宇宙初期の銀河形成：その物理と観測フロンティア

第2回 観測：JWST 以前から JWST へ

播金 優一（京都大学 宇宙物理学教室）

1日目 15:30–17:00



JWST First Image of SMACS0723 (NASA)

第1回の復習と今日の問い

- ΛCDM (ハロー質量関数、ハロー成長率) + 星形成効率 $\varepsilon(M_{\rm h}, z)$
  → 星形成率、紫外光度、光度関数を計算できる
- **銀河の観測から $\varepsilon(M_{\rm h}, z)$ を求めたい**

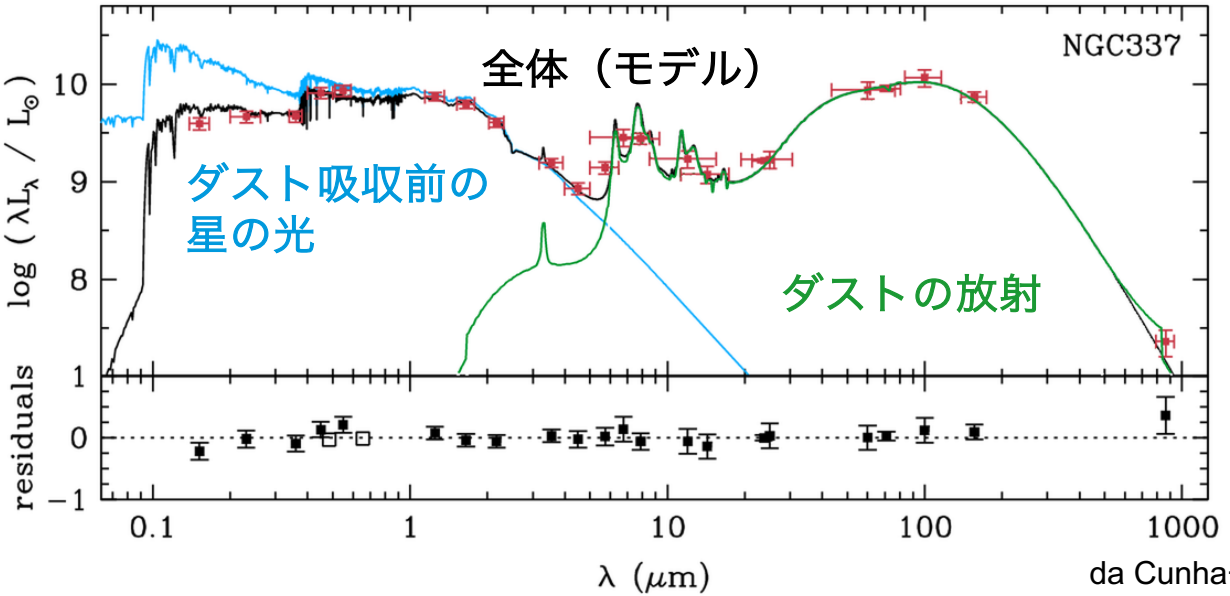
$$\mathrm{SFR}(M_{\rm h}, z) = \varepsilon(M_{\rm h}, z)\, f_{\rm b} \frac{dM_{\rm h}}{dt} \qquad L_{\rm UV} = \frac{\mathrm{SFR}}{\mathcal{K}_{\rm UV}} = \frac{\varepsilon f_{\rm b}}{\mathcal{K}_{\rm UV}} \frac{dM_{\rm h}}{dt}(M_{\rm h}, z)$$

$$\Phi(\log L_{\rm UV}) = \int \frac{dn}{dM_{\rm h}} P(\log L_{\rm UV} \,|\, M_{\rm h})\, dM_{\rm h}$$

$$P(\log L_{\rm UV} \,|\, M_{\rm h}) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\,\sigma} \exp\left[-\frac{(\log L_{\rm UV} - \langle \log L_{\rm UV} \rangle (M_{\rm h}))^2}{2\sigma^2} \right]$$

銀河の SED の成り立ち

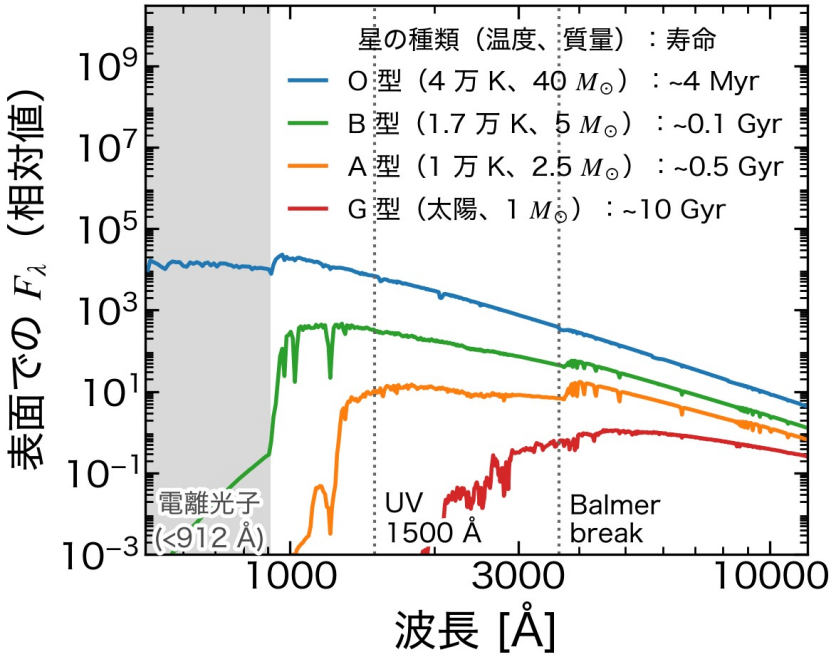
- 銀河 = 星 + ガス（中性・電離）+ ダスト
  - 星の光（青）の一部をダストが吸収し、赤外線（緑）で再放射
  - それぞれの成分が星形成の指標になる



