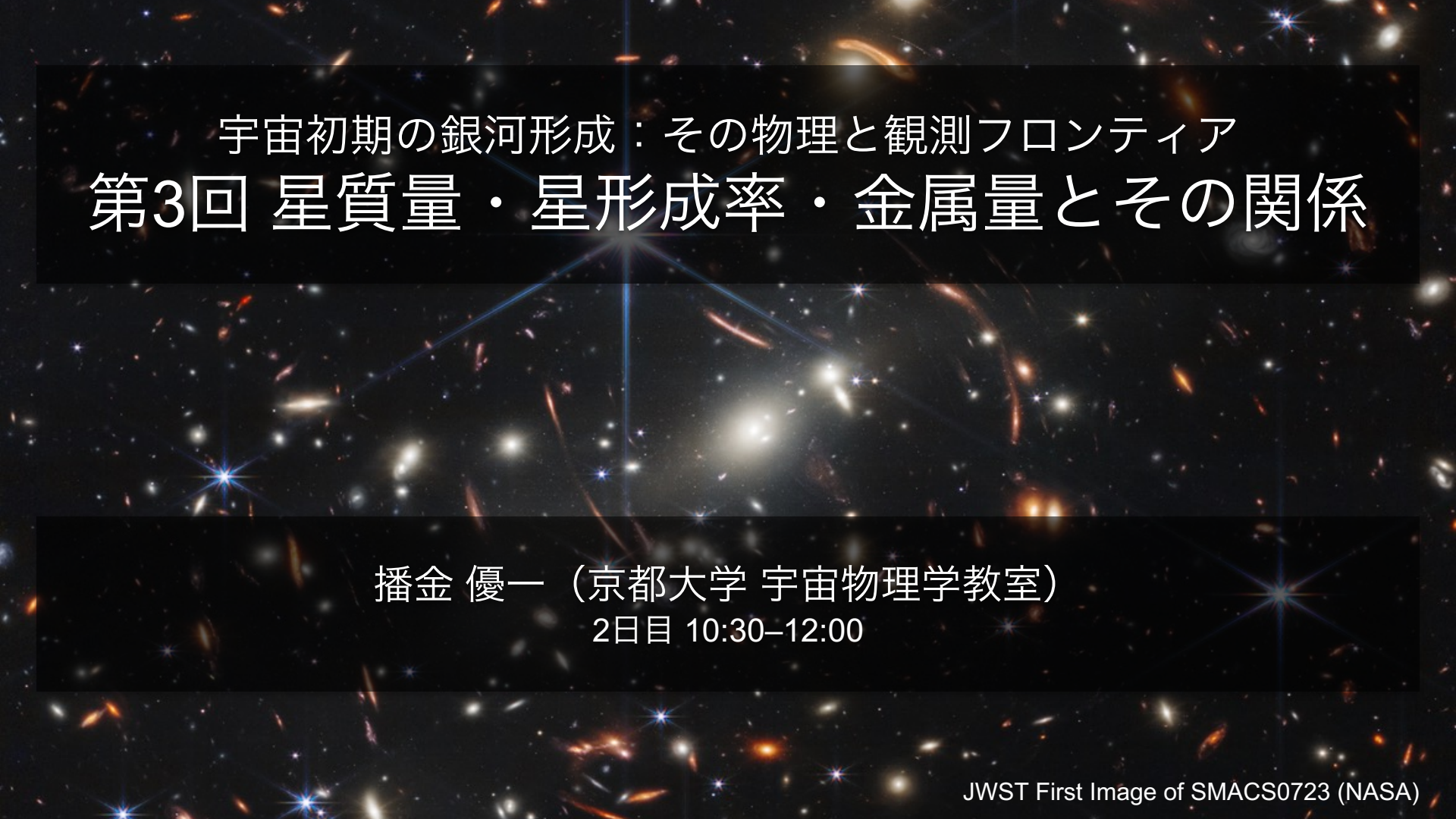
宇宙初期の銀河形成：その物理と観測フロンティア

第3回 星質量・星形成率・金属量とその関係

播金 優一（京都大学 宇宙物理学教室）

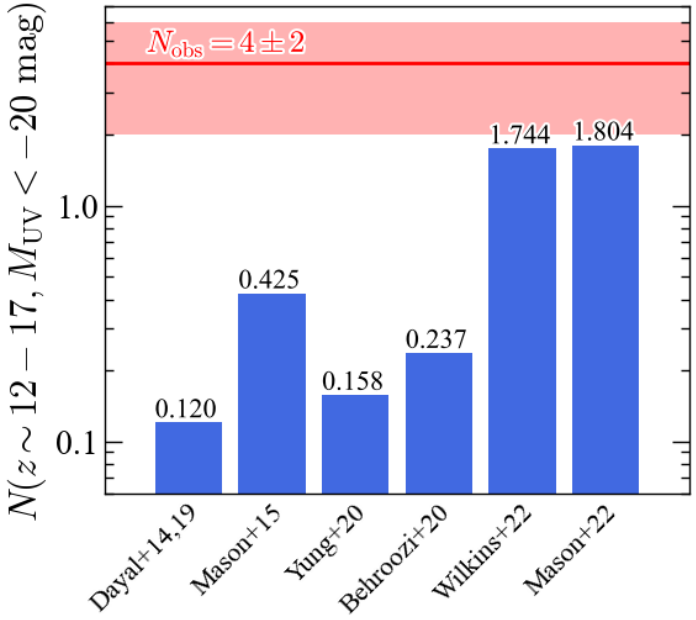
2日目 10:30–12:00



JWST First Image of SMACS0723 (NASA)

前回のおさらい

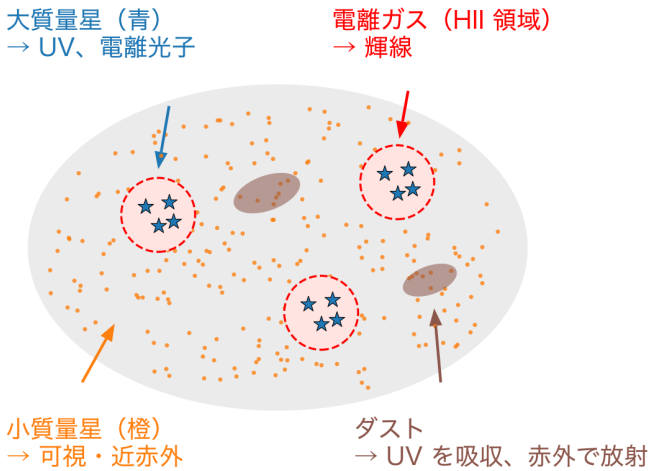
- JWST：z>10 の明るい銀河が多くのモデルの予言より多い
  - 候補：高い星形成効率 ε、bursty、若い星形成、top-heavy IMF など
- 星質量 M_* や星形成史など、銀河の性質を調べることで起源を明らかにしたい

