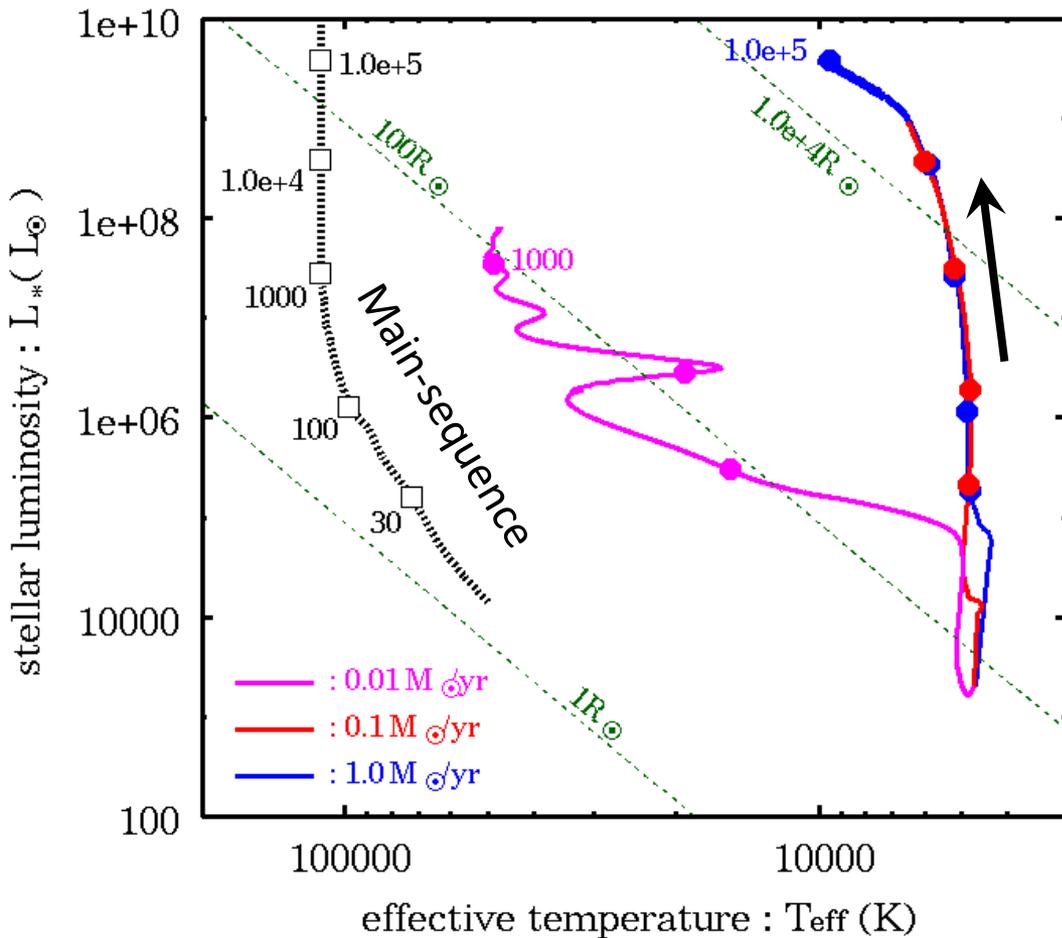
Hosokawa, Yorke, KO (2012)



With rapid mass accretion ($> 0.01 M_{\text{sun}}/\text{yr}$), protostar does not reach the main sequence, with its radius inflating enormously to $\sim 10\text{AU}$.

Super-giant protostar on HR diagram

Hosokawa et al. (+KO) (2013)



low effective temperature
at several 10^3K
(looks like a red-giant
star)

→ negligible UV luminosity
and feedback

→ accretion continues
unhindered and the star
becomes supermassive

Note: Accretion can be episodic.

For its effect on the stellar feedback, see Yuya Sakurai's poster.

General relativistic collapse

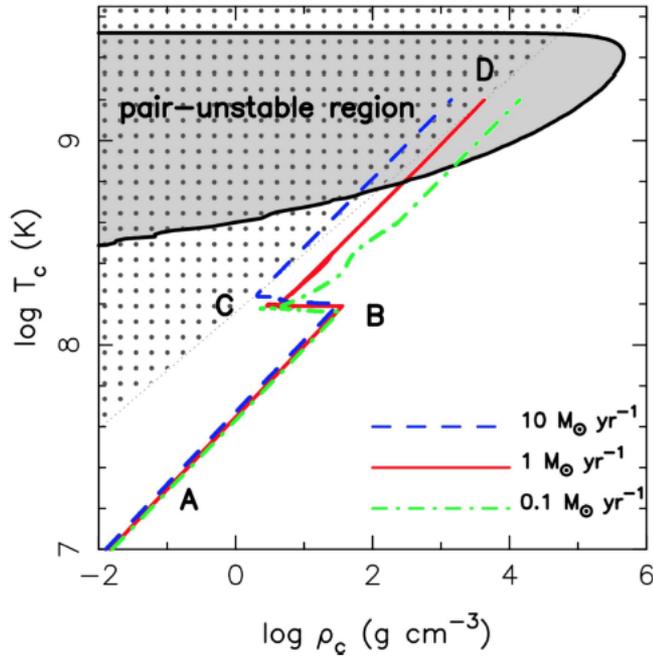


Figure 1. Evolution of the central temperature and density for the cases with different accretion rates of $\dot{M} = 0.1, 1,$ and $10 M_\odot \text{ yr}^{-1}$. The gray shaded area denotes the electron-positron pair-unstable region. The star becomes GR unstable in the dot-shaded area under the assumptions of the $n = 3$ polytropic structure and primordial composition.

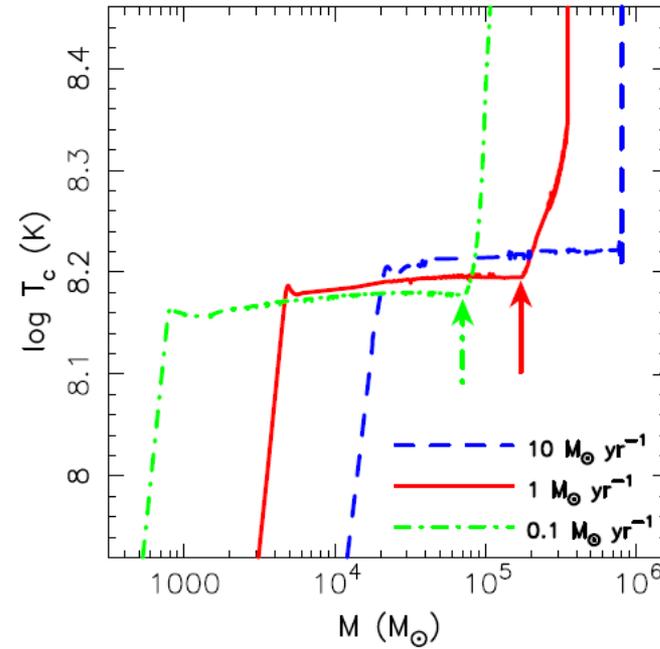
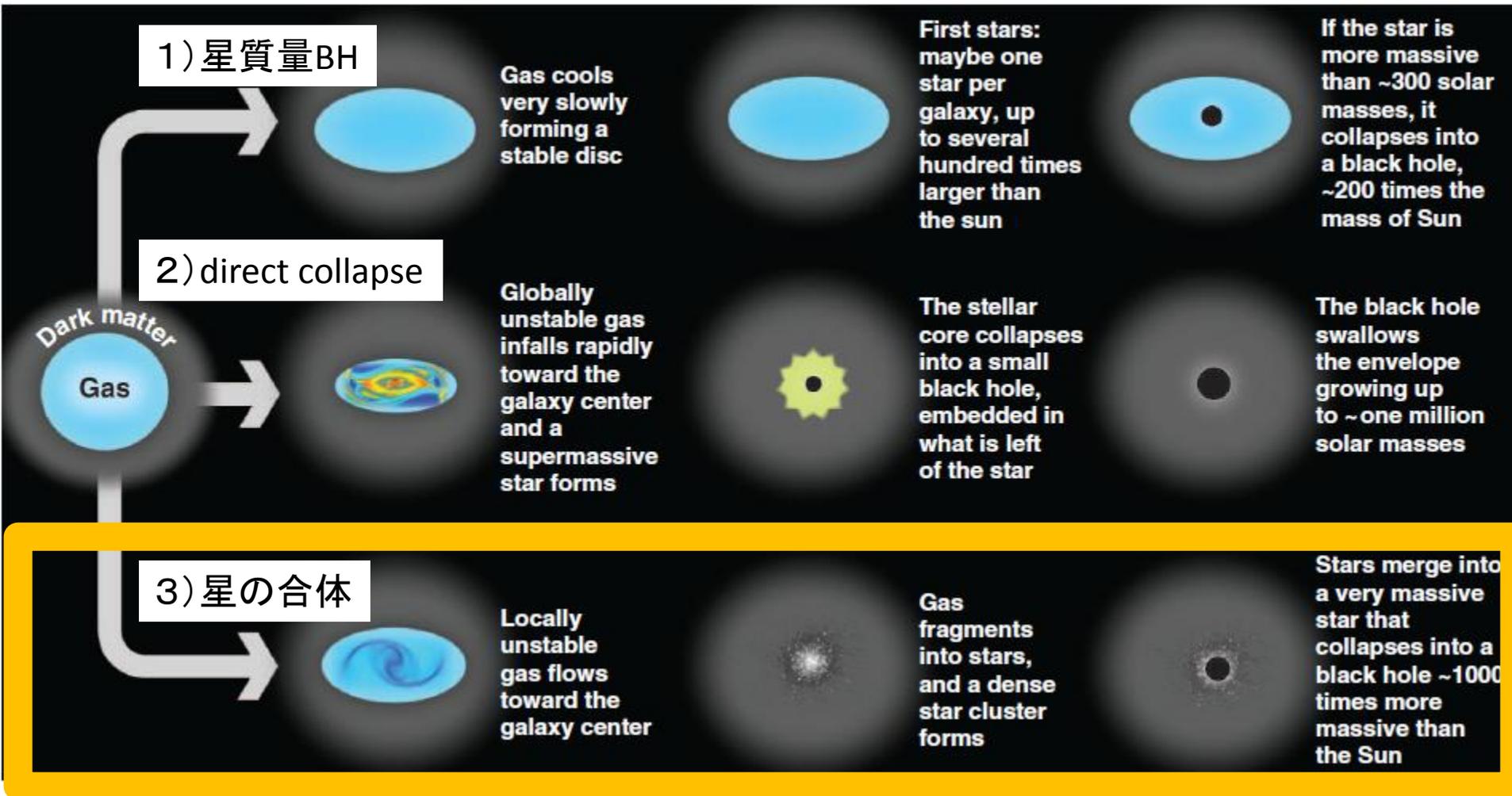