da Cunha+08

星の光：UV と Balmer break

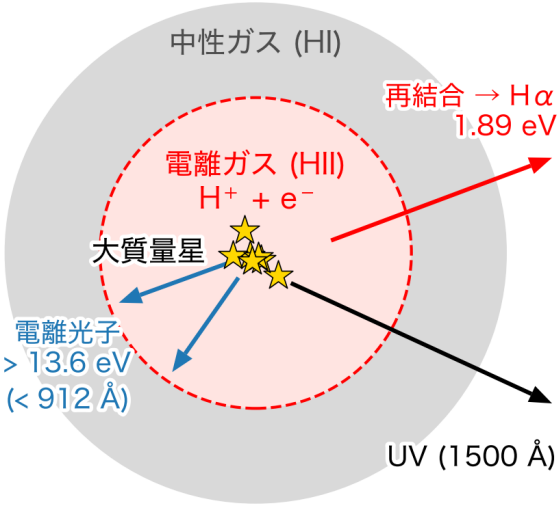
- UV：大質量星（O、B 型）
  - **寿命が短い → 今の星形成**
  - O 型の寿命は ~3–10 Myr
- **年齢が進むと UV が暗くなる**
  - **Balmer break（~3650 Å）が育つ：**
    A 型星で強い
- 電離光子：最も若い星だけ

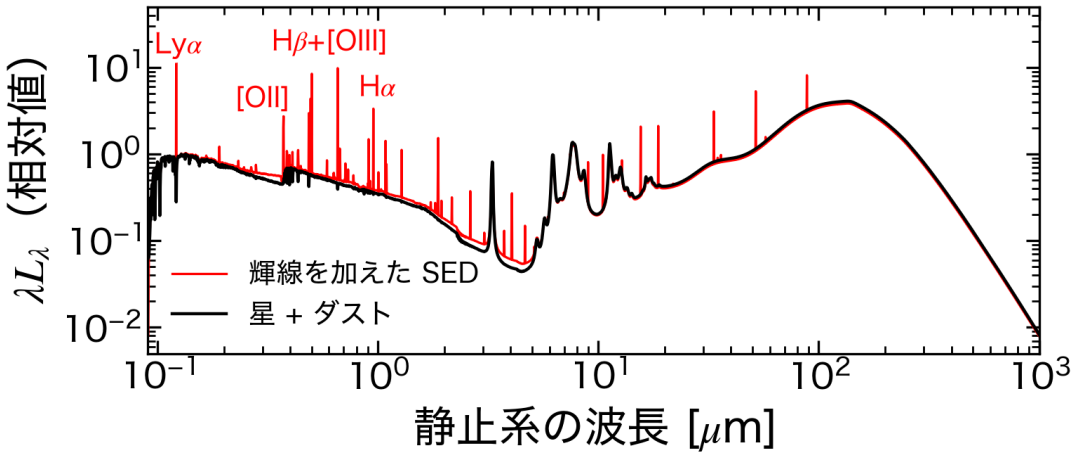


Castelli & Kurucz 04 モデル

電離ガスと輝線

- 電離光子（> 13.6 eV）
  - 周りの水素を電離（HII 領域）。再結合で Hα、Hβ、Lyα
  - 酸素の輝線 [OIII] など（第3回）
- UV（~8 eV）は電離せず外へ





bagpipes（BC03 + Cloudy + Draine & Li 07）

星形成率（SFR）の指標

- $\mathrm{SFR} = \mathcal{K} \times L$：換算係数 $\mathcal{K}$ は IMF で決まる（第1回）

- 光子のエネルギーごとに見ている星/timescaleが違う
  - UV（1500 Å、8.3 eV）：O、B 型星 → ~100 Myr 以内
  - Hα（6563 Å）：電離光子（> 13.6 eV）を出す O 型星 → ~10 Myr 以内
  - 赤外線：ダストが吸収した UV → ~100 Myr 以内

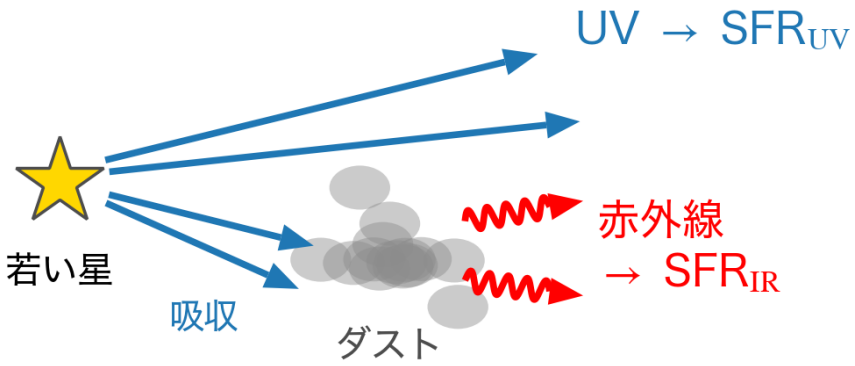
- UV の換算（Salpeter IMF、Madau & Dickinson 14）