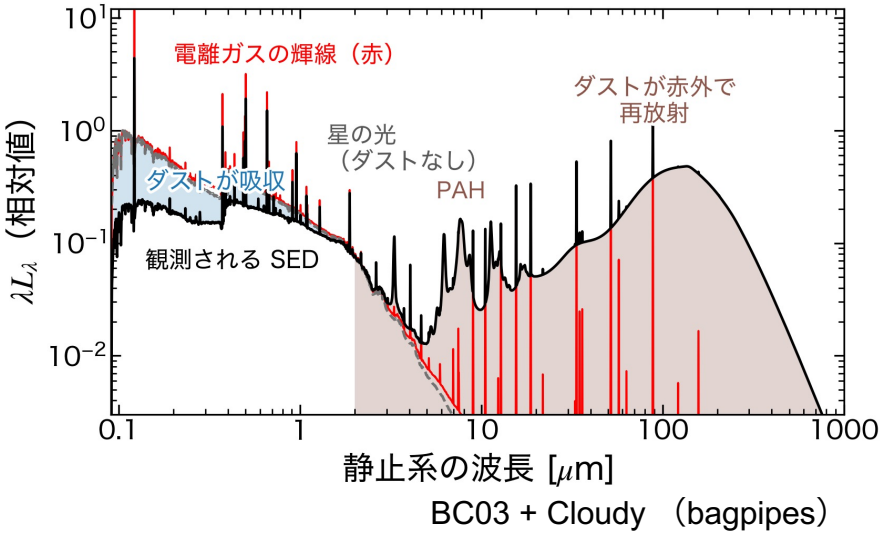


Harikane+23a

銀河の SED は何でできているか

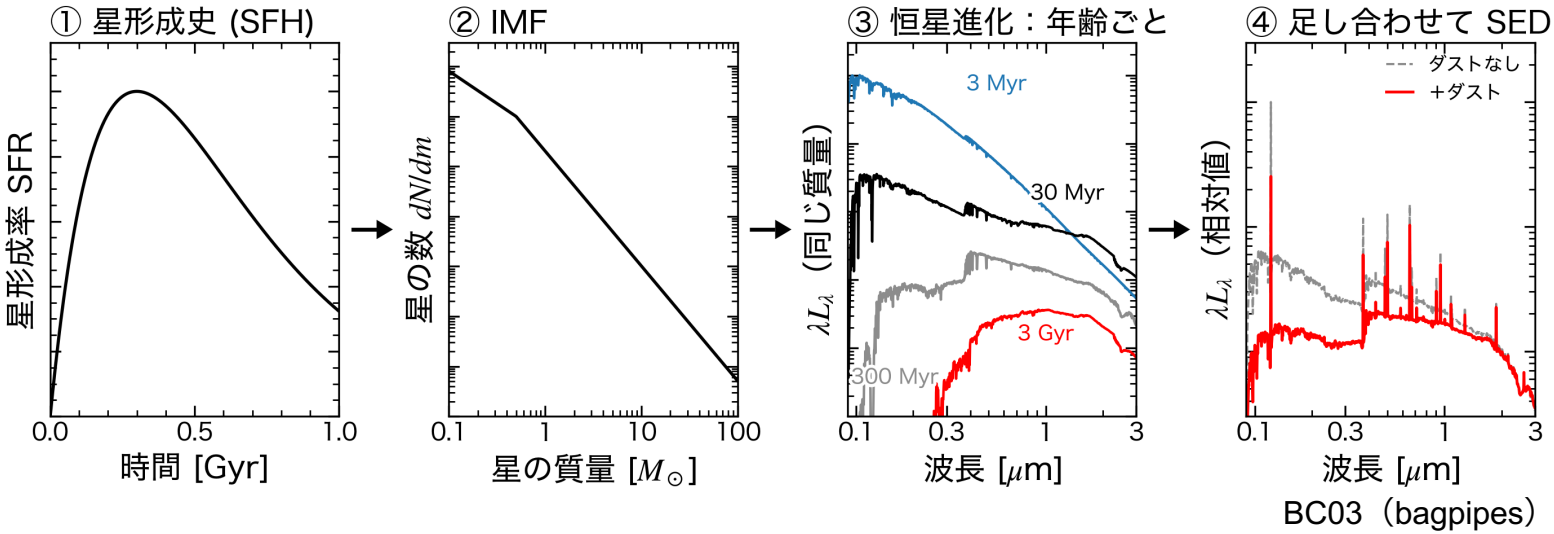
- 星：大質量星は UV、小質量星は可視・近赤外で光る
- 電離ガス：再結合線と禁制線（輝線）
- ダスト：UV を吸収し、赤外で再放射





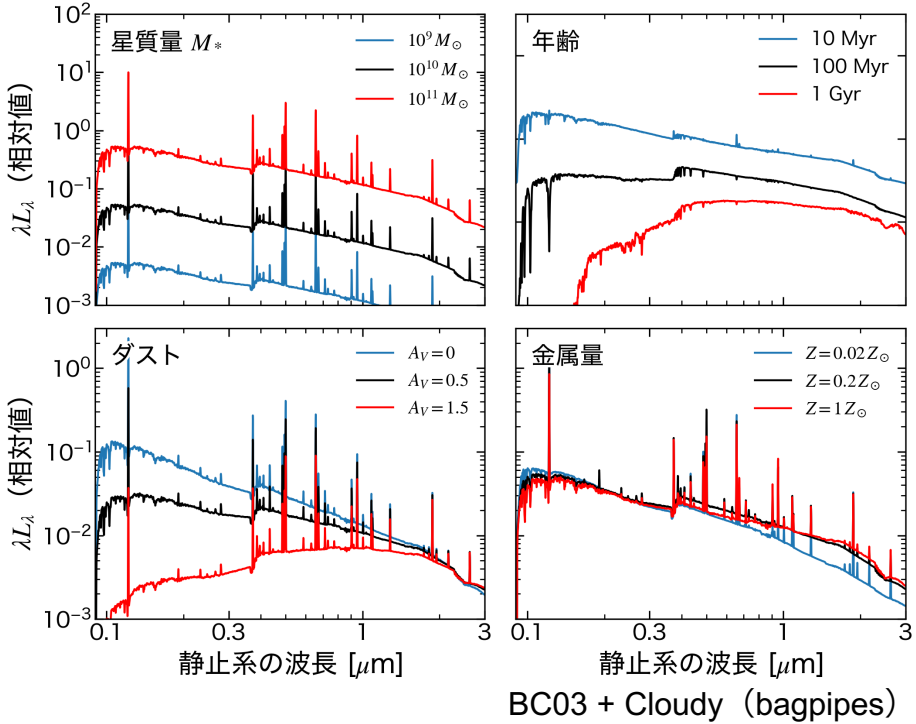
銀河の SED のモデルを作る

① 星形成史 SFR(t) で、各時刻に生まれた星の量が決まる
② IMF と ③ 恒星進化で、年齢ごとのスペクトル（SSP）が決まる
④ 足し合わせ、電離ガスの輝線とダストを加える → 銀河の SED

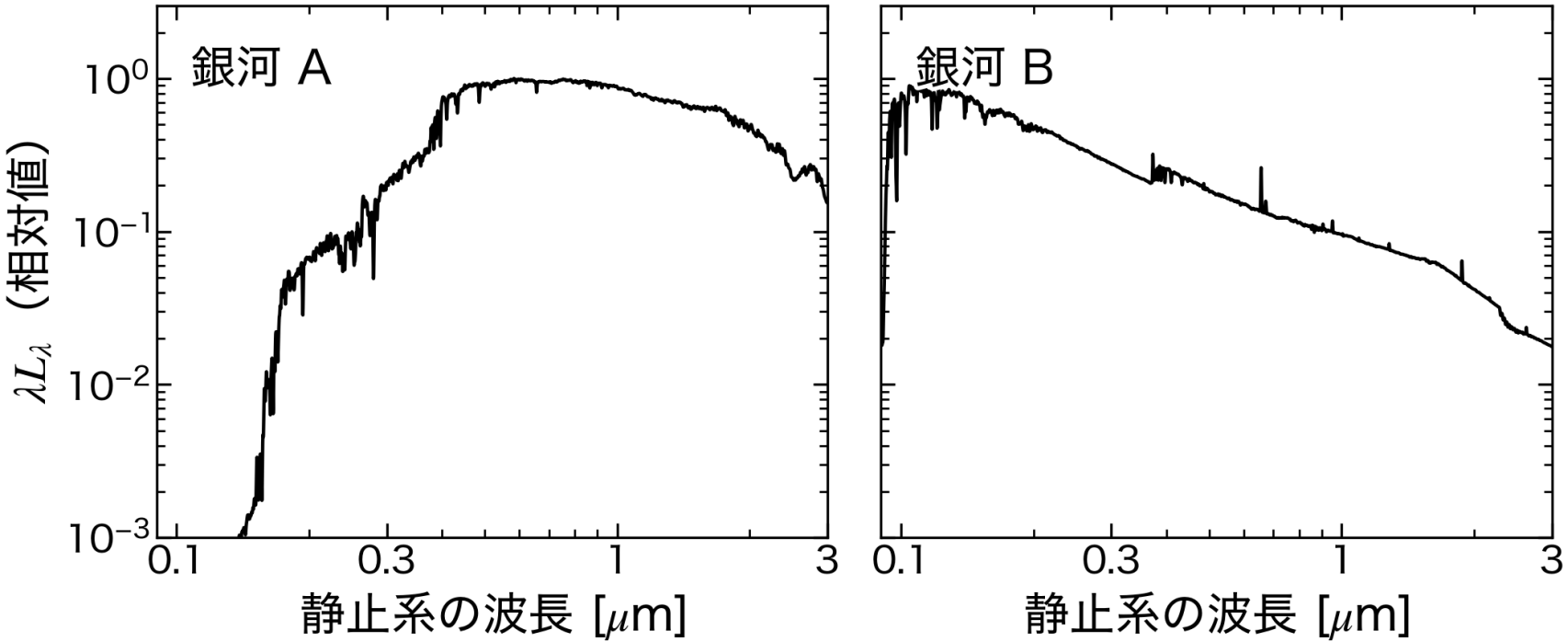


パラメータで SED はどう変わるか

- 星質量 M_*：全体の明るさ
- 年齢：UV が暗くなり、Balmer break が育つ
- ダスト：短い波長ほど暗く、赤くなる
- 金属量：変化は小さい
- **SED の形から年齢・ダスト、明るさから M_***

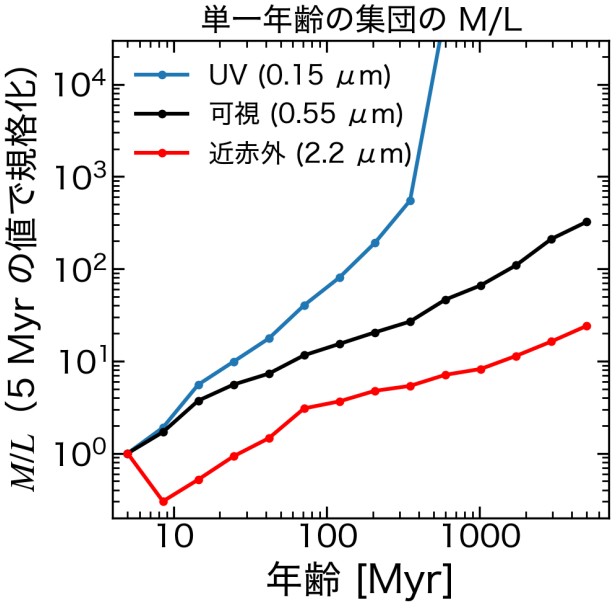


問題: どっちの銀河が若い？



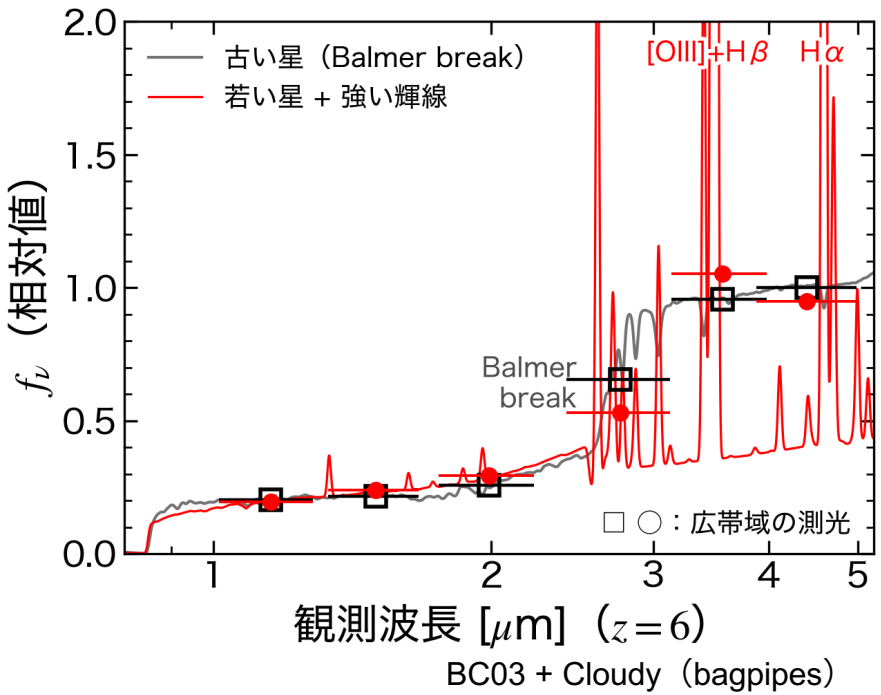
星質量は質量光度比で決まる

- M_* = 光度 × 質量光度比（M/L）。質量は主に小質量星が担う
  - M/L は UV では年齢で 10^4 倍、近赤外では ~10 倍
- **M_* 測定には静止系の可視・近赤外の観測が重要**