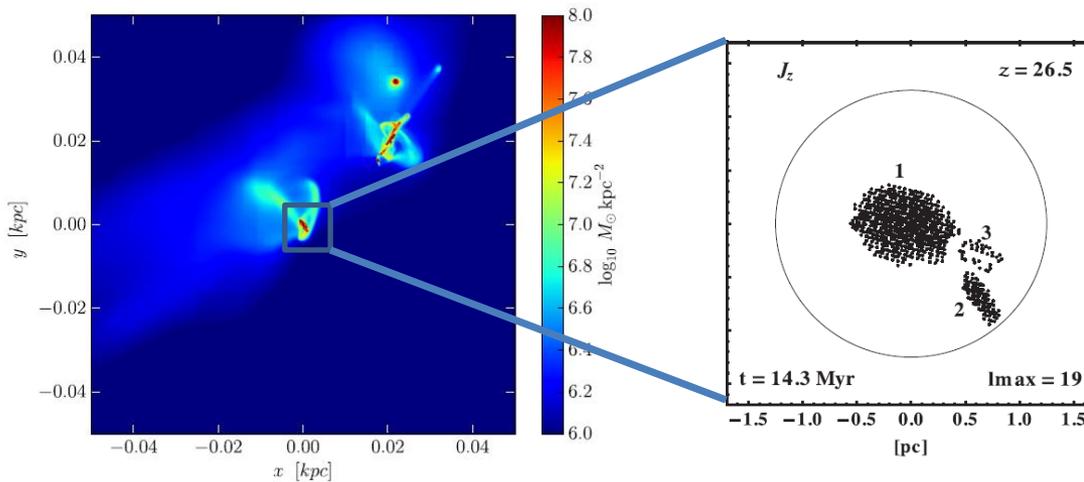
Figure 2. Evolution of the central temperature T_c as the stellar mass increases. Only the values around the stable nuclear burning are shown for clarity. The different lines represent the different accretion rates, $10 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ (blue dashed), $1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ (red solid), and $M = 0.1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ (green dotted-dashed line). The vertical arrows indicate the points where the central hydrogen is exhausted with $M = 0.1$ and $1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$.

3) 高密度星団中での星の合体



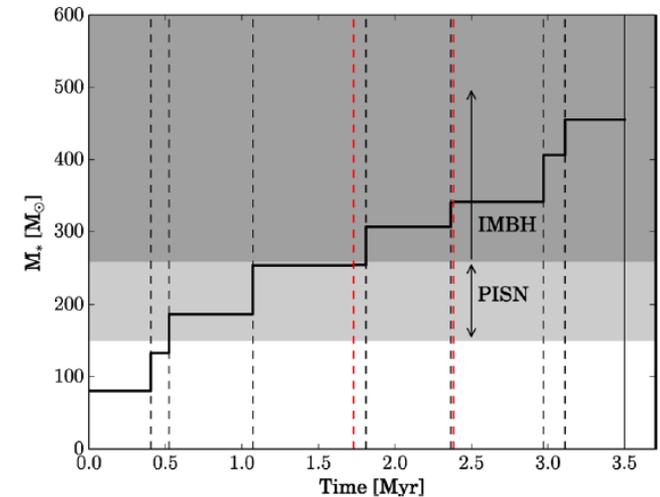
宇宙論的ハロー中での高密度星団

Katz, Sijacki & Haehnelt 2015



ペアになっているハローを選び出す
(相方からの銀河風で重元素汚染)

中心領域のクランプを星団におきかえる
→ N体計算



高密度星団の中心で星が合体して成長する。

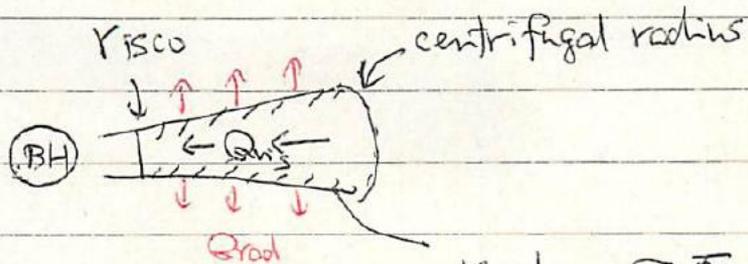
- 合体により形成される星は、せいぜい初代星程度($\sim 1000 M_{\text{sun}}$)
- 重元素を持つので星風により質量損失する可能性もある。

種BH各説の現状

- 星質量BHからの成長
最近はまだPopIII質量も大きくなってきたので、
可能かもしれない
- ダイレクト・コラプスによる
大質量種BH
Jcrは高すぎる→ 頻度は少ない
high-z SMBHなどの例外的なものだけか？
もしくは別の形成経路がある？
- 星団中の星の合体
種の質量は結局いくらなのか不明。
中途半端な質量だとmass lossしてしまうかも

7. 3 巨大ブラックホールへの成長

BH降着円盤からの輻射効率



Kepler 回転 disk $\Omega_K = \sqrt{\frac{GM_{BH}}{r^3}}$

- shear viscosity \rightarrow angular mom. transfer
gas 内側)に落下
- (重力エネルギー) \rightarrow viscous heating \rightarrow radiative cooling
 $Q_{vis} = Q_{rad}$

ISCO でのエネルギー (per unit mass)

$$E_{\text{grav}} = - \frac{GM_{\text{BH}}}{r_{\text{ISCO}}}$$

$$E_{\text{kin}} = \frac{1}{2} v_{\text{K}(r_{\text{ISCO}})}^2 = \frac{GM_{\text{BH}}}{2r_{\text{ISCO}}}$$

$$E = E_{\text{grav}} + E_{\text{kin}} = - \frac{GM_{\text{BH}}}{2r_{\text{ISCO}}}$$

このエネルギーは radiation に
使われる

rest mass に対する radiation efficiency

$$\epsilon = \frac{GM_{\text{BH}}}{2r_{\text{ISCO}} c^2}$$

Schwarzschild BH $r_{\text{ISCO}} = 3r_g = \frac{6GM_{\text{BH}}}{c^2}$

$$\epsilon_{\text{Sch}} = \frac{1}{12} \approx 8\%$$

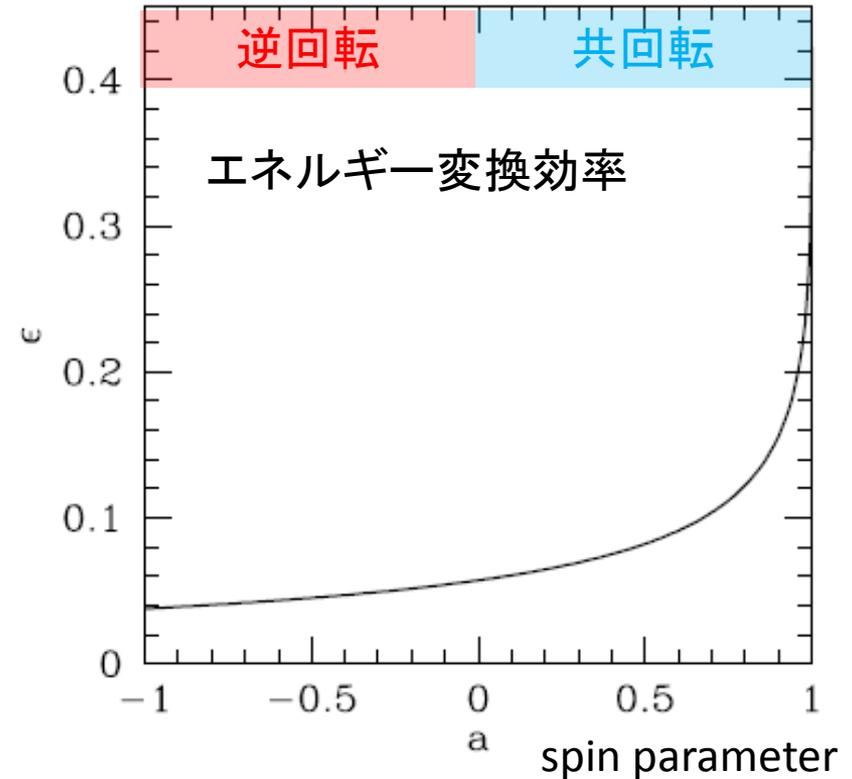
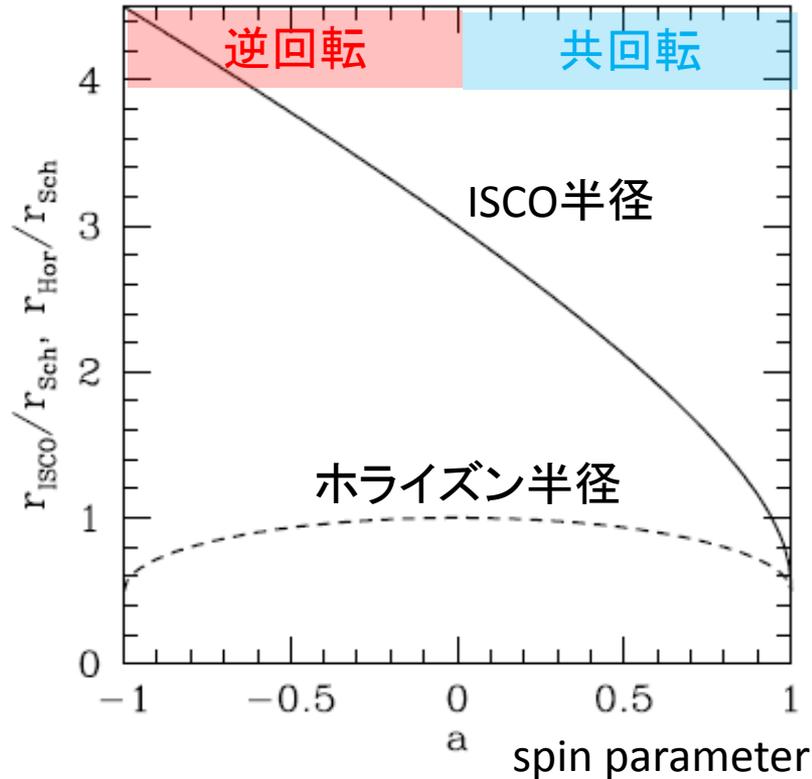
↑ (3ヶ人と相対論を用いると $= 1 - \sqrt{8/9} \approx 6\%$)