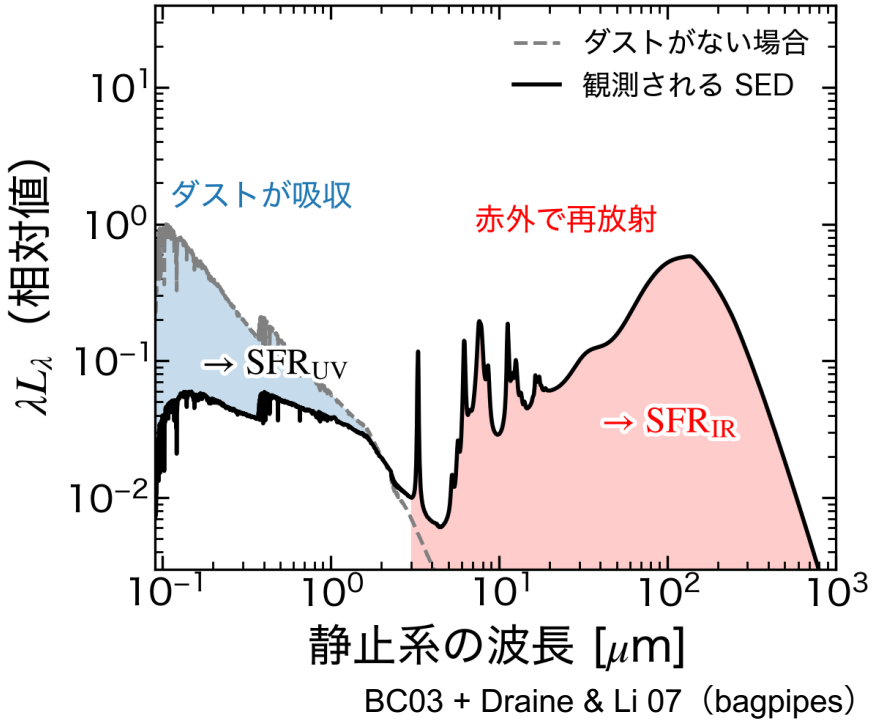
$$\mathrm{SFR}\ [M_\odot\,\mathrm{yr}^{-1}] = 1.15 \times 10^{-28}\, L_{\mathrm{UV}}\ [\mathrm{erg\,s^{-1}\,Hz^{-1}}]$$

  - 例：$\mathrm{SFR} = 2\,M_\odot\,\mathrm{yr}^{-1}$（天の川銀河程度）$\leftrightarrow M_{\mathrm{UV}} \approx -19.0$
  - z = 6 では見かけの等級 $m_{\mathrm{UV}} \approx 27.8$

ダストに隠れた星形成

- UV の一部はダストに吸収される
  - そのエネルギーを赤外線で再放射
- 見えている UV と赤外線を足す
  - $\mathrm{SFR_{tot}} = \mathrm{SFR_{UV}} + \mathrm{SFR_{IR}}$
- 赤外線が測れないときは？

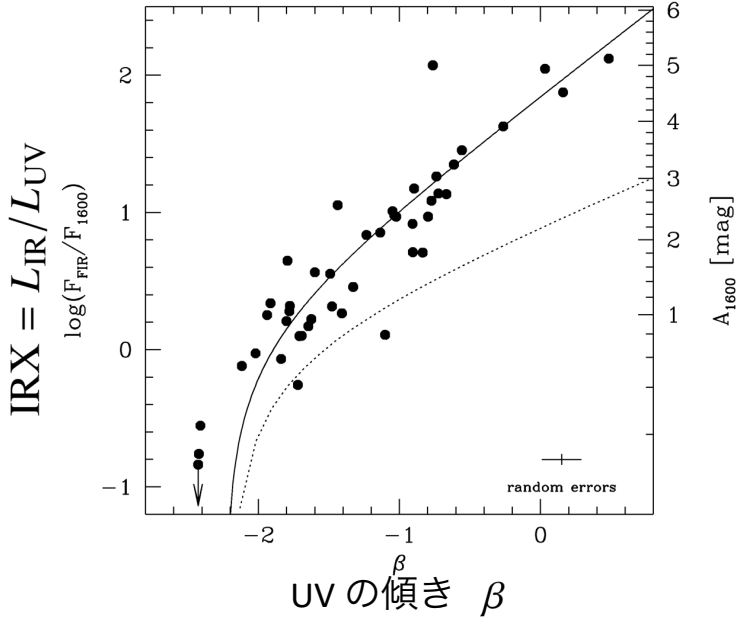




UV の傾き β とダスト

- UV の傾き β：$f_\lambda \propto \lambda^\beta$
  - 短波長ほど強く吸収 → β が赤くなる
- $\mathrm{IRX} = L_{\mathrm{IR}}/L_{\mathrm{UV}}$ と β が相関
  - β からダスト減光 A_{UV} を推定して、$\mathrm{SFR_{tot}}$ を計算