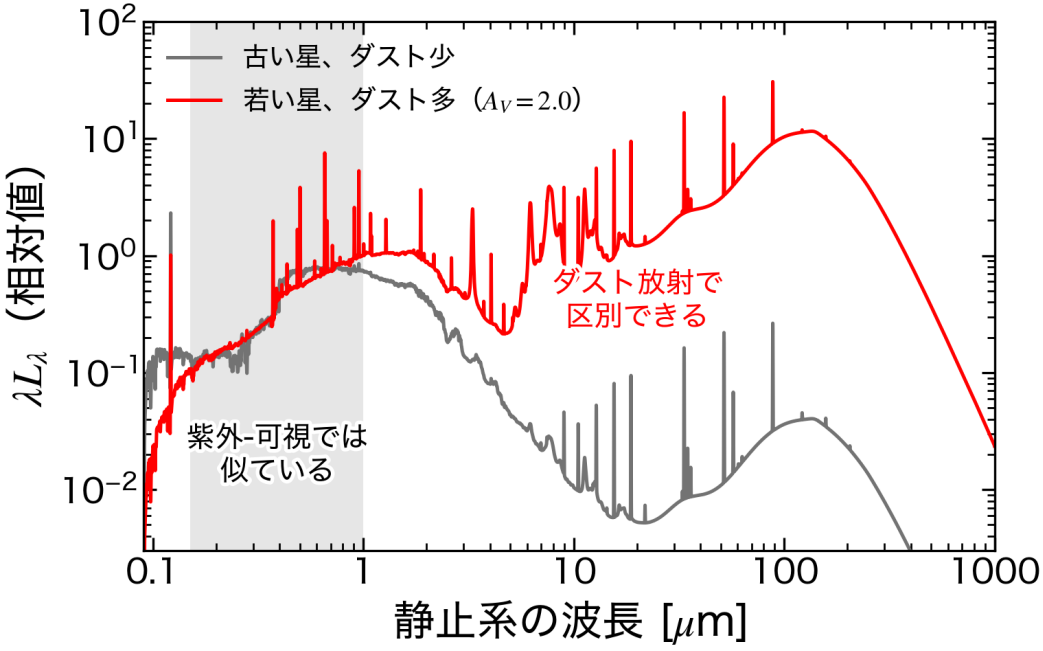
縮退①：輝線と連続光

- 強い輝線が広帯域フィルターに入ると、Balmer break と区別しにくい
  - 若い星 + 強い輝線（赤）と古い星（灰）がほぼ同じphotometry
  - M_* が 1 桁ずれる
- 分光やmedium-bandで区別



縮退②：年齢とダスト

- 赤い色：
  - 古い？ ダストが多い？
  - 静止系の紫外–可視では SED が似ている
- ダストの赤外放射（ALMA など）で区別

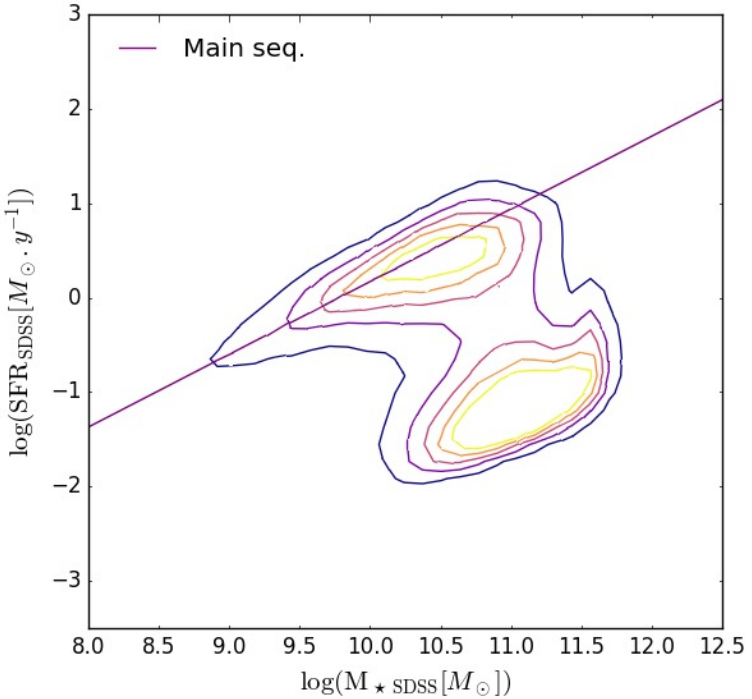


BC03 + DL07（bagpipes）

z~0 の星形成率と星質量

- SED fitting から星質量、星形成率を測定

- SDSS の銀河は2つのグループに分かれる
  - 星形成銀河：Star-Formation Main Sequence、$\mathrm{SFR} \propto M_*^{0.76}$
  - この傾きは何で決まる？（後半）
  - passive 銀河：SFR が 1 桁以上低い

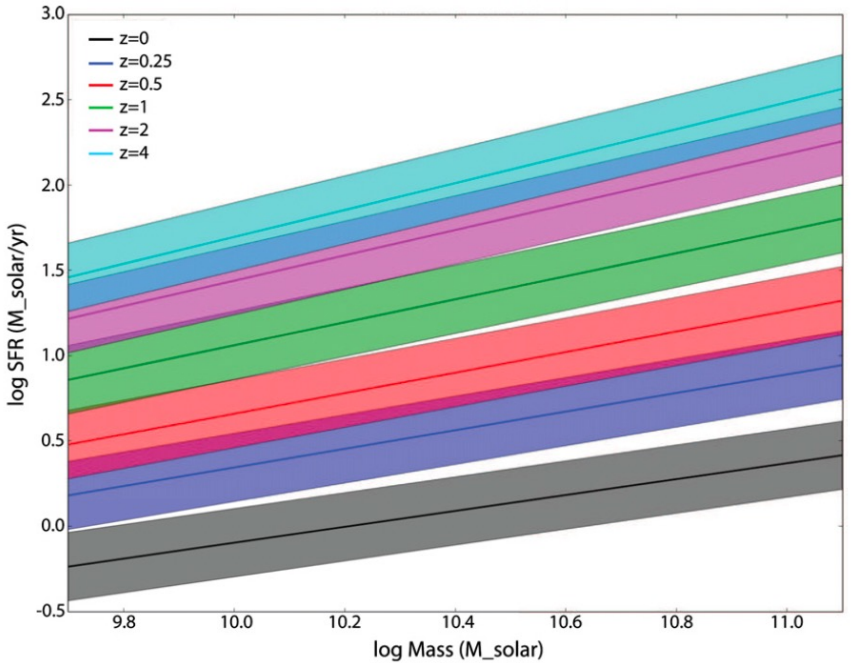


Bonjean+19

Star-Formation Main Sequence の赤方偏移進化

- どの z でも main sequence がある
- 昔ほど、同じ M_* でも SFR が高い
  - Speagle+14（t：宇宙年齢 [Gyr]）

$$\log \mathrm{SFR} = (0.84 - 0.026\,t)\log M_* - (6.51 - 0.11\,t)$$

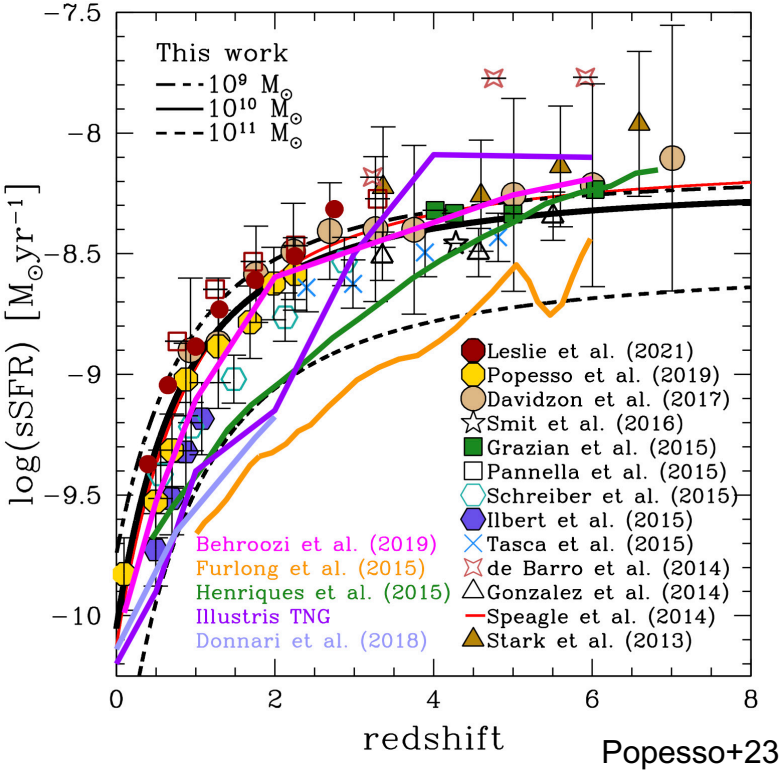


Speagle+14

Specific Star Formation Rate の赤方偏移進化

- Specific star formation rate
  $\mathrm{sSFR} \equiv \mathrm{SFR}/M_*$ ：成長の速さ
  – z~0 から z~2 で約1桁高くなる