・ 核融合 ($4\text{H} \rightarrow \text{He}$ $\epsilon \approx 0.7\%$) よりも

1ヶ月前の効率

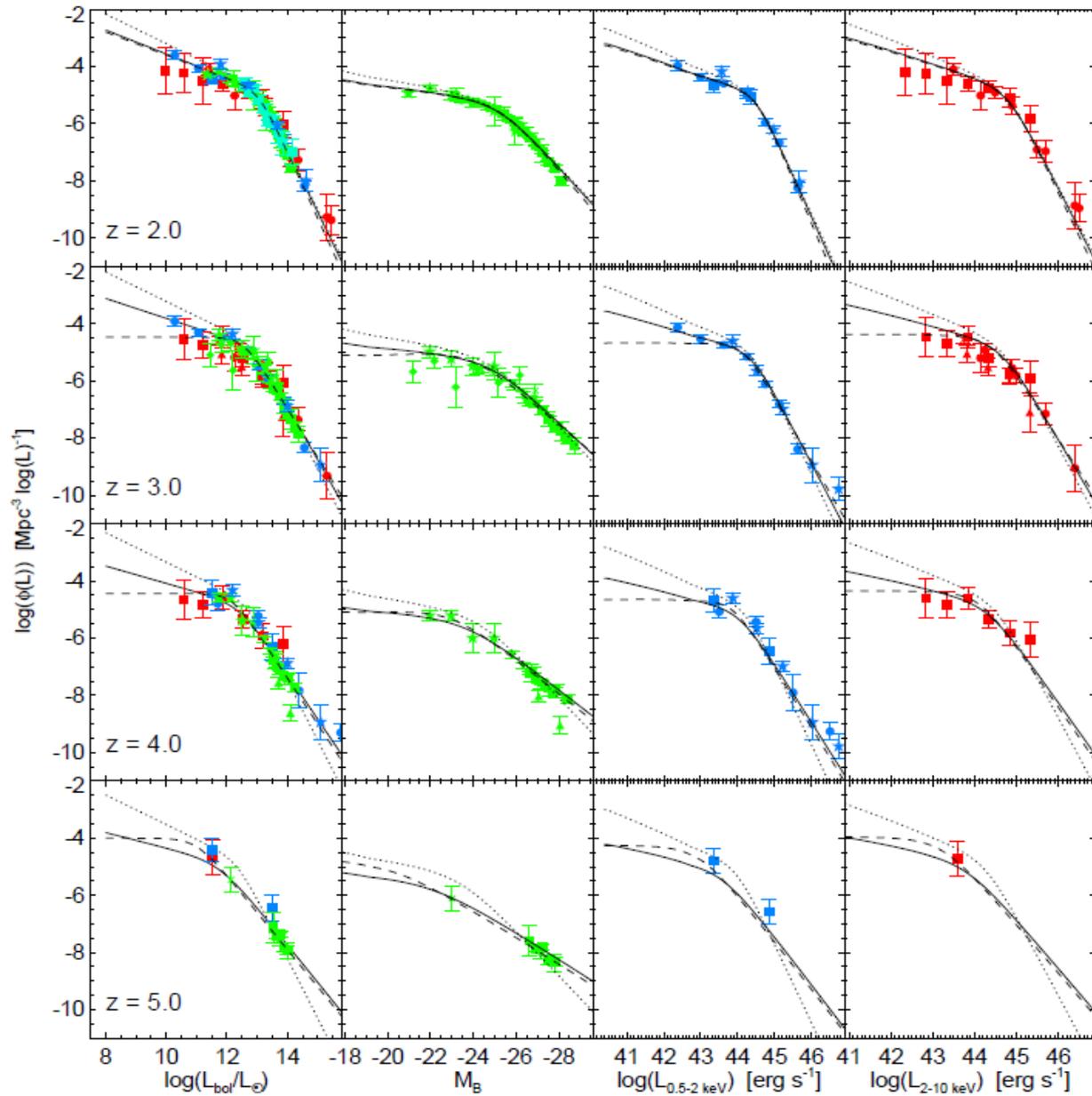
エネルギー変換効率

Loeb & Furlanettoの教科書より



- 核融合反応(水素燃焼で $\epsilon \sim 0.7\%$)よりも1ケタ大きな効率
- 星(質量の10%くらいが燃料になる)に比べるとBHは同じ質量で100倍のエネルギー変換効率

クエーサー光度関数のz進化



Soltan argument

z~3以降では効率10%くらいの降着による成長でOK

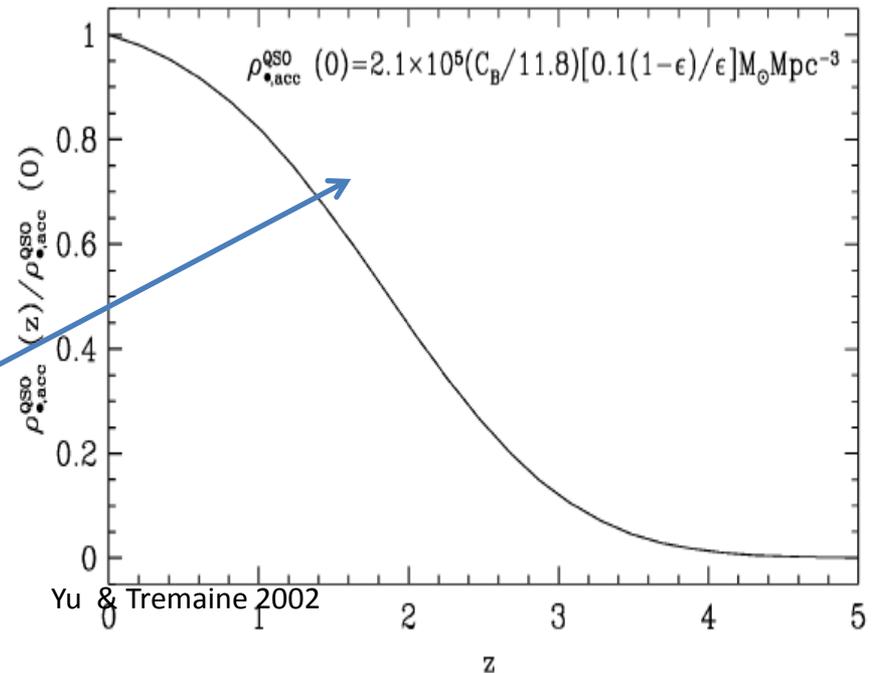
high-zのQSO LFの積算から見積もられるBH質量密度

$$\rho_{\bullet, \text{acc}}^{\text{QSO}}(z) = \int_z^{\infty} \frac{dt}{dz} dz \int_0^{\infty} \frac{(1-\epsilon)L_{\text{bol}}}{\epsilon c^2} \Psi(L, z) dL$$

近傍でのBH質量密度

$$\rho_{\bullet}(z=0) = (2.5 \pm 0.4) \times 10^5 M_{\odot} \text{Mpc}^{-3}$$

ε~0.1とすると、
これらは同じくらいになる。



Eddington限界降着によるBHの成長

降着したガスのうち、割合 ϵ は輻射に、
残り $1-\epsilon$ はBHの質量増加に寄与

$$\dot{M}_{\text{BH}} = (1 - \epsilon)\dot{M}$$

フィードバックのため luminosity が Eddington luminosity

$$L_{\text{Edd}} = \frac{4\pi c m_{\text{p}}}{\sigma_{\text{T}}} G M_{\text{BH}}$$

に調整されているとすると、

$$L_{\text{Edd}} = \epsilon \dot{M} c^2 = \frac{\epsilon}{1 - \epsilon} \dot{M}_{\text{BH}} c^2$$

より、

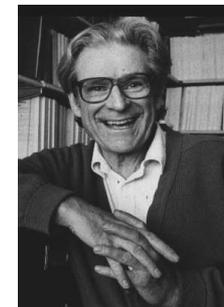
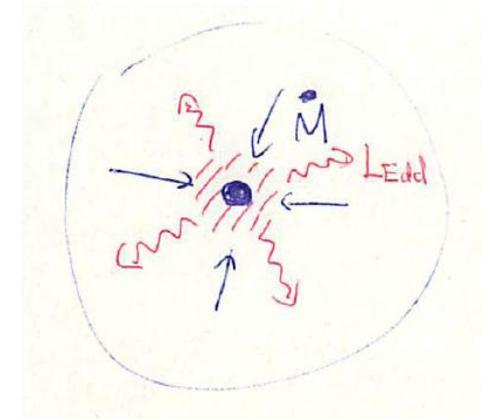
$$M_{\text{BH}} = M_{\text{seed}} \exp\left(\frac{1 - \epsilon}{\epsilon} \frac{t}{t_{\text{Sal}}}\right)$$

指数関数的に増加

となる。ここで、

$$t_{\text{Sal}} = \frac{\sigma_{\text{T}} c}{4\pi G m_{\text{p}}} = 0.45 \text{Gyr}$$

Salpeter time

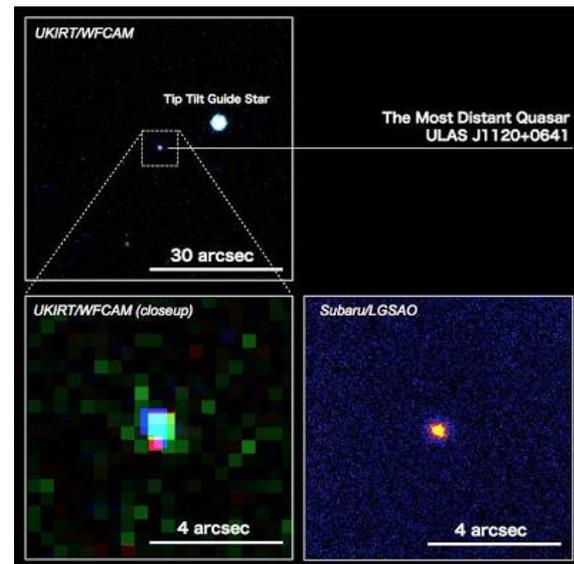
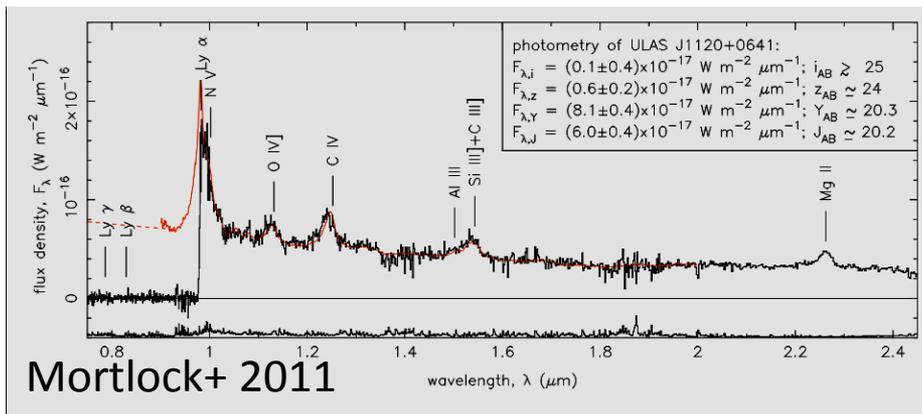