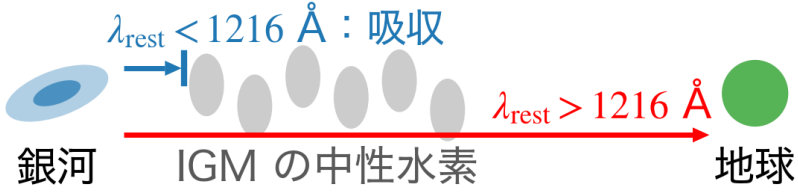
$$A_{\mathrm{UV}} = 4.43 + 1.99\beta \quad (\mathrm{Meurer} + 99)$$

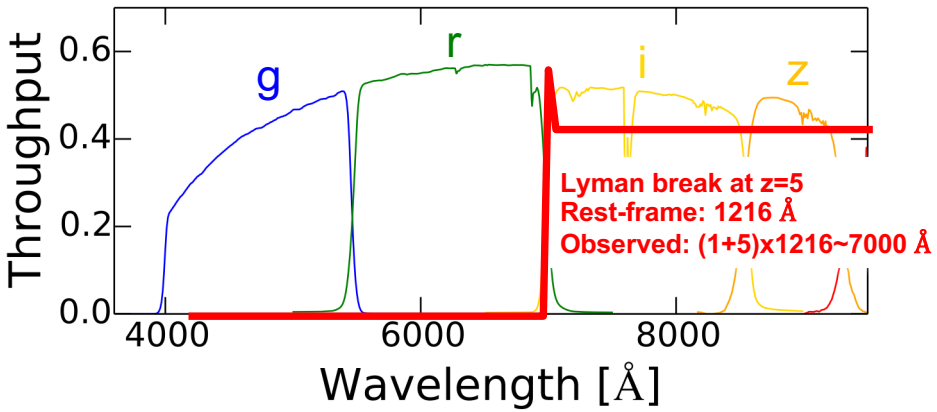


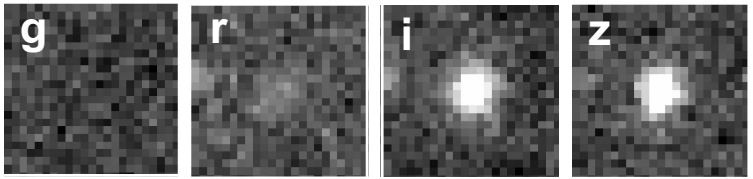
Meurer+99

遠方銀河の見つけ方：Lyman break 法

- IGM（銀河間空間）の中性水素が 1216 Å より短波長を吸収
  - Dropout法、Lyman break法 (Steidel+96)
  - 選ばれた銀河: dropout galaxy, Lyman break galaxy (LBG)
- break の位置 1216 Å × (1 + z) から z がわかる