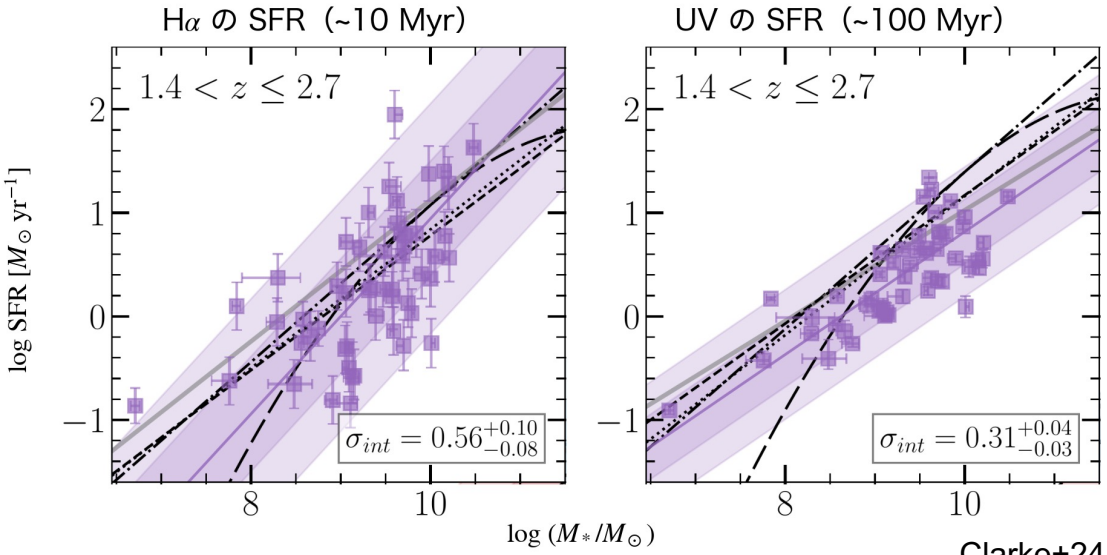
- 問題: この進化は何で決まる？
  なぜ遠方ほど、星形成率が高くなる？



Popesso+23

Main Sequence の散らばり：Hα と UV

- Hα（~10 Myr）と UV（~100 Myr）の SFR で main sequence を比較
  - 散らばり：Hα の方が大きい（0.56 dex と 0.31 dex）
- 短い時間で見るほどばらつく → bursty な星形成

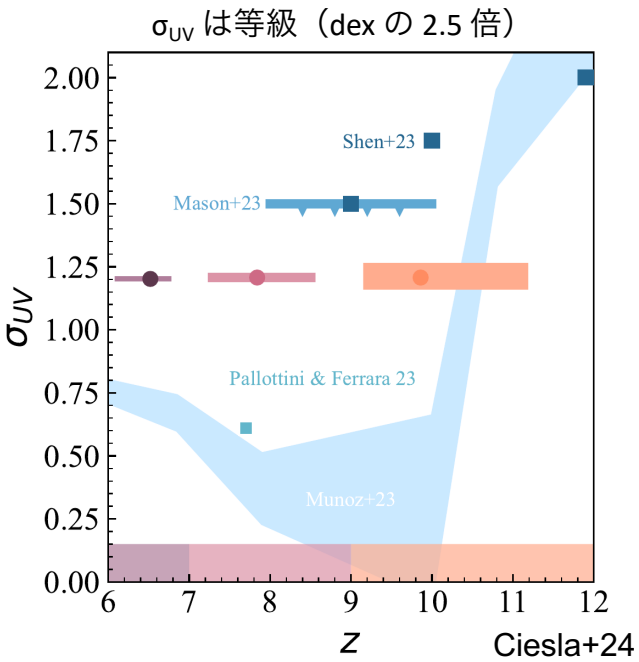


Clarke+24

bursty で明るい銀河の多さを説明できるか？

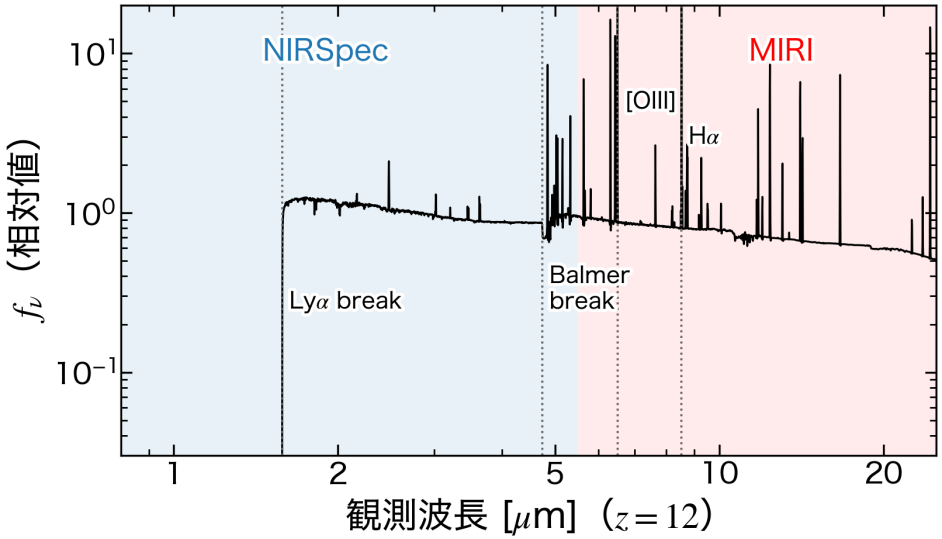
- bursty → 同じ $M_{\rm h}$ でも UV 等級 $M_{\rm UV}$ がばらつく（UV 光度のばらつき$\sigma_{\rm UV}$ ）
  - ハロー質量関数が急なので、明るい銀河の数が増える

- 必要な大きさの $\sigma_{\rm UV}$ が本当にあるかはまだ不明
  - 理論：feedback の時間スケールなど、小さいスケールの物理に依存
  - 観測：z>10 の星形成史を測るのが難しい（次のページ）



z > 10 で星質量 M_* と σ_{UV} を測る難しさ

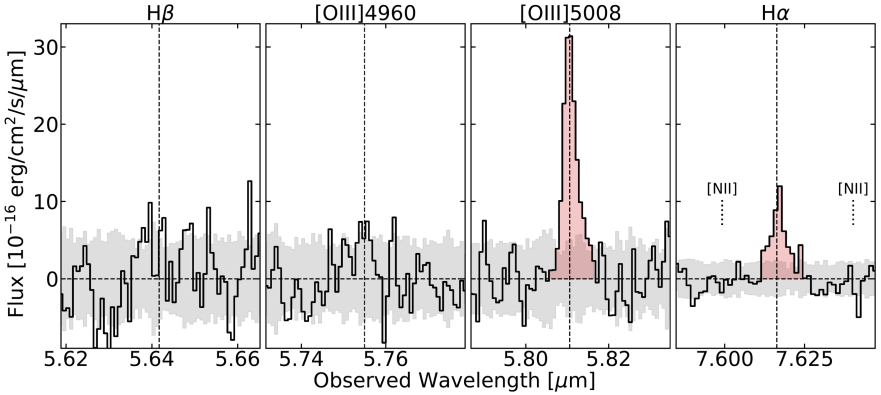
- Balmer break と強い可視輝線が NIRSpec（<5.5 μm）の外に出る
- MIRI（5–28 μm）が必要
  - ただNIRSpecより感度が悪い



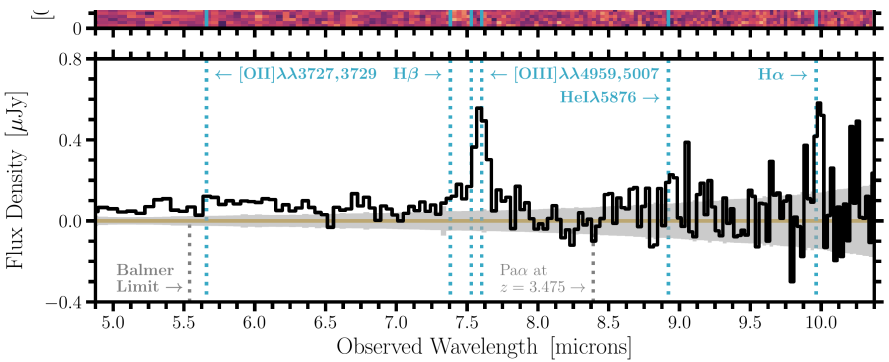
BC03 + Cloudy（bagpipes）

MIRI による z>10 銀河の観測①

- GN-z11（z = 10.60）：MIRI/MRS で [OIII]5007 と Hα を検出
- GS-z14-0（z = 14.18）：MIRI/LRS で [OIII]4959,5007 と Hα を検出
  - $\mathrm{SFR} \approx 10\,M_\odot\,\mathrm{yr}^{-1}$、ダストによる減光は小さい