E. Salpeter
(1924-2008)

Highest-z SMBH

ULAS J1120

$M_{\text{BH}} = 2 \times 10^9 M_{\text{sun}}$, $z = 7.085$ (0.77 Gyr)



- ・他にも $z > 6.5$ のものは全部で5つ見つかっている (Venemans + 2014)
- ・また $1.2 \times 10^{10} M_{\text{sun}}$ ($z = 6.3$) のBHも見つかっている (Wu + 2015)

成長時間は？

$M_{\text{BH}} = 2 \times 10^9 M_{\text{sun}}$ のBHを $M_{\text{seed}} = 100 M_{\text{sun}}$ (or $1000 M_{\text{sun}}$) の種BHからEddington限界降着により作るには

$t_{\text{grow}} = t_{\text{Sal}} (\epsilon / (1 - \epsilon)) \ln(M_{\text{SMBH}} / M_{\text{seed}}) = 0.84 \text{ Gyr}$ (0.73 Gyr) かかる。

かなり厳しいがEddington rateで降着が続けば、辛うじてOKか

初代星BHの降着成長

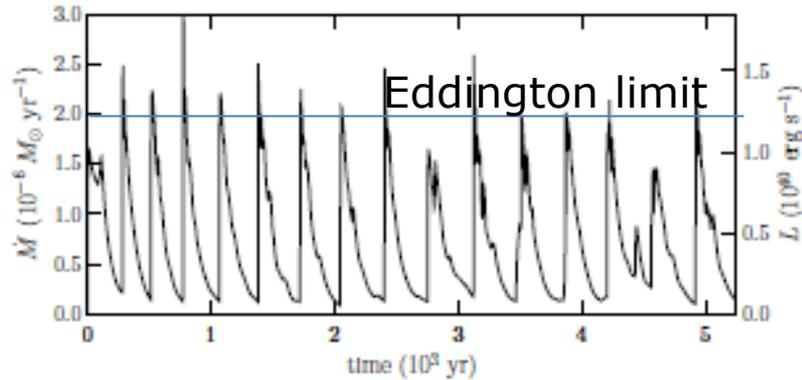
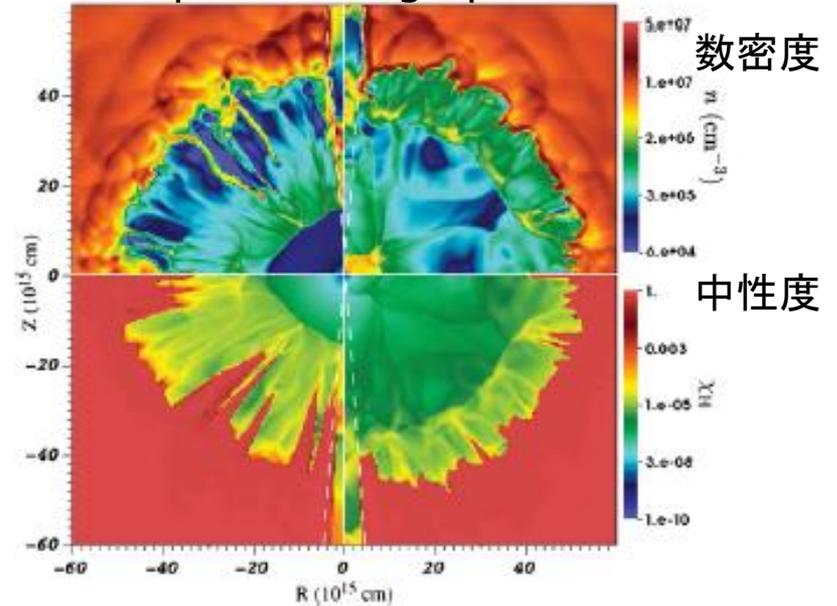


Figure 1. Central accretion rate and radiative luminosity as a function of time for radiative efficiency $\epsilon = 0.1$.

Milosavljevic+2009

BH 100Msun
low phase high phase



平均すると降着率はEddington limitの30%

Bondi 降着率の 0.2%。

⇒種BHの成長は順調とは言えないようである。

Park & Ricotti 2011のより系統的な解析(Park & Ricotti 2011,12)によると
密度 $n_{cr} \sim 5 \times 10^6 \text{ cm}^{-3} (M_{BH}/100 M_{sun})^{-1}$ ではEddington比 6%、
それより高密度だと50%となる。

超臨界降着

$v_{\text{diff}} < v_{\text{flow}} \rightarrow$ photon trapped in the accretion flow

photon が N 回の散乱 (random walk) で距離 R を進むとき、 $R = \sqrt{N}l$ である。

したがって、 $\sqrt{N} = R/l = \tau$ 。この間にかかる時間は $t_{\text{diff}} = Nl/c$

$$v_{\text{diff}} \simeq \frac{R}{t_{\text{diff}}} \simeq c/\sqrt{N} \simeq c/\tau \simeq c\left(\frac{\sigma_{\text{T}}\rho r}{m_{\text{p}}}\right)^{-1}$$

降着流の速度

$$v_{\text{flow}} = \frac{\dot{M}}{4\pi r^2 \rho}$$

photon-trapping が起こるのは

$$r < \frac{\dot{M}\sigma_{\text{T}}}{4\pi m_{\text{p}}c} = \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{\text{Edd}}} r_{\text{g}} \equiv r_{\text{tr}}$$

ここで、

$$r_{\text{g}} \equiv GM_{\text{BH}}/c^2 = r_{\text{S}}/2$$
$$\dot{M}_{\text{Edd}} \equiv L_{\text{Edd}}/c^2 = \frac{4\pi m_{\text{p}}}{\sigma_{\text{T}}c} GM_{\text{BH}}$$

Trapping radius 内では輻射は降着流にtrapされたまま、内向きに流れ、外には抜け出せなくなる。

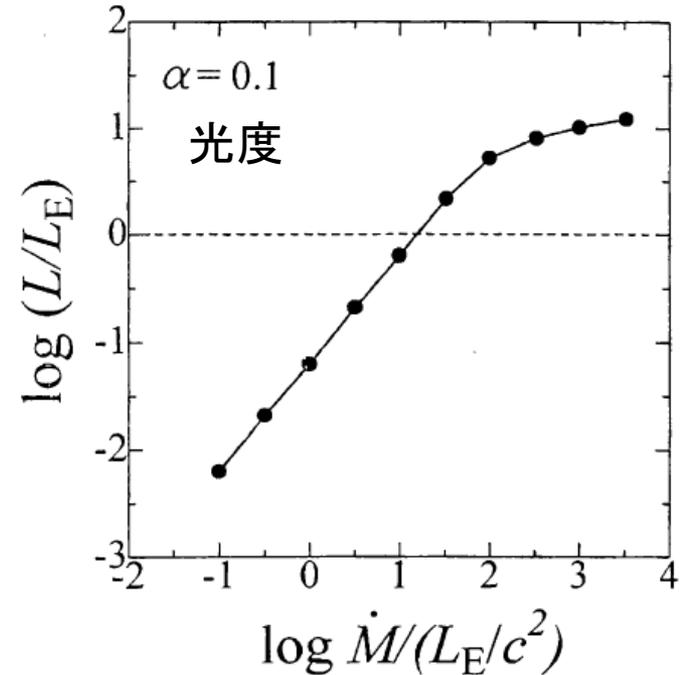
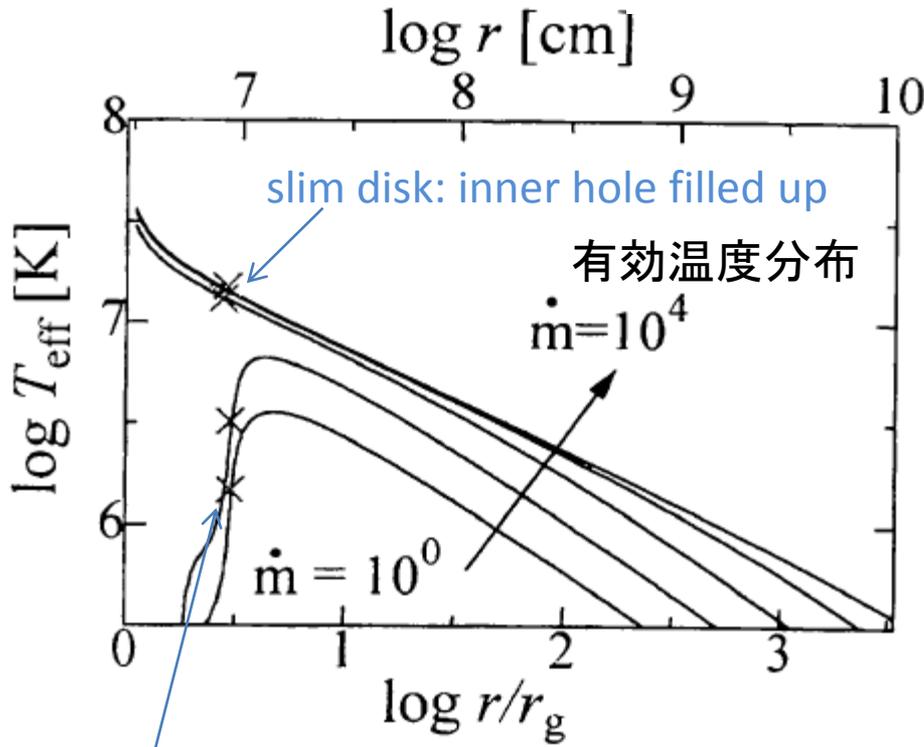
Eddington 降着率以上では、photon trapping が起こる。