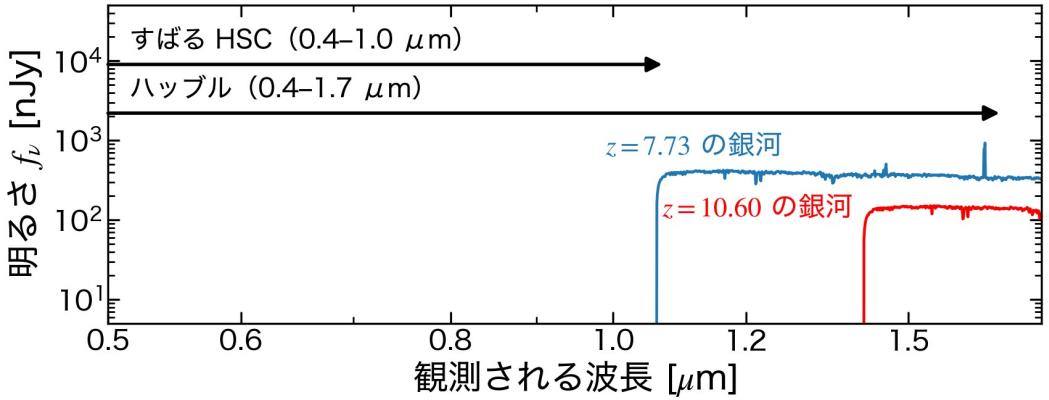


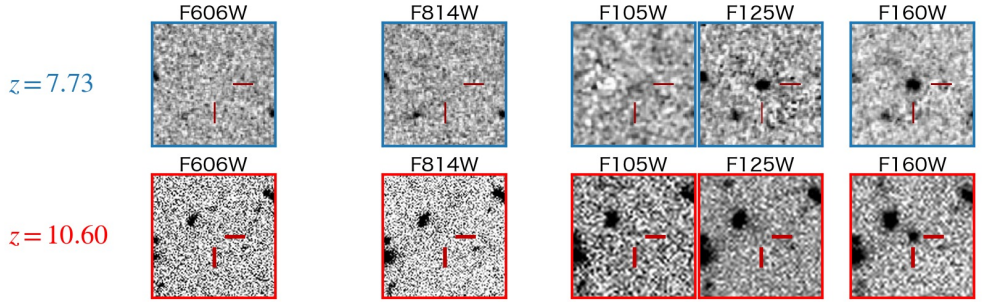


Harikane+22a

すばる・ハッブルで z~10 まで

- すばる HSC（0.4–1 μm）
  - z~2–7 の銀河を約 400 万個
- ハッブル（~1.7 μm まで）

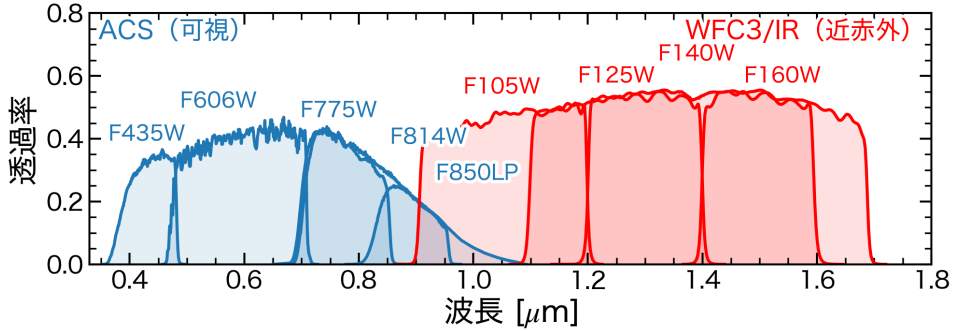




画像：Oesch+15, 16

問題: ハッブル望遠鏡で見つかる遠方銀河の最大zは？

- ハッブル望遠鏡のフィルターセット



- Lyman breakの波長は1216 A

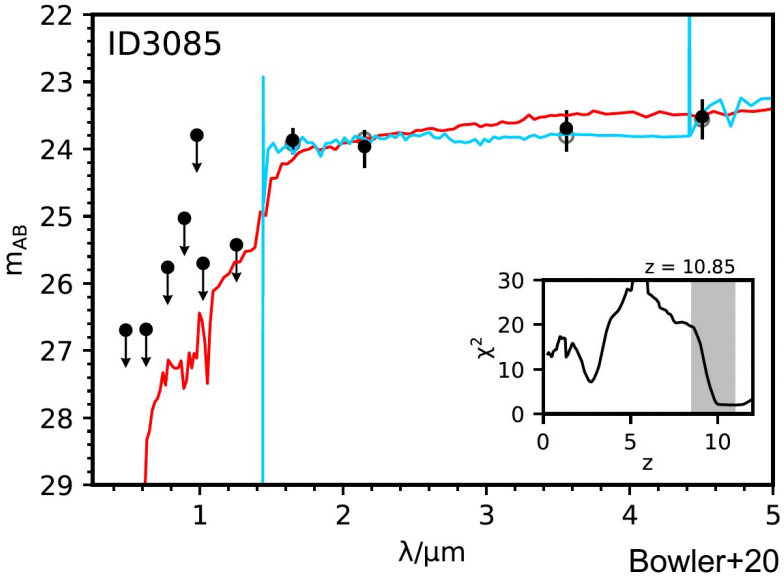
- 答え: z~11くらい (F140W-dropoutとすると、z=16000/1216-1=12.1)
  - 実際にハッブルで見つかった最遠方銀河 z_{spec} = 11.6

Photometric Redshift とその縮退

- 多数の band の明るさから z を推定（photometric redshift; photo-z）
  - SED のテンプレートを赤方偏移させて観測と比べ、最もよく合う z を計算

- 低赤方偏移銀河が遠方のLyman break galaxyに見えることがある
  - 例：z~10 の Lyman break（静止系 1216 Å）と z~2–3 の Balmer break（静止系 ~4000 Å）は観測波長が同じになる

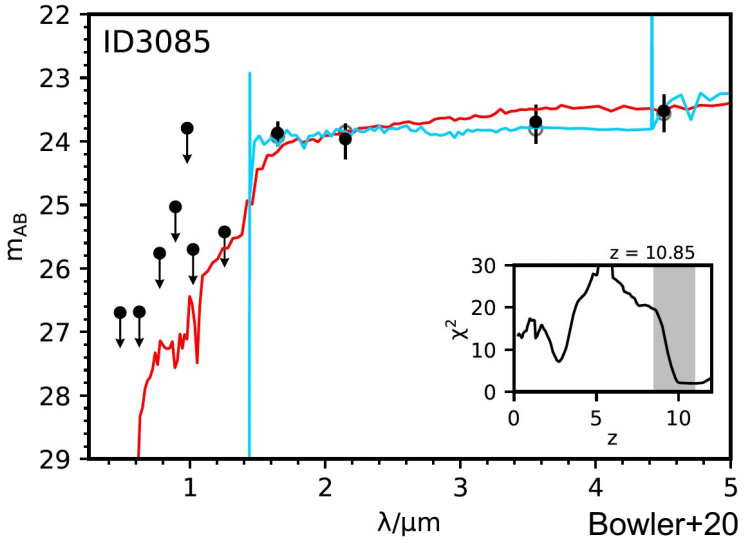
    → z~10 銀河を選んだと思ったら、z~2–3 銀河だった、ということが起きる