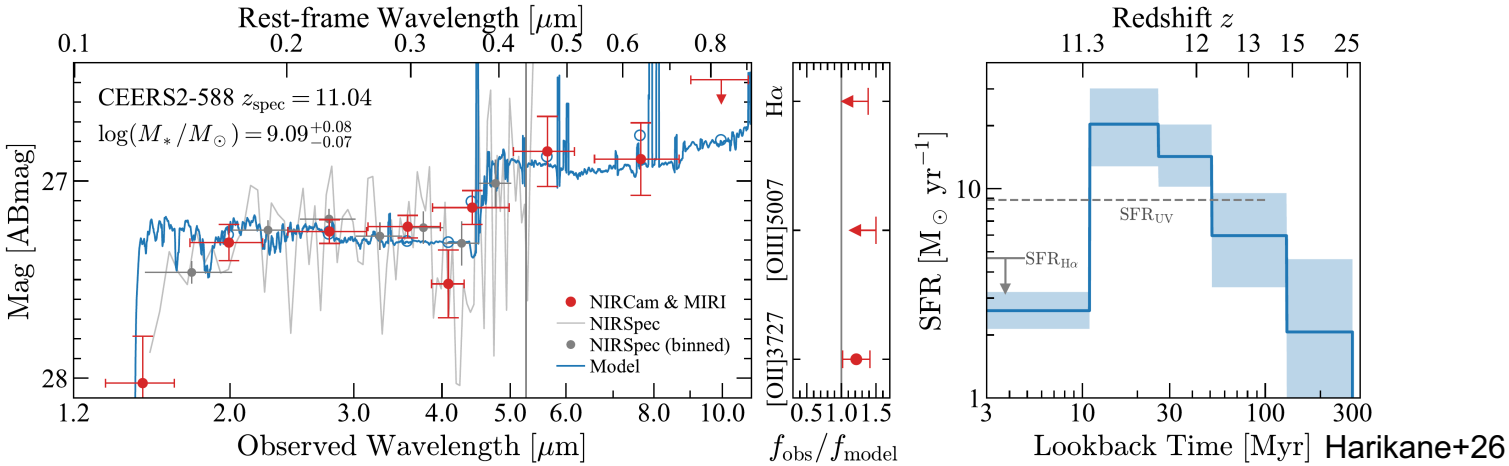
GN-z11：Álvarez-Márquez+25



GS-z14-0：Helton+25

MIRI による z>10 銀河の観測②

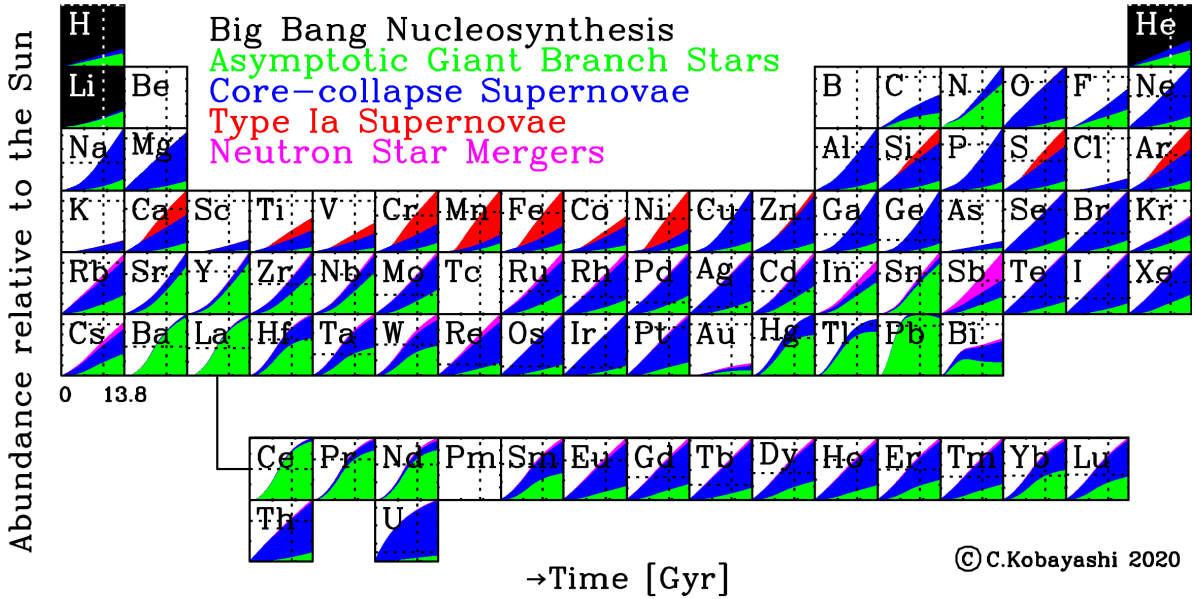
- CEERS2-588（z=11.04）：MIRI F560W、F770W で検出、Hα と [OIII] は検出されず
  - z>11 で初めての Balmer break検出：最近 ~10 Myr で星形成が弱まった
  - $M_* \approx 10^{9.1}\,M_\odot$：z > 10 で最も重い銀河の一つ（星形成効率 ~10%）
- まだ観測例が少ない。明るい銀河の多さの原因は未決着



Harikane+26

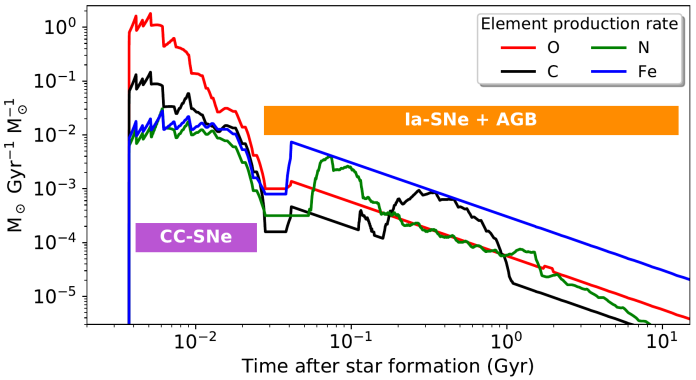
星ができると重元素ができる

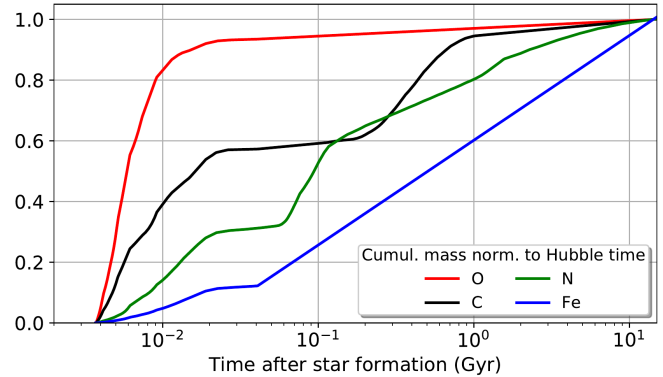
- H と He はビッグバン、それより重い元素は主に星が作る



重元素の合成：O、C、N、Fe

- O：大質量星 → 重力崩壊型超新星
  - 星形成から ~10 Myr でほぼ出そろう
- C、N：大質量星と AGB 星
  - ~0.1 Gyr 以降もゆっくり増える
- Fe：Ia 型超新星
  - ~0.1 Gyr から数 Gyr かけて出る
- O/H を金属量の代表に使う
  - 太陽：12 + log(O/H) = 8.69（Asplund+09）



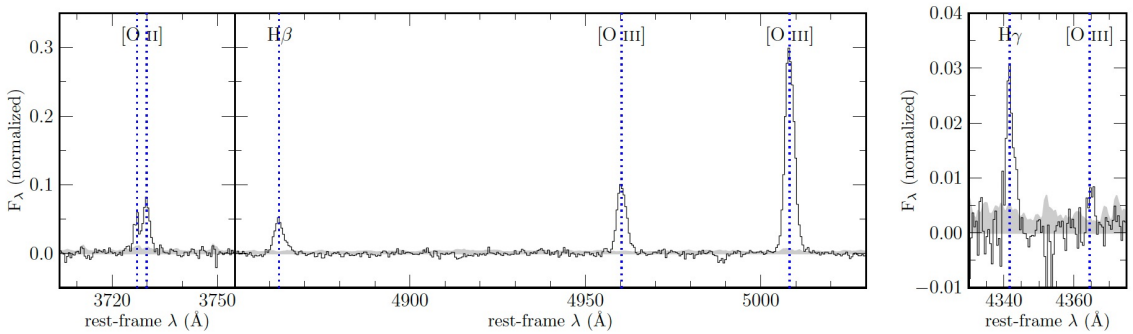


Maiolino & Mannucci 19

HII 領域の輝線

- 大質量星の UV でガスが電離される（HII 領域）
  - 再結合線 Hα、Hβ：電離光子の数、禁制線 [OII]、[OIII]5007：O の量
- 衝突励起輝線なので、強さはイオンの量だけでなく電子温度 T_e と電子密度 n_e にも依存

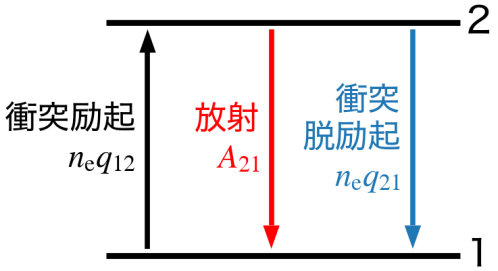
$$\frac{j_{5007}}{j_{\mathrm{H}\beta}} = \frac{n(\mathrm{O}^{2+})}{n(\mathrm{H}^{+})} \frac{\epsilon_{5007}(T_\mathrm{e}, n_\mathrm{e})}{\epsilon_{\mathrm{H}\beta}(T_\mathrm{e}, n_\mathrm{e})}$$