超臨界降着円盤 : slim disk

$$r_{\text{tr}} = \frac{H}{r} \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{\text{Edd}}} r_s$$

$$\dot{m} \equiv \dot{M} / \dot{M}_{\text{crit}} = \dot{M} c^2 / L_E$$

Watarai et al. 2000



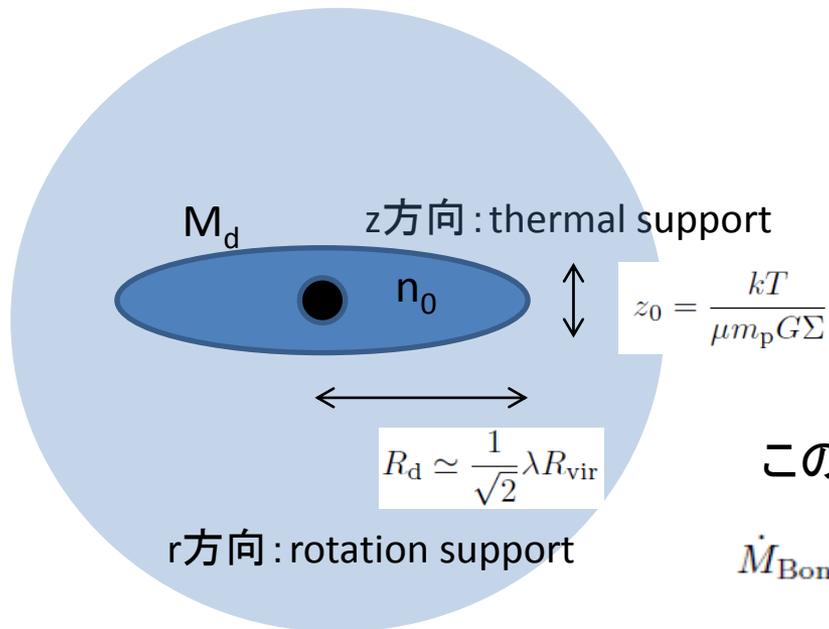
standard thin disk : r_{ISCO} に cutoff

- ✓ $\dot{m} > 30$ で、円盤構造が standard から slim disk へと遷移
- ✓ 最大光度は $10L_{\text{Edd}}$ あたりで飽和

原始銀河中でのBondi降着

Volonteri & Rees 2005

他に最近同じような論文が3つほど



原始銀河内の密度の見積もり

$$n_0 = \frac{M_d}{\mu m_p \pi R_d^2 z_0}$$

$$\approx 6 \times 10^4 f_{d,0.5}^2 \lambda_{0.05}^{-4} T_{8000}^{-1} R_{\text{vir},6}^{-4} M_{h,9}^2 \text{ (cm}^{-3}\text{)}$$

このときBondi降着率

$$\dot{M}_{\text{Bondi}} = \frac{\alpha 4\pi G^2 \rho M_{\text{BH}}^2}{c_s^3}$$

$$= 15 \left(\frac{M}{10^6 M_\odot} \right)^2 \left(\frac{n}{10^4 \text{ cm}^{-3}} \right) \left(\frac{T}{10^4 \text{ K}} \right)^{-3/2} M_\odot \text{ yr}^{-1}$$

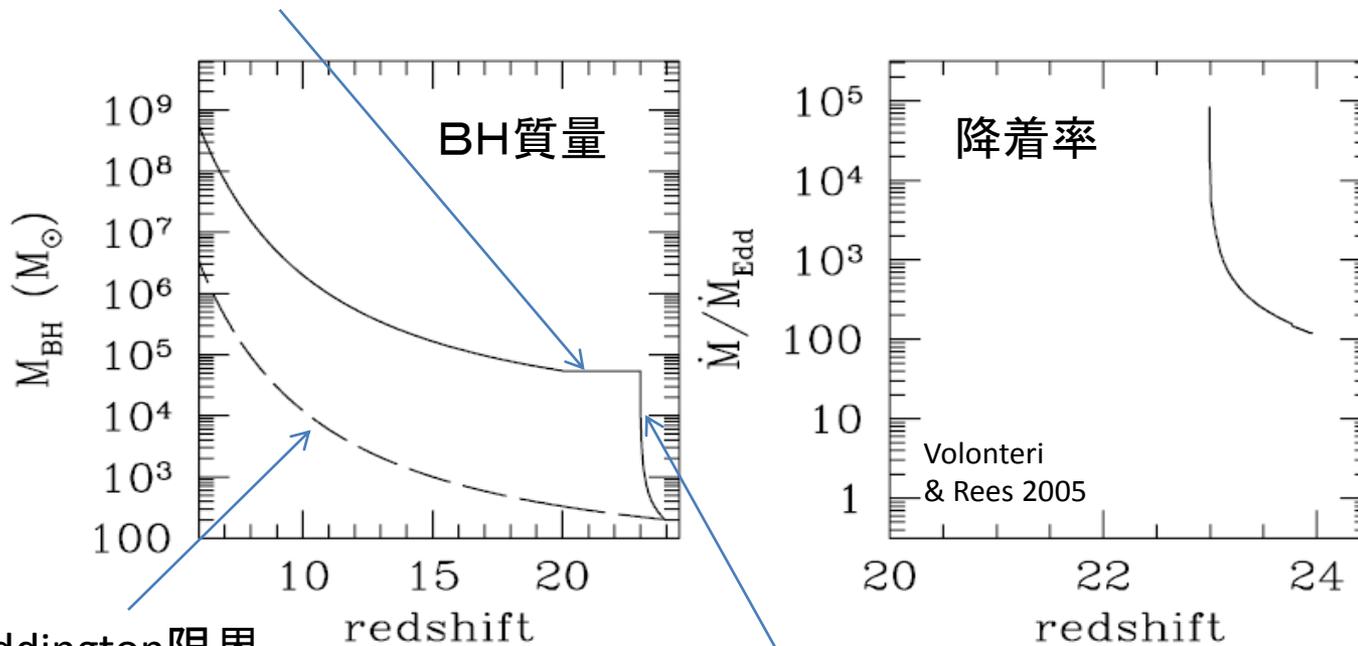
なので、Bondi降着率とEddington降着率の比は

BHフィードバックを考えていないが、高密度環境が存在すると、超臨界降着が実現される。

$$\frac{\dot{M}_{\text{Bondi}}}{\dot{M}_{\text{Edd}}} = 40 M_{\text{BH},3} n_{0,4} T_{8000}^{-3/2}$$

超臨界降着によるBH成長

超臨界Bondi降着ののち、
Eddington限界降着で成長



ずっとEddington限界
降着で成長

Bondi降着ではBH質量は有限時間で発散

$$M_{\text{BH}} = \frac{m_{\text{seed}}}{1 - t/t_{\infty}}, \quad t_{\infty} \equiv \frac{c_s^3}{\alpha 4\pi G^2 \rho m_{\text{seed}}}$$

銀河の合体成長とBH

- 衛星銀河が母銀河に合体する過程で、その内部にあったBHも母銀河内に取り込まれ、合体成長。
 - 始めはDMハローによる力学的摩擦、次に周囲の星による力学的摩擦で中心の方へ落ちる→連星BHの形成。
 - 連星BHの軌道半径が3体相互作用により小さくなる。
 - 最後は重力波放射で合体。
- ただしこの際の反跳により合体してできたBHがハローから放出される可能性がある(特に宇宙初期のハローがまだ小さい時期)。

重力波放射による反跳

Campanelli+2007

Koppitz+2007

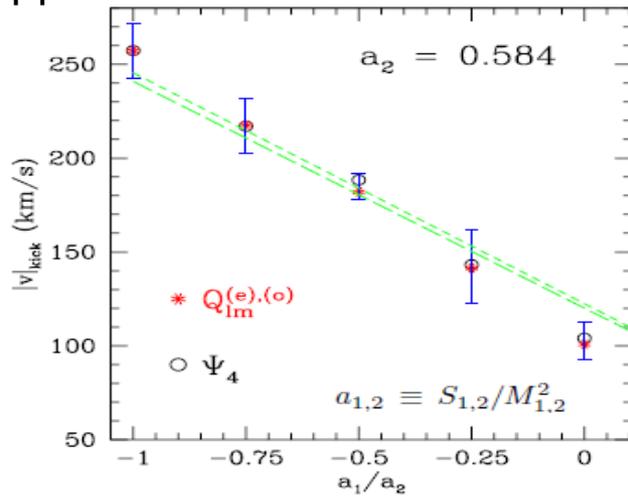


FIG. 3: Kick velocities and error bars for different spin ratios; the dashed lines show a linear fit of all the data when the point at $a_1/a_2 = 1$ is given an infinite weight since $|v|_{\text{kick}} = 0$ for $a_1 = a_2$.

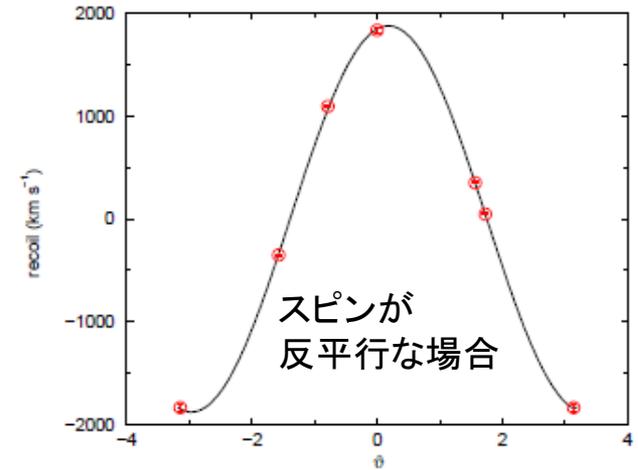


FIG. 1: The recoil velocity versus angle ϑ between the initial individual momenta and spins and a least-squares fit. Note that the $\vartheta = \pm\pi$ are the same SPC configuration.