問題: 遠方銀河選択の際のコンタミ混入

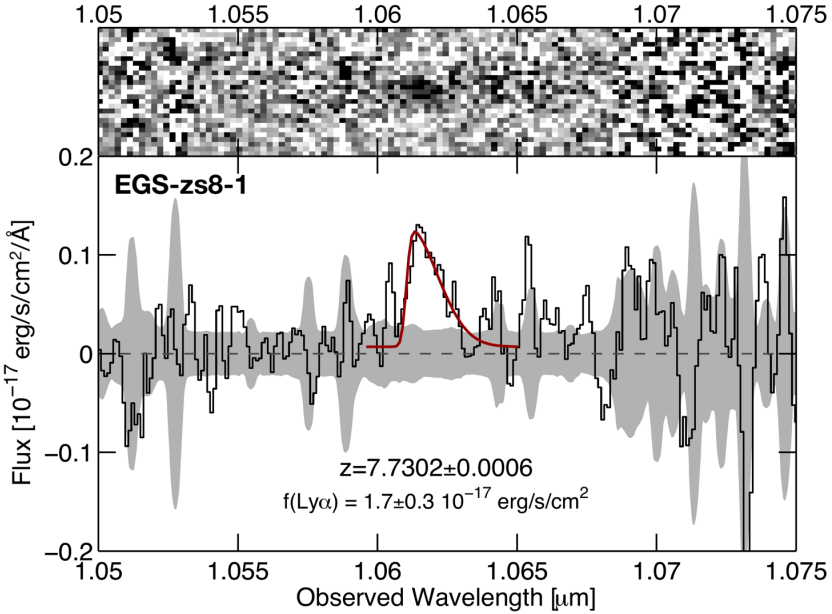
- 遠方銀河選択では、常に低赤方偏移銀河の紛れ込み (コンタミ) が問題となる。どこに注意しながら観測を設計すれば、このようなコンタミを減らせるか？

- Balmer breakの強いpassive銀河以外に考えられるコンタミはあるか？



分光による確認

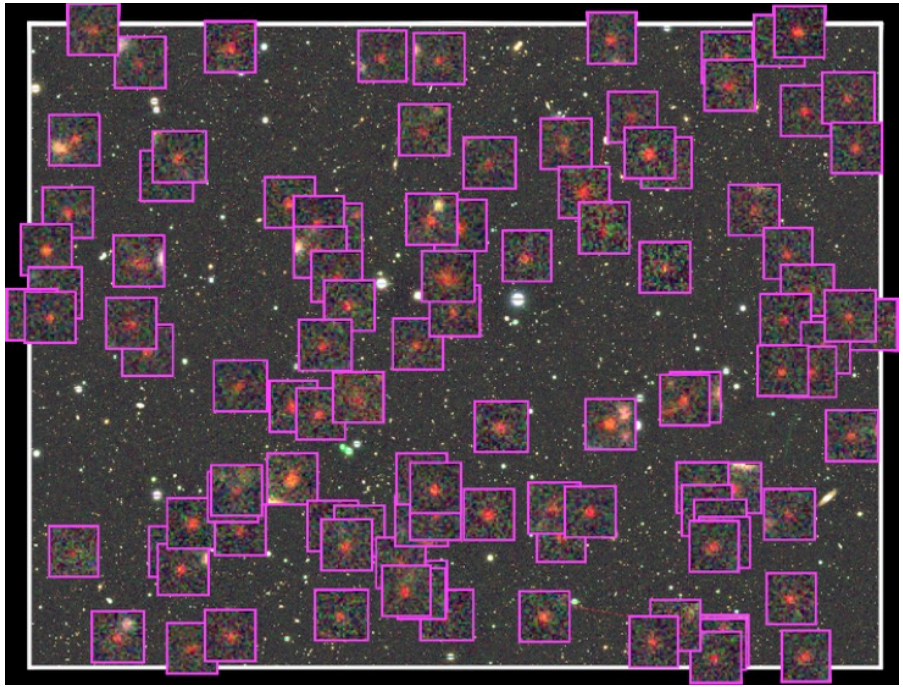
- 輝線を分光して z を確定
  - 例：1.06 μm に 1 本の輝線
    → z = 7.73 の Lyα（Keck）
  - 低 z のコンタミなら、この波長に輝線は出ない
- z~0–3：静止系可視の輝線で確認
- z > 3：Lyα 輝線（1216 Å）で確認
  - ただし、z > 7 では Lyα が中性 IGM で吸収されて検出しにくい（宇宙再電離の効果）



Oesch+15

遠方銀河の探査

- 複数バンドの画像から、Lyman break法で遠方銀河を探す

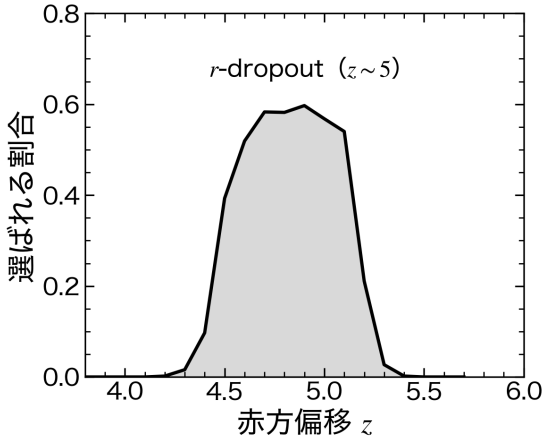


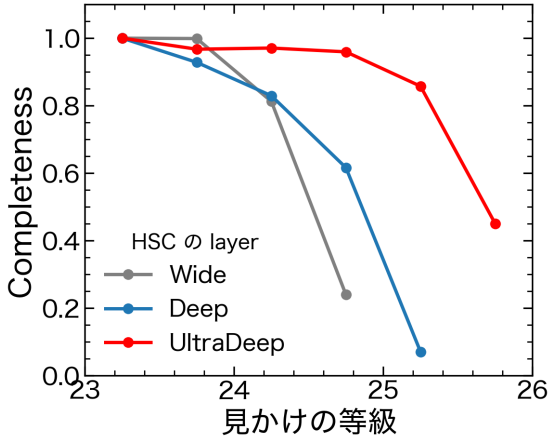
Ono et al.