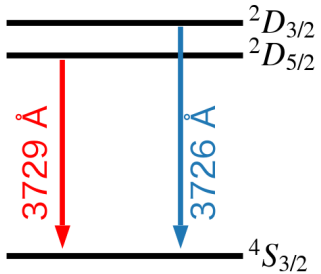
Sanders+20a

臨界密度と電子密度

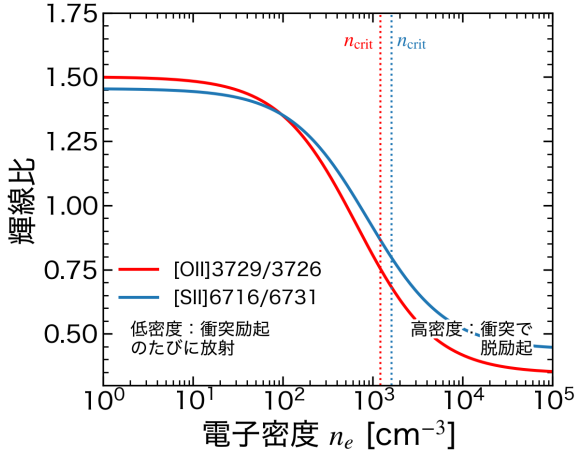
- 臨界密度 $n_{\rm crit}$：放射と衝突による脱励起が釣り合う密度（左下）
  - $n_{\rm e} \ll n_{\rm crit}$：励起はすべて光になる → $j \propto n_{\rm e} n_{\rm ion}$
  - $n_{\rm e} \gg n_{\rm crit}$：衝突で脱励起 → $j \propto n_{\rm ion}$
- 電子密度：$n_{\rm crit}$ の違う 2 本の線の比（[OII]3729/3726 など、右下）
  - 上の準位のエネルギーがほぼ同じ → $T_{\rm e}$ にほとんどよらない



$n_{\rm crit} = A_{21}/q_{21}$



[OII]：上の準位はほぼ同じエネルギー（3.32 eV）



主な輝線の臨界密度

- 主な輝線の臨界密度（$T_{\rm e} = 10^4$ K、PyNeb で計算）
  - UV の輝線は $n_{\rm crit}$ が高く、遠赤外線の輝線は低い

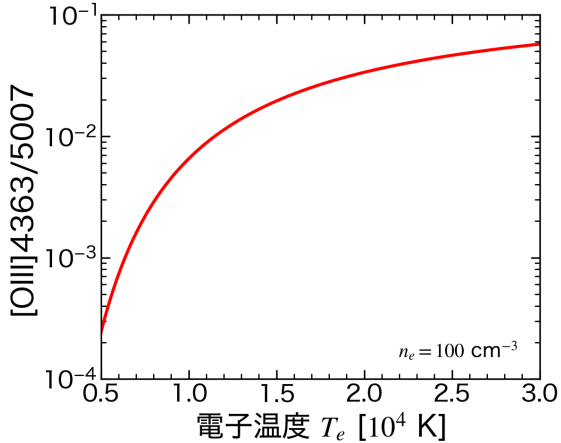
	輝線	波長	電離ポテンシャル [eV]	$n_{\rm crit}$ [cm^{-3}]
UV	[NIV]1483	1483 Å	47.4	1×10^{5}
	NIV]1486	1486 Å	47.4	4×10^{9}
	OIII]1661	1661 Å	35.1	4×10^{10}
	OIII]1666	1666 Å	35.1	4×10^{10}
	[CIII]1907	1907 Å	24.4	7×10^{4}
	CIII]1909	1909 Å	24.4	1×10^{9}
可視	[OII]3726	3726 Å	13.6	4×10^{3}
	[OII]3729	3729 Å	13.6	1×10^{3}
	[OIII]4363	4363 Å	35.1	2×10^{7}
	[OIII]5007	5007 Å	35.1	7×10^{5}
	[NII]6584	6584 Å	14.5	9×10^{4}
	[SII]6716	6716 Å	10.4	2×10^{3}
	[SII]6731	6731 Å	10.4	4×10^{3}
遠赤外	[OIII]52μm	52 μm	35.1	4×10^{3}
	[OIII]88μm	88 μm	35.1	5×10^{2}
	[NII]122μm	122 μm	14.5	2×10^{2}
	[NII]205μm	205 μm	14.5	4×10^{1}

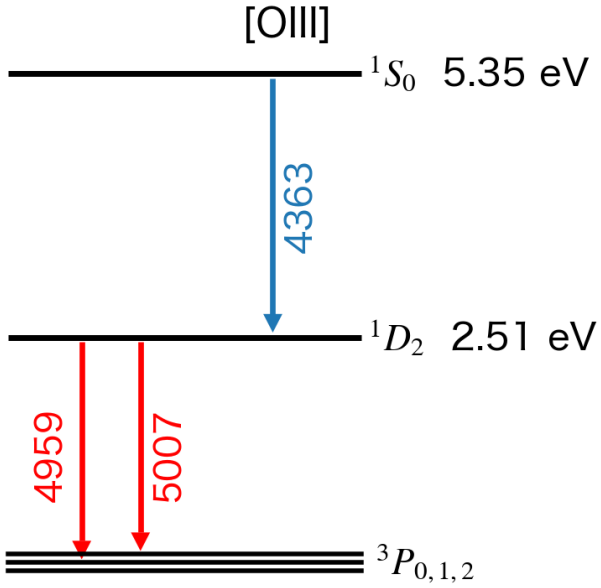
電子温度

- [OIII]4363（上の準位 ^1S）と 5007（^1D）の比は T_e に強く依存

$$\frac{j_{4959}+j_{5007}}{j_{4363}} = \frac{7.90\exp(3.29\times10^4\,\mathrm{K}/T_\mathrm{e})}{1+4.5\times10^{-4}n_\mathrm{e}T_\mathrm{e}^{-1/2}}$$

  - 4363 は 5007 より 1–2 桁暗い





direct-Te 法：イオンの量から O/H

- direct-T_e 法：T_e から各イオンの量を求めて足す
  - 銀河では O はほぼ O^+ と O^{2+}

$$\frac{\mathrm{O}}{\mathrm{H}} \simeq \frac{\mathrm{O}^+}{\mathrm{H}^+} + \frac{\mathrm{O}^{2+}}{\mathrm{H}^+}$$

- 輝線比と T_e、n_e からイオンの量を計算（Izotov+06）

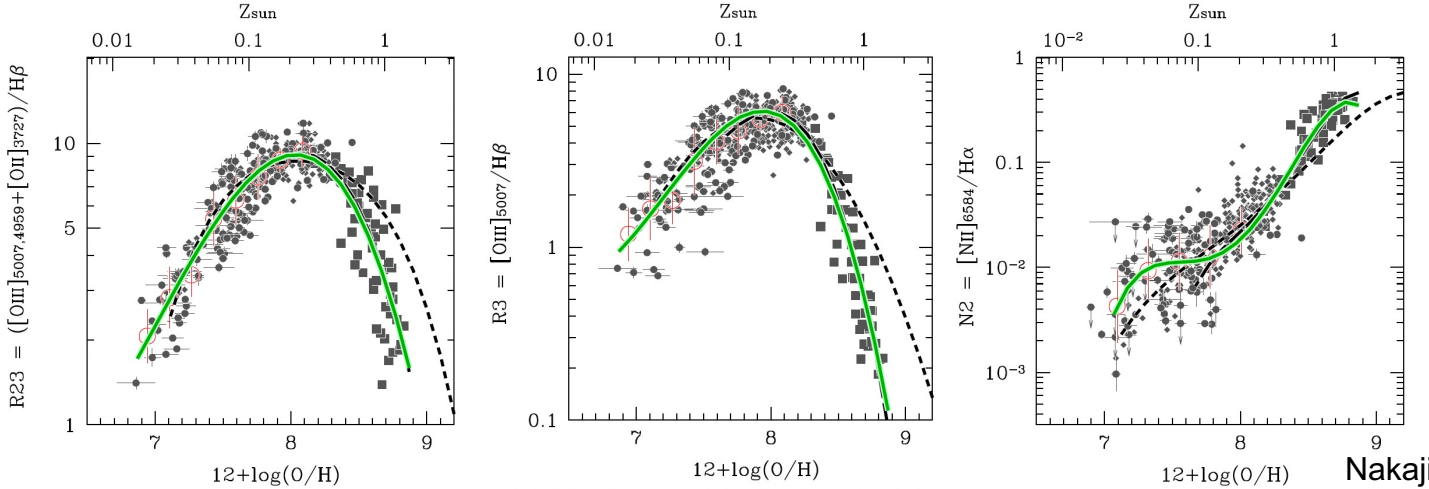
$$12 + \log \frac{\mathrm{O}^+}{\mathrm{H}^+} = \log \frac{[\mathrm{OII}]3727}{\mathrm{H}\beta} + 5.961 + \frac{1.676}{t} - 0.40 \log t - 0.034 t + \log(1 + 1.35x)$$

$$12 + \log \frac{\mathrm{O}^{2+}}{\mathrm{H}^+} = \log \frac{[\mathrm{OIII}]4959 + 5007}{\mathrm{H}\beta} + 6.200 + \frac{1.251}{t} - 0.55 \log t - 0.014 t$$