BH連星の合体時、重力波放射の反作用として、典型的に数100km/sのkick velocityを受ける。
宇宙初期のハローの脱出速度を上回り、ハロー外に放出される
⇒合体による成長もあまりうまくいかないようである。

合体前に周連BH円盤との相互作用により、スピンの向きは揃う可能性

浮遊 & 銀河間ブラックホール

銀河中心まで落ち切れなかったBHやハロー外に放出されたBHが現在も漂っている可能性がある。

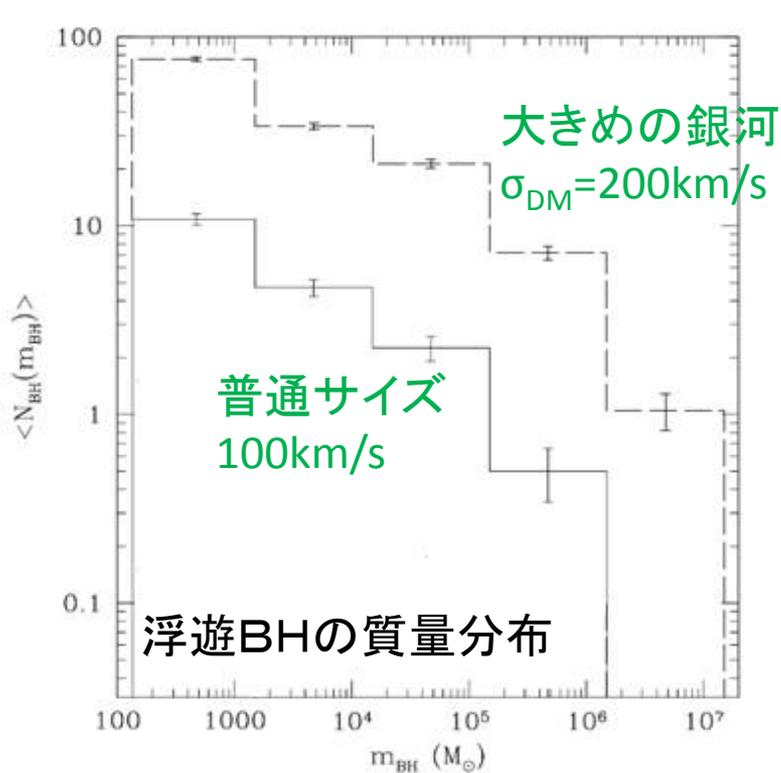


FIG. 13.—Mass function of wandering BHs at $z=0$, averaged over 20 Monte Carlo realizations of a galaxy-sized halo ($\sigma_{\text{DM}} = 100 \text{ km s}^{-1}$, solid lines), and 20 realizations of a more massive halo ($\sigma_{\text{DM}} = 200 \text{ km s}^{-1}$, dashed lines). The lower left histograms give the contribution of slingshots to the mass function in the two cases considered. Error bars are 1σ Poissonian noise. The nuclear SMBHs in these halos have masses $m_{\text{BH}} = (3.8 \pm 0.1) \times 10^6 M_{\odot}$ and $m_{\text{BH}} = (1.0 \pm 0.1) \times 10^8 M_{\odot}$, respectively.

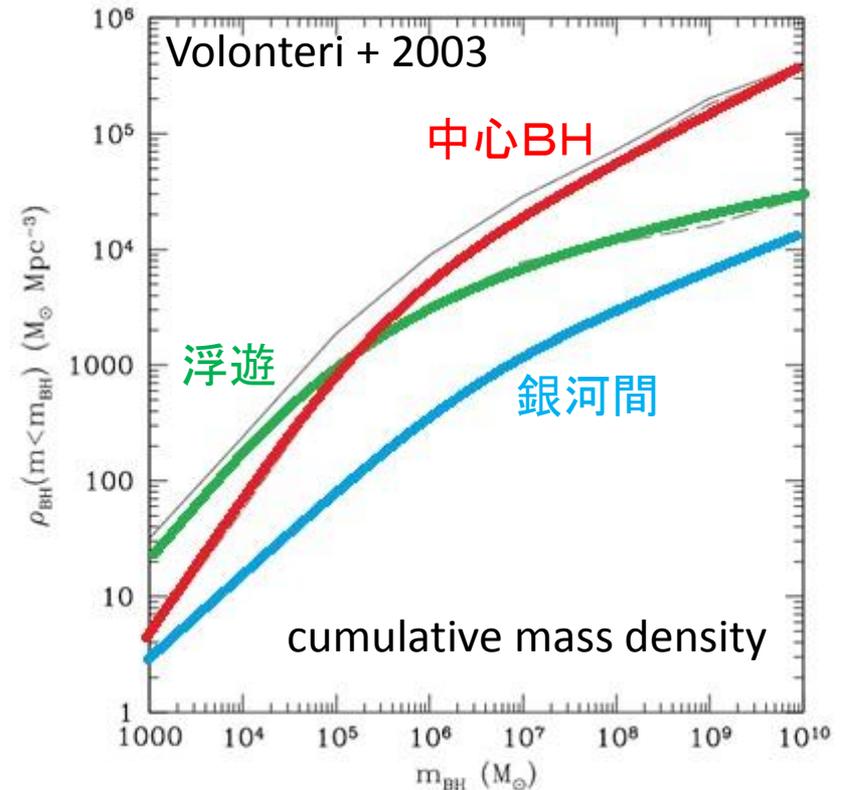


FIG. 15.—Cumulative mass density in BHs at redshift $z=0$. The total density is dominated by the nuclear BH contribution; however, the contribution of wandering BHs takes over for masses $\lesssim 10^5 M_{\odot}$. Solid line: Total mass density. Dot-dashed line: Nuclear BHs. Long-dashed line: Wandering BHs. Short-dashed line: Intergalactic BHs.