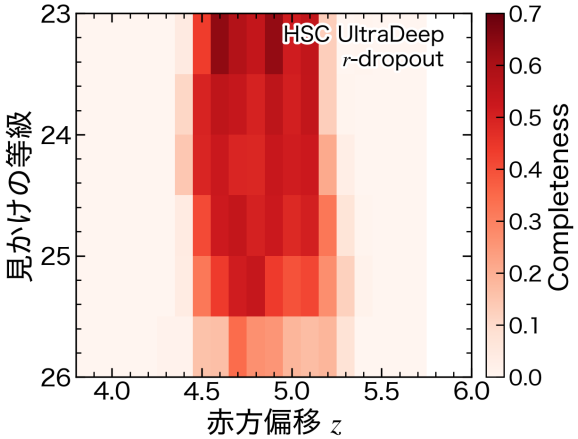
個数密度の測定：体積と完全性

- 体積 V = 面積（立体角 Ω）× 赤方偏移の幅（共動距離 D_C）
  - 例：100 arcmin^2、z = 9.5–10.5 で ~1.7×10^5 Mpc^3
- 完全性 $C(M_{UV}, z)$：埋め込んだ人工の銀河が選ばれる割合から計算

$$\Phi(M_{UV}) = \frac{N(M_{UV})}{V_{eff}(M_{UV})\,\Delta M}, \qquad V_{eff}(M_{UV}) = \int C(M_{UV}, z)\frac{dV}{dz}\,dz \qquad \frac{dV}{dz} = \Omega \frac{c\,D_C^2}{H(z)}$$



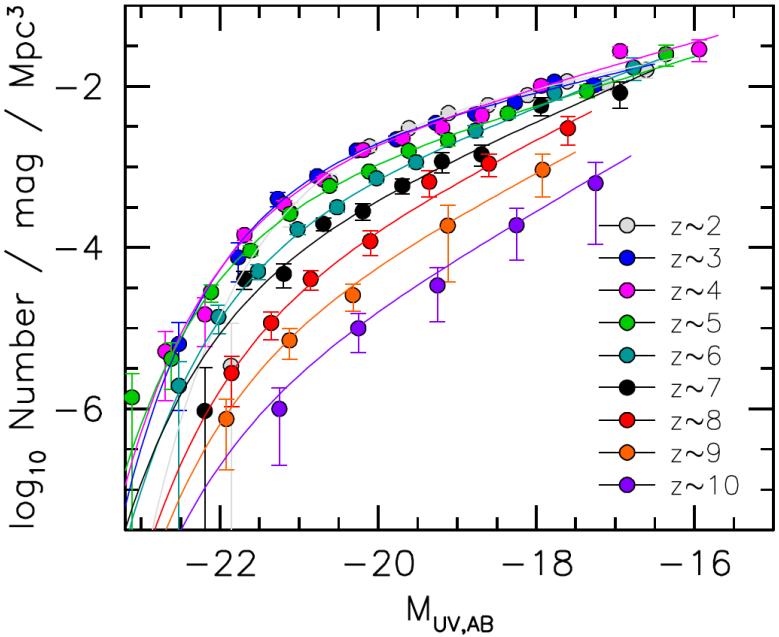




Harikane+22a

JWST 以前の UV 光度関数

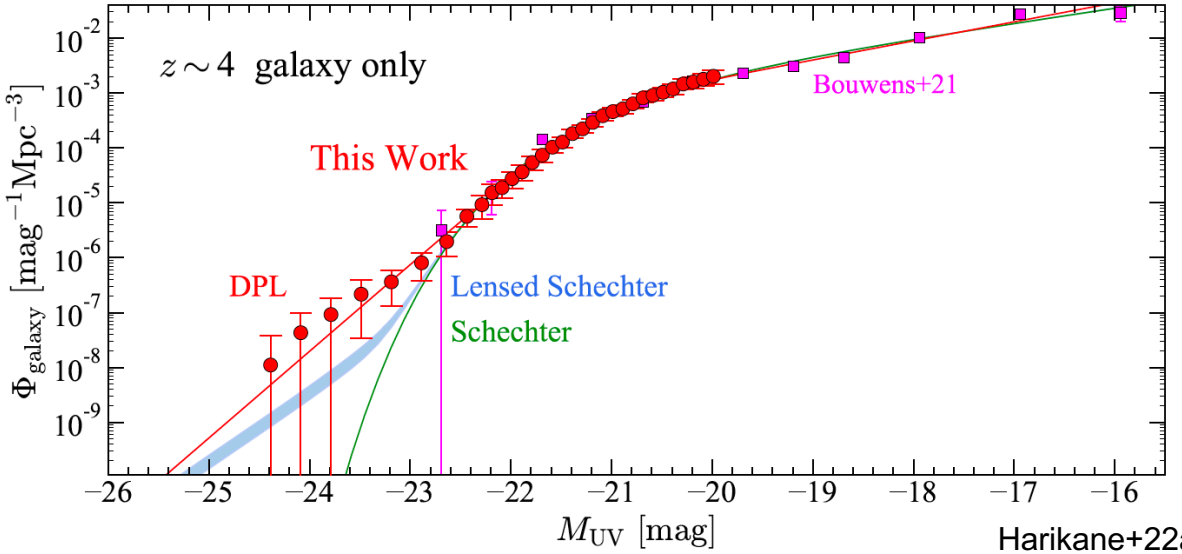
- z~2–10 の紫外光度関数：高 z ほど銀河の数が減る



Bouwens+21

光度関数の形：Schechter と Double Power Law

- Schechter (べき乗 × 指数関数の減少)： $\Phi(L)\,dL = \phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^{\alpha} e^{-L/L^*} \frac{dL}{L^*}$
  - ハロー質量関数と似た形式
- Double power law： $\Phi(L)\,dL = \frac{\phi^*}{(L/L^*)^{-\alpha} + (L/L^*)^{-\beta}} \frac{dL}{L^*}$