  - $t = T_\mathrm{e}/10^4$ K（O^+ は T_e(OII)、O^{2+} は T_e(OIII)）、$x = 10^{-4} n_\mathrm{e} t^{-1/2}$

strong-line 法

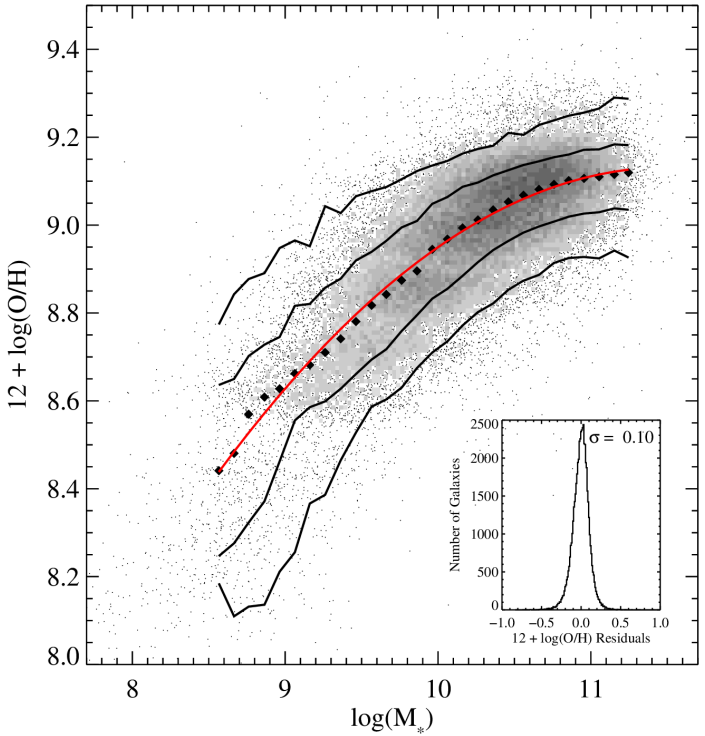
- 明るい輝線の比と O/H の関係をdirect-T_e 法で較正
  - R23 = ([OIII]4959,5007 + [OII]3727)/Hβ、R3 = [OIII]5007/Hβ
  - R2 = [OII]3727/Hβ、N2 = [NII]6584/Hα
- 銀河の ISM の温度や密度、電離状態が、direct-T_e 法の銀河と同じ、と仮定していることになる



Nakajima+23

Mass-Metallicity Relation (MZR)

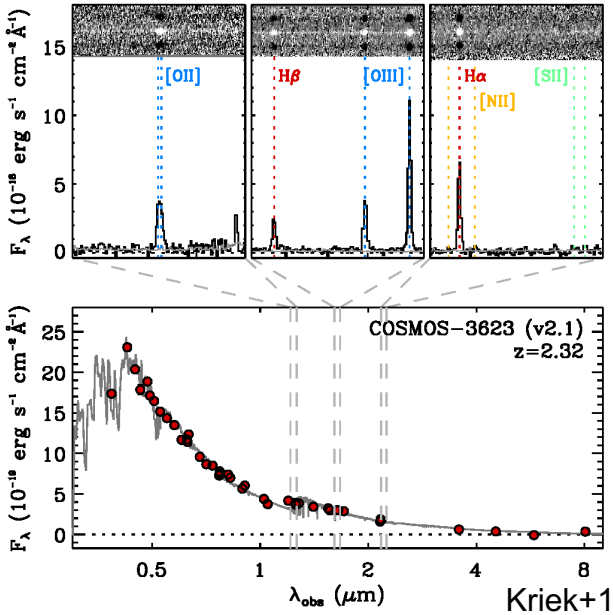
- SDSS の約5万個の星形成銀河
- 星質量 M_* が大きいほど Z が高い
  - 散らばりは ±0.1 dex
  - $10^{10.5}\,M_\odot$ より上では頭打ち



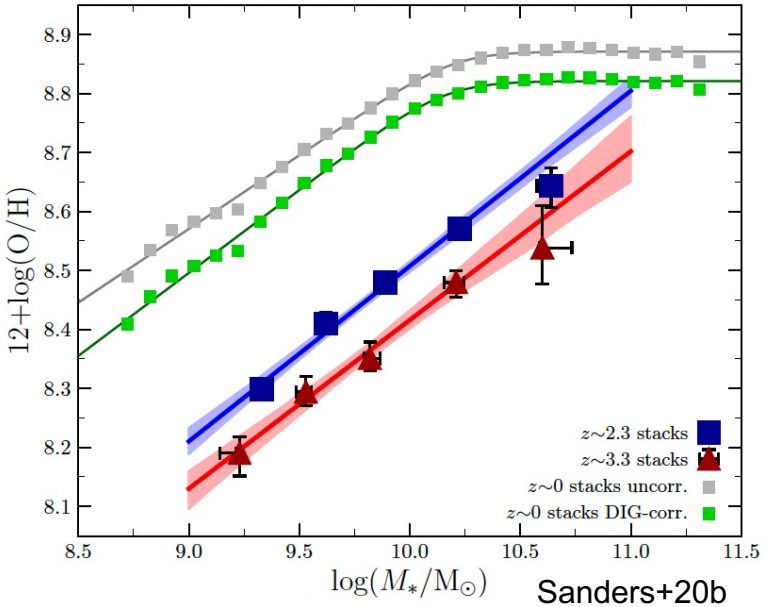
Tremonti+04

Mass-Metallicity Relationの赤方偏移進化

- 地上望遠鏡の近赤外分光で z~2–3 まで測定
- 同じ星質量でも、昔ほど金属量 Z が低い



Kriek+15



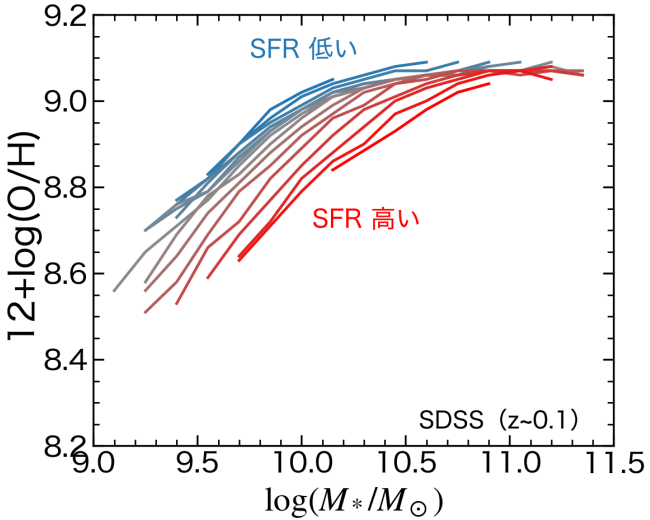
Sanders+20b

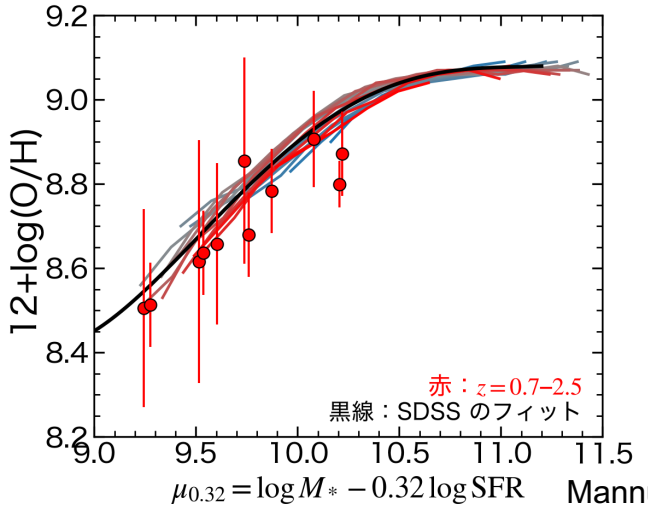
Fundamental Mass-Metallicity Relation (FMR)

- 同じ星質量 M_* でも、星形成率 SFR が高い銀河ほど Z が低い
- $\mu_{0.32}$で表すと、z~2.5 までの銀河が同じ関係に乗る

$$\mu_{0.32} = \log M_* - 0.32 \log \mathrm{SFR}$$

- MZR の進化 = 高 z ほど SFR の高い銀河を見ている



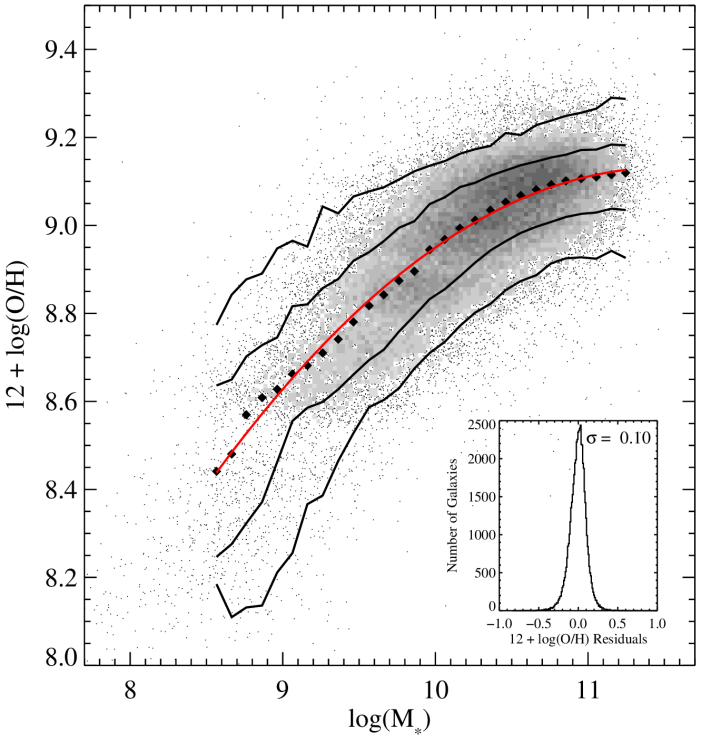


Mannucci+10 のデータ

問題: なぜ金属量は星質量とともに変わる？

- 星形成 → 超新星爆発 → 元素汚染

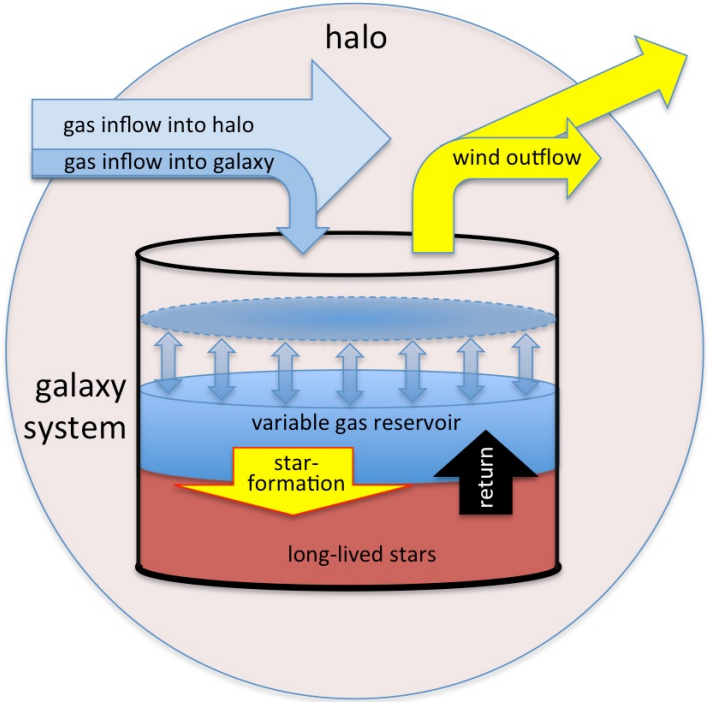
- 小質量銀河も大質量銀河でも、単位星形成質量あたりの重元素量 (yield) は同じはず…