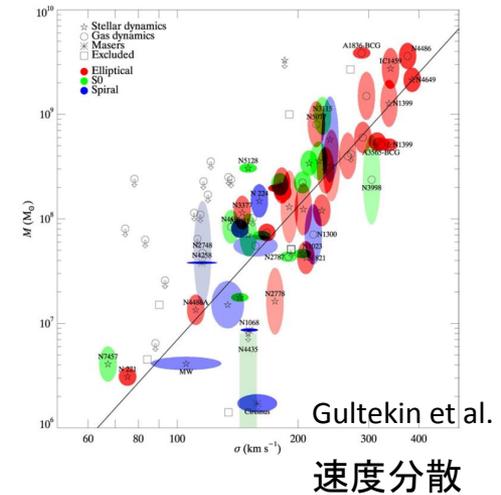
M_{\bullet} - σ 関係の起源は？

- BHからのFeedback説

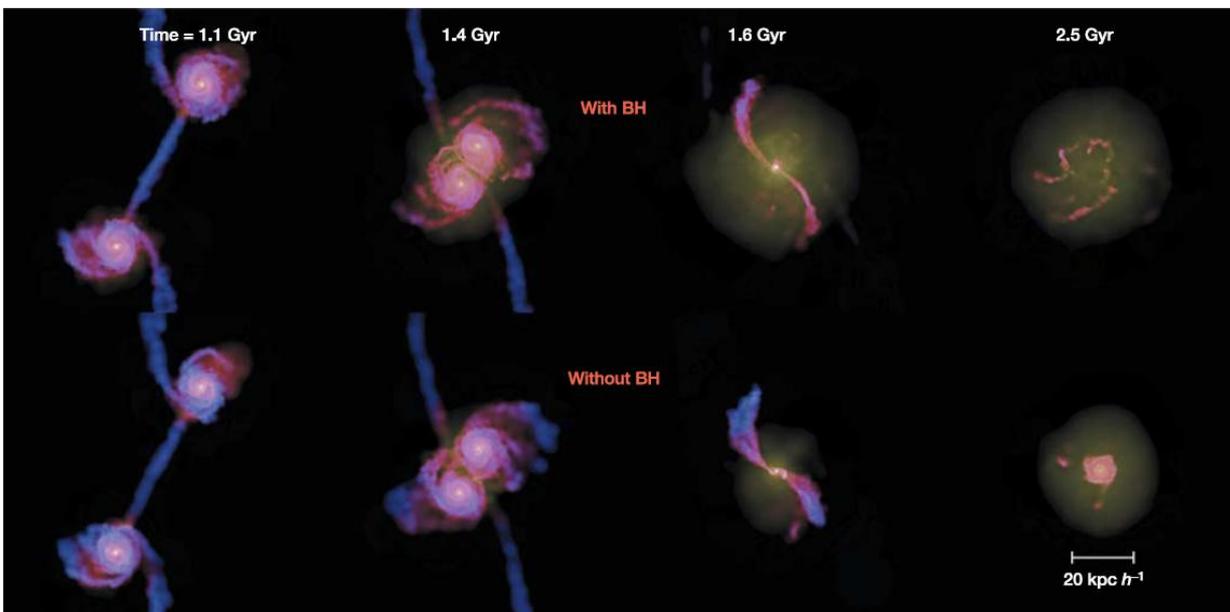
BH成長がバルジの星形成を止める。

- BHへのFeeding説

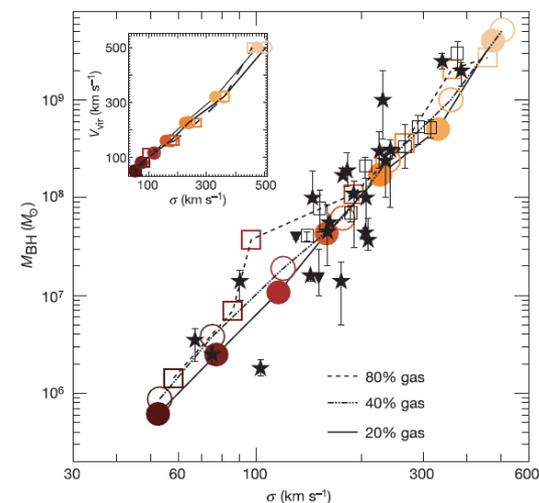
バルジ形成により、ガスの一部がBHへ供給される。



数値シミュレーションの例



di Matteo + 2005



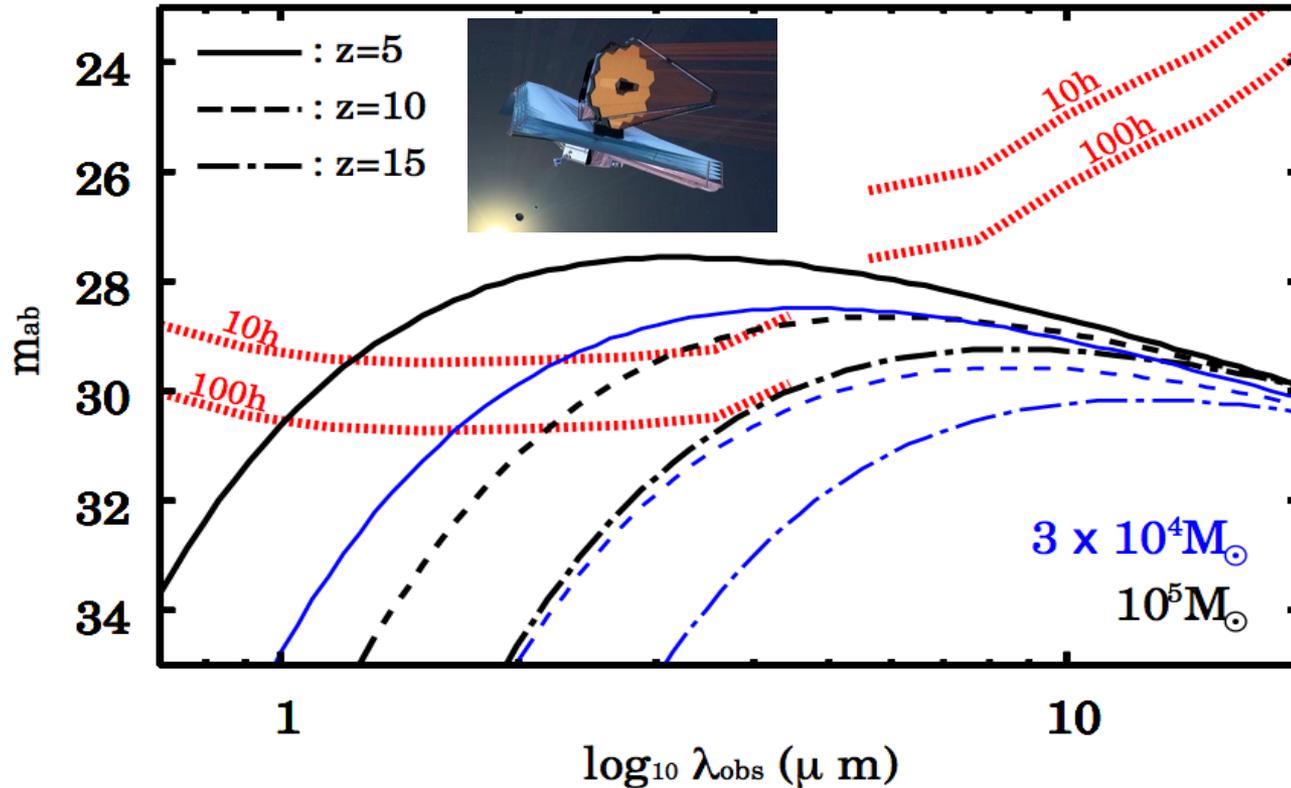
- 銀河合体の後、BHからのエネルギー注入によりガスが失われ、BHの成長と銀河中での星形成がどちらも止まる。
- 重力ポテンシャルが深い(σ 大)銀河ほど、フィードバックに抗してBH成長、星形成が長く続く。
→ M - σ 関係が再現できる。

種BHの正体の観測的検証

直接観測の可能性

Supergiant protostar detectable by JWST

Accreting supermassive stars are above the threshold

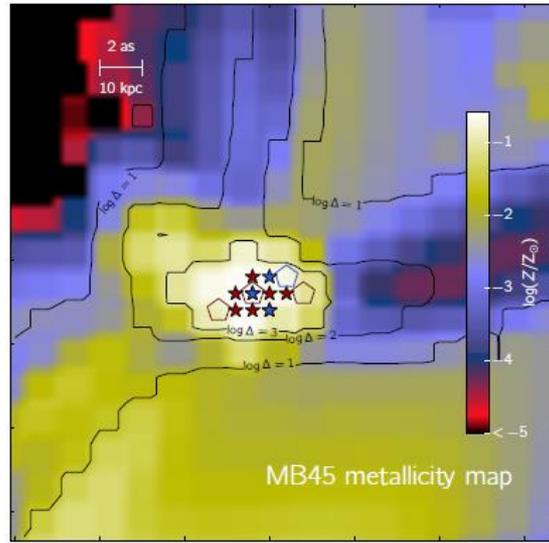


だけど個数は少ないかも

CR7の正体は？

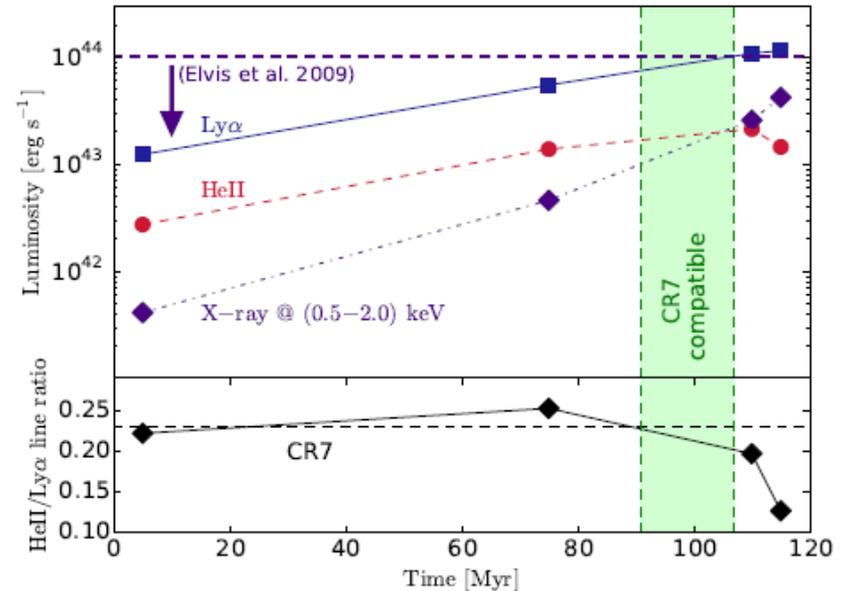
Pallottini + 2015

“PopIII wave” ?



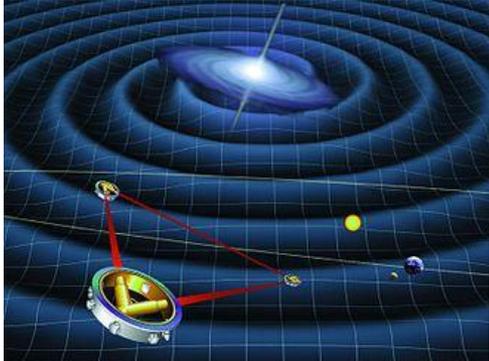
- ✓ 中心から重元素汚染が進み、周囲にPop III 星形成領域
- ✓ シミュレーション領域内にCR7ほどの大きさ($10^7 M_{\text{sun}}$)のPopIII burst は見いだせなかった。(ただしsimulation boxは観測領域より小さい)

Or direct collapse BH?



- ✓ 先行する星形成領域(B+C)からのUV ($J21=5000$)に照らされた始原ガス中でdirect collapse BHが形成し、その後、降着により成長
- ✓ 将来のX線観測で確認できるかも。