Tremonti+04

どう解釈するか：bathtub model

- 銀河をガスの入った浴槽とみなす
  - 流入 → 星形成 → 流出
  - Bouché+10、Lilly+13 など
  - gas regulator model とも呼ぶ
- 収支だけを書く一次近似



Lilly+13

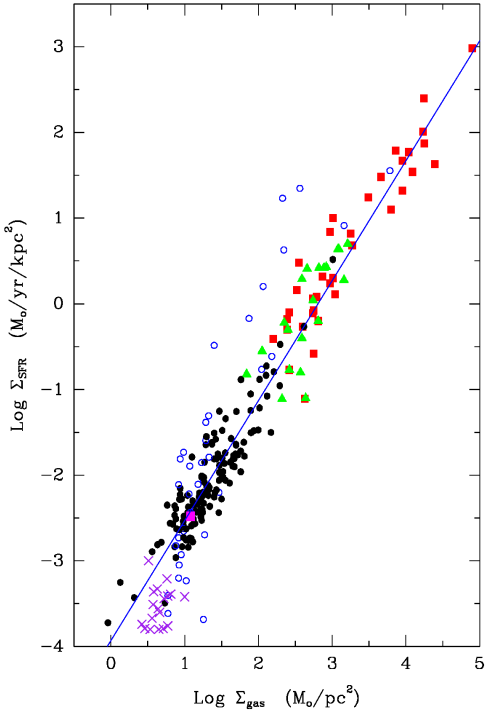
Bathtub Model: ガス収支の式

- ガスの量の変化 = 流入 − 星に固定 − outflow

$$\frac{dM_{\rm gas}}{dt} = \dot{M}_{\rm in} - (1-R)\,{\rm SFR} - \eta\,{\rm SFR}, \qquad {\rm SFR} = \frac{M_{\rm gas}}{t_{\rm dep}}$$

  - $\dot{M}_{\rm in}$：銀河への流入（ハローの成長率に比例）
  - R：星が質量放出でガスに戻す割合（~0.4）
  - η：outflow の率 / SFR（mass loading factor）

- ${\rm SFR} = M_{\rm gas}/t_{\rm dep}$：Kennicutt–Schmidt 則（右図）による仮定
  - $t_{\rm dep}$：ガスを使い切る時間（近傍で ~2 Gyr）



Kennicutt & Evans 12

平衡では星形成率 SFR は流入で決まる

- $dM_{\rm gas}/dt \approx 0$ とおくと

$$\mathrm{SFR} \simeq \frac{\dot{M}_{\rm in}}{1-R+\eta}$$

- SFR を決めるのは流入（$\dot{M}_{\rm in}$）と流出（η）

比星形成率 sSFR とハローの成長率

- 流入はハローに降着するバリオンの一部（$f_{\rm in}$：銀河に届く割合）

$$\dot{M}_{\rm in} = f_{\rm in} f_{\rm b} \dot{M}_{\rm h} \quad \Rightarrow \quad {\rm SFR} \simeq \frac{f_{\rm in} f_{\rm b}}{1 - R + \eta} \dot{M}_{\rm h}$$

- $f_{\rm in}$、η がゆっくりしか変わらなければ、積分して

$$M_* = (1 - R) \int {\rm SFR}\, dt \simeq \frac{(1 - R)\, f_{\rm in} f_{\rm b}}{1 - R + \eta} M_{\rm h}$$

- 比をとると $f_{\rm in}$ と η が消える

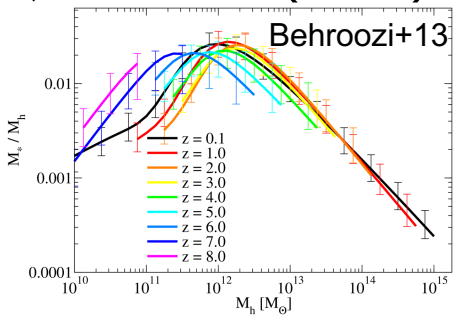
$${\rm sSFR} \equiv \frac{\rm SFR}{M_*} \simeq \frac{1}{1 - R} \frac{\dot{M}_{\rm h}}{M_{\rm h}}$$

Star-Formation Main Sequence が出てくる

- ハローの比成長率（第1回、Fakhouri+10）

$$\frac{\dot{M}_{\rm h}}{M_{\rm h}} \approx 0.046\,{\rm Gyr}^{-1}\left(\frac{M_{\rm h}}{10^{12}\,M_\odot}\right)^{0.1}(1+1.11z)\sqrt{\Omega_{\rm m}(1+z)^3+\Omega_\Lambda}$$

  - $M_* \propto M_{\rm h}$ なら ${\rm SFR} \propto M_*^{1.1}$
  - 高 z ほど成長が速い：$z \gg 1$ で $\approx 0.029\,{\rm Gyr}^{-1}\,(1+z)^{5/2} \rightarrow {\rm sSFR} \propto (1+z)^{2.5}$
- 観測：${\rm sSFR} \propto (1+z)^{2.30}$　（JWST, Simmonds+25）でほぼ同じ
- Main sequence の傾きは観測 ~0.6–0.8 で、モデル（~1.1）より浅い
  - $M_* \propto M_{\rm h}$ が成立しない 、$f_{\rm in}$ や η の M_* 依存
  - （本当に平衡に達している？）



Bathtub Model: 金属収支の式

- Z：ガスの金属量（ガス中の金属の質量の割合）、$M_Z = ZM_{\rm gas}$
- 金属の収支：流入 + 星が作る − 星に残る − outflow

$$\frac{dM_Z}{dt} = Z_{\rm in}\dot{M}_{\rm in} + y(1-R)\,{\rm SFR} - Z(1-R)\,{\rm SFR} - Z\eta\,{\rm SFR}$$

  - $Z_{\rm in}$：流入ガスの金属量、y（yield）：星に固定された質量あたりに新しく作られて放出される金属の質量

- $M_Z = ZM_{\rm gas}$ を微分し、ガスの式を代入する

$$M_{\rm gas}\frac{dZ}{dt} = \frac{dM_Z}{dt} - Z\frac{dM_{\rm gas}}{dt} = \frac{dM_Z}{dt} - Z\left[\dot{M}_{\rm in} - (1-R)\,{\rm SFR} - \eta\,{\rm SFR}\right]$$
$$= y(1-R)\,{\rm SFR} - (Z - Z_{\rm in})\,\dot{M}_{\rm in}$$

  - outflow の項が消える：outflow は Z を直接変えない（同じ組成のため）

金属の収支

- 平衡（$dZ/dt \approx 0$）とおくと

$$(Z - Z_{\rm in})\,\dot{M}_{\rm in} = y(1-R)\,{\rm SFR} \quad \Rightarrow \quad Z_{\rm eq} = Z_{\rm in} + \frac{y(1-R)\,{\rm SFR}}{\dot{M}_{\rm in}}$$

- $\dot{M}_{\rm in}$ を消す：$M_{\rm gas} = r_{\rm gas} M_*$（$r_{\rm gas}$ は一定）、$dM_*/dt = (1-R)\,{\rm SFR}$

$$\dot{M}_{\rm in} = \frac{dM_{\rm gas}}{dt} + (1 - R + \eta)\,{\rm SFR} = \left[(1-R)(1+r_{\rm gas}) + \eta\right]{\rm SFR}$$

$$\Rightarrow \quad Z_{\rm eq} = Z_{\rm in} + \frac{y}{1 + r_{\rm gas} + \eta/(1-R)}$$

- $r_{\rm gas} = t_{\rm dep}{\rm SFR}/M_*$ を使うと、Z は M_* と SFR で決まる（Lilly+13）

$$Z_{\rm eq} = Z_{\rm in} + \frac{y}{1 + t_{\rm dep}\,{\rm SFR}/M_* + \eta/(1-R)}$$

MZR と FMR の解釈

- 低質量：η が大きい → 金属量 Z が低い
- 高質量：$Z \to Z_{\rm in} + y$ で頭打ち
  - SFR/M_* が小さい（passive 銀河）
- FMR：同じ M_* で SFR が高い = ガスが多い → 薄まって Z が低い
  - Z は M_* と SFR だけで決まる → z によらない FMR

$$Z_{\rm eq} = Z_{\rm in} + \frac{y}{1 + t_{\rm dep}\,\mathrm{SFR}/M_* + \eta/(1-R)}$$

まとめ

- SED fitting。星質量推定には静止系の可視・近赤外が重要
  - z>10銀河の星質量や年齢の推定にはMIRIが必要
- Star-formation main sequence (SFMS; SFR–M_*)：z とともに sSFR が上がる
- 金属量 O/H。T_e、n_e、strong-line 法
- Mass-metallicity relation (MZR; M_*–Z)、fundamental mass-metallicity relation (FMR; M_*–Z–SFR)
- Bathtub model：SFMS、MZR、FMR を一次近似で説明
- 次回：高 z でも成り立つか？ 酸素以外の元素は？