重力波による形成過程検証

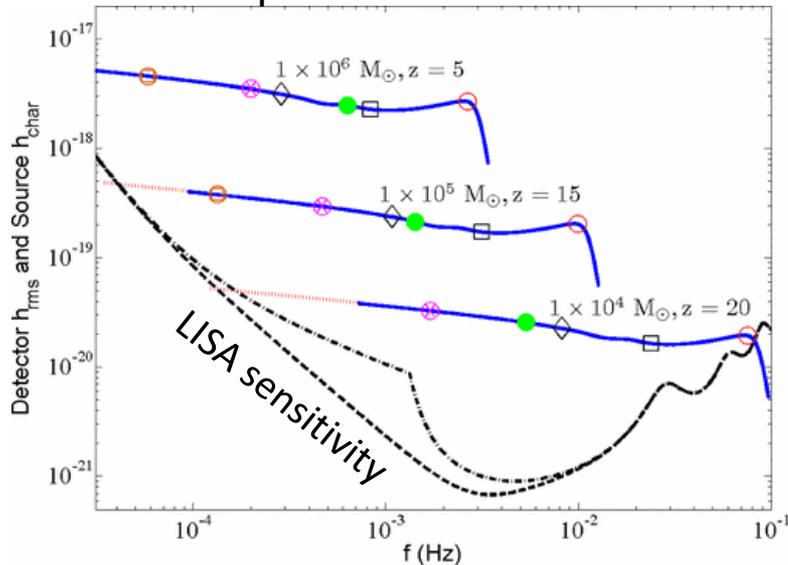


eLISA

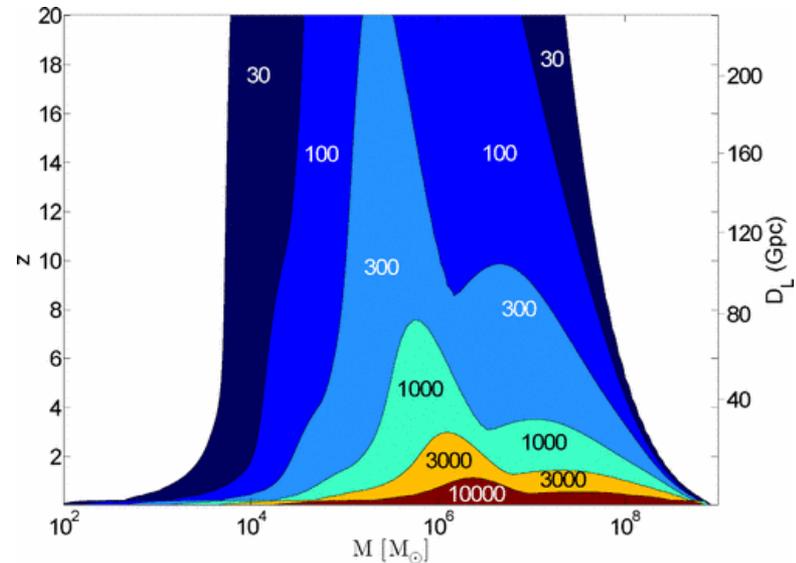
2030年ごろ打上げ計画

種BHからSMBHへ成長する際に起こるであろう
合体は重力波を用いて検出可能

equal-mass binary からの
GW amplitude



SNRのコントア

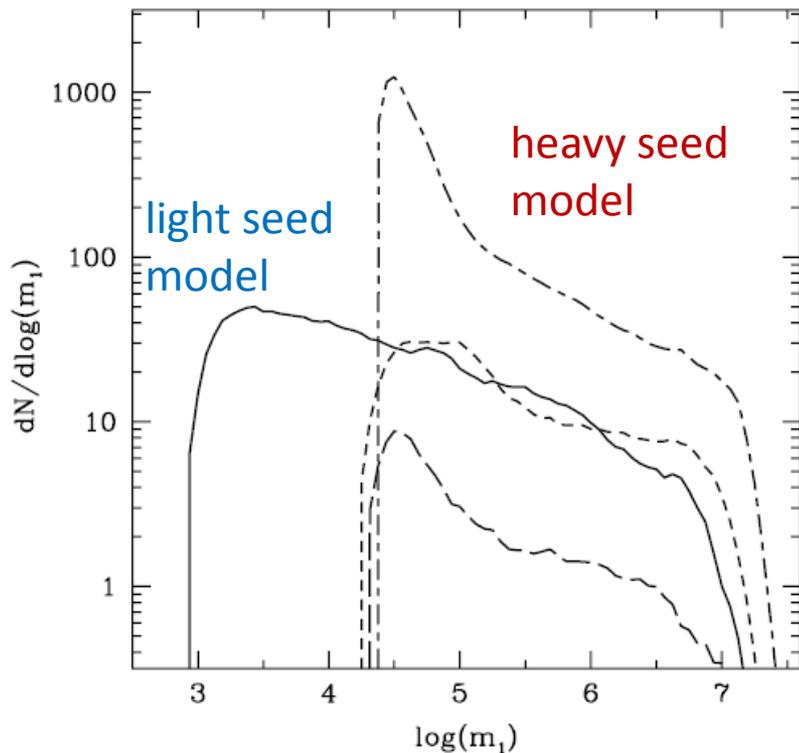


Light or heavy seeds

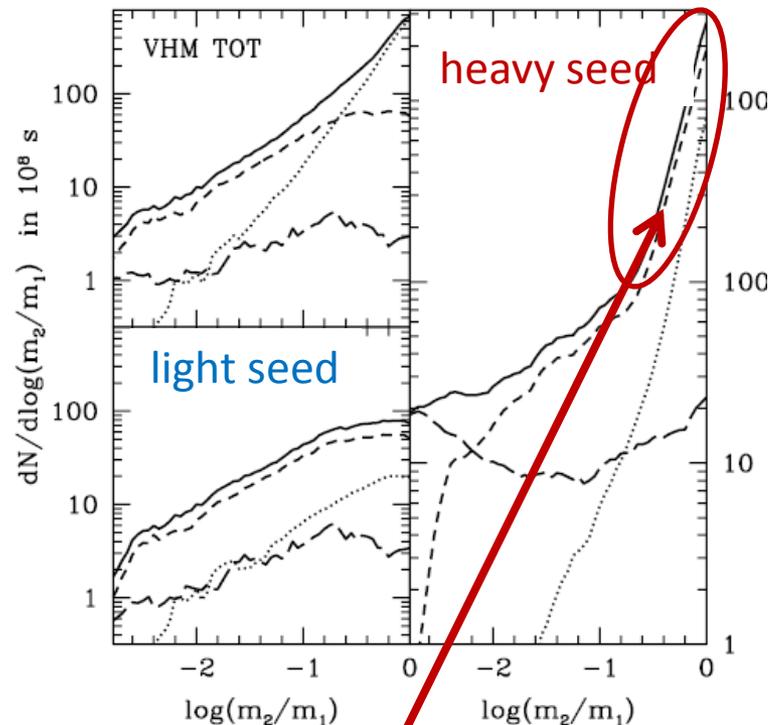
合体時の質量、および質量比によりBH種モデルを決定できる

Sesana, Volonteri, Haardt 2007

合体時の主BH質量分布



合体時の質量比分布



同じくらいの質量の合体が多い

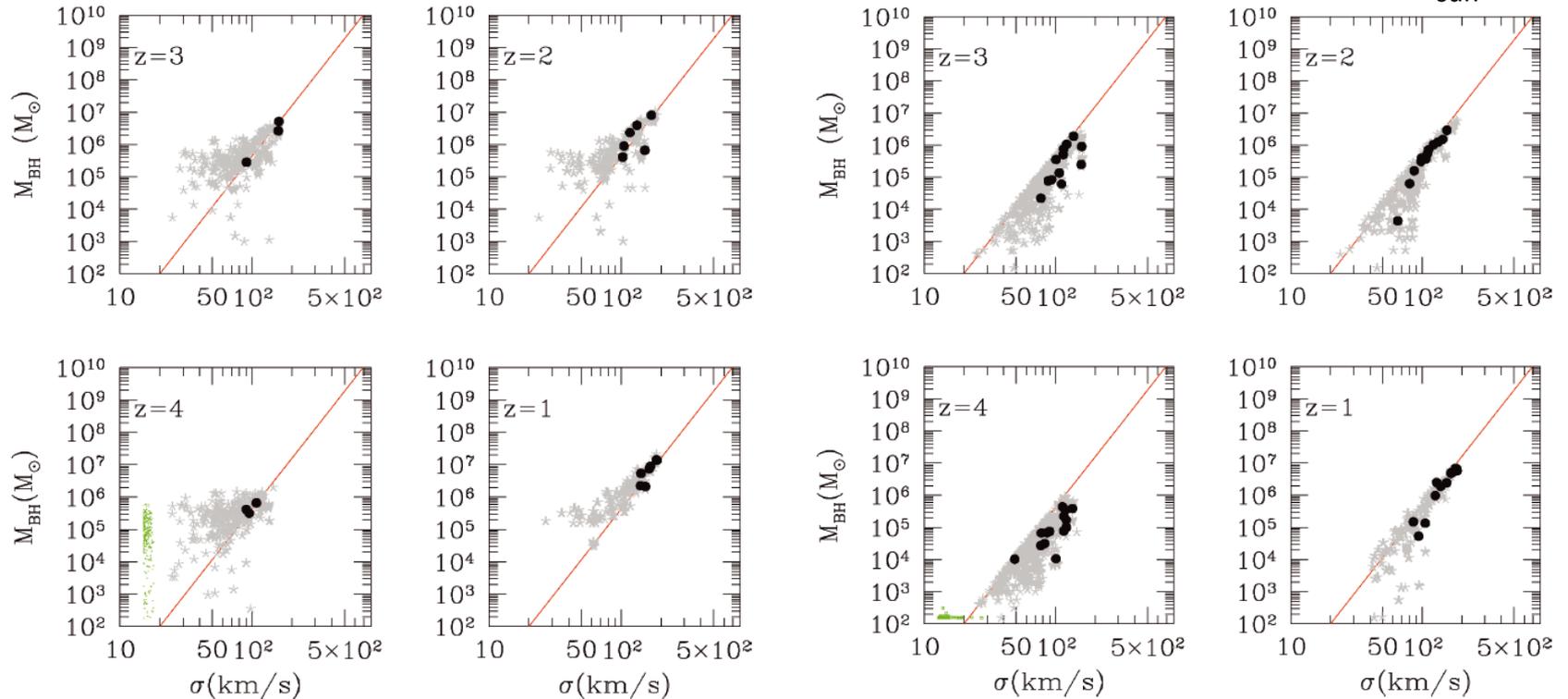
間接的な検証

high-zでの $M_{\text{BH}}-\sigma$ 関係

Volonteri & Natarajan 2009

種BH 重い場合($\sim 10^5 M_{\text{sun}}$)

種BH 軽い場合($\sim 100 M_{\text{sun}}$)

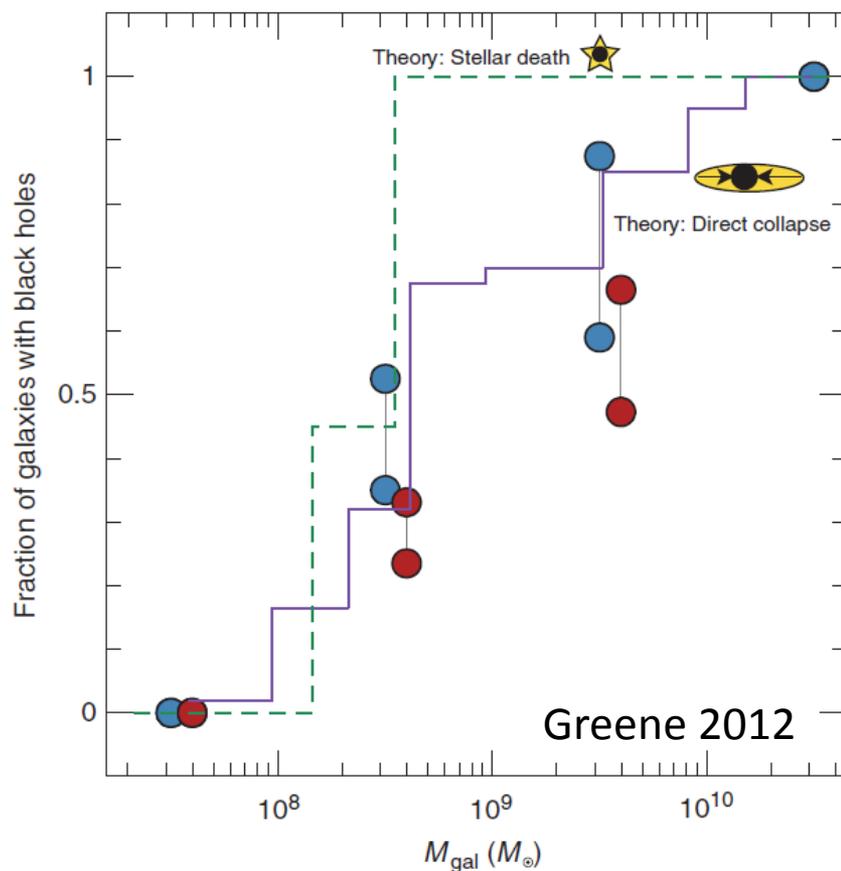


$z=0$ の $M-\sigma$ 関係に
上から近づいていく
(特にlow mass 側でずれが大きい)

下から近づいていく

High-zの $M_{\text{BH}}-\sigma$ 関係より、種モデルへの制限が得られる。

近傍矮小銀河中心のBH頻度分布



矮小銀河中心のBH
= まだあまり成長していない
種BHに関する情報が得られる

- ✓ 種BHが小さく、たくさんのはローにある場合の方が、矮小銀河中心のBH頻度は高くなる
- ✓ 観測は大質量な種BHモデルの方が良く合っている？