Harikane+22a

宇宙の星形成率密度 (Cosmic Star Formation Rate Density)

- 宇宙の単位体積あたりの星形成率

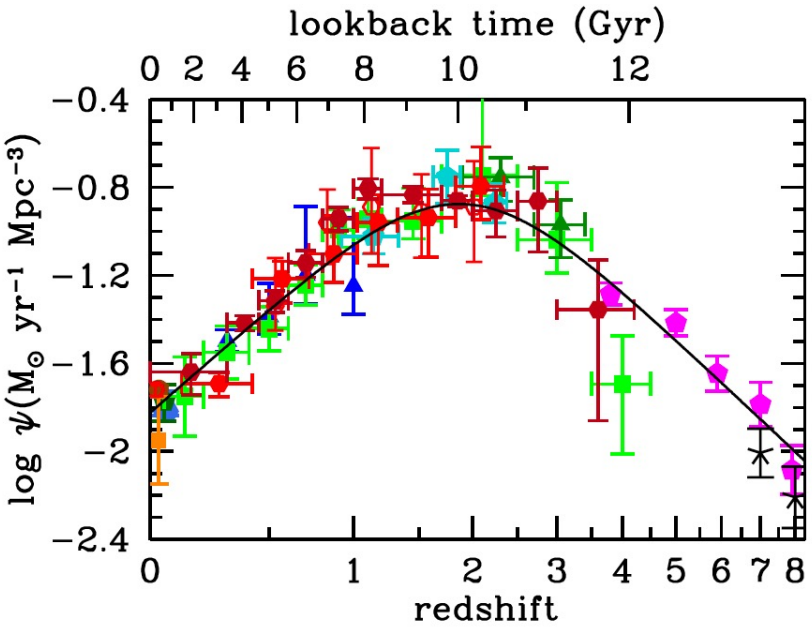
- 光度関数を積分し、SFR密度に換算

$$\mathrm{SFR} = \mathcal{K}_{\mathrm{UV}} L_{\mathrm{UV}}$$

$$\rho_{\mathrm{SFR}} = \mathcal{K}_{\mathrm{UV}} \int_{L_{\mathrm{lim}}}^{\infty} L_{\mathrm{UV}} \Phi(L_{\mathrm{UV}})\, dL_{\mathrm{UV}}$$

  - L_{lim}：積分の下限（検出限界）

  例：$M_{\mathrm{UV}} = -17$ で $\mathrm{SFR}_{\mathrm{UV}} \approx 0.3\, M_{\odot}\, \mathrm{yr}^{-1}$



Madau & Dickinson 14

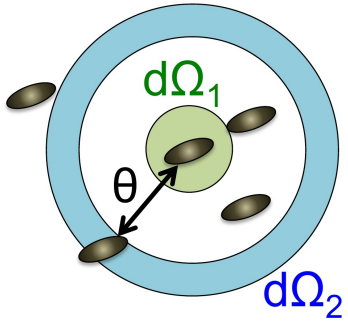
- **宇宙初期から上昇して、z~2 で最大、その後減少**

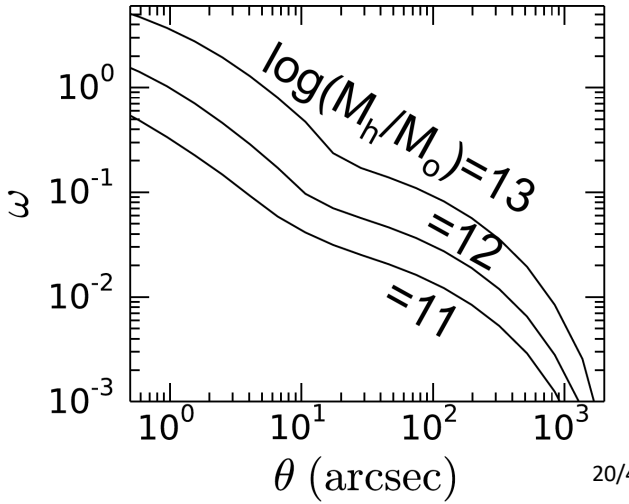
ダークマターハロー質量測定：クラスタリング解析

- ε を測るには、SFR に加えて $M_{\rm h}$ が必要
- クラスタリング：銀河の集まり具合
  - 角度相関関数 $\omega(\theta)$：ペアの数の超過

$$dP = n^2 \left[1 + \omega(\theta)\right] d\Omega_1 \, d\Omega_2$$

- **重いハローほど強く集まる**
  - 観測の角度相関関数を構造形成モデルと比較して $M_{\rm h}$ を測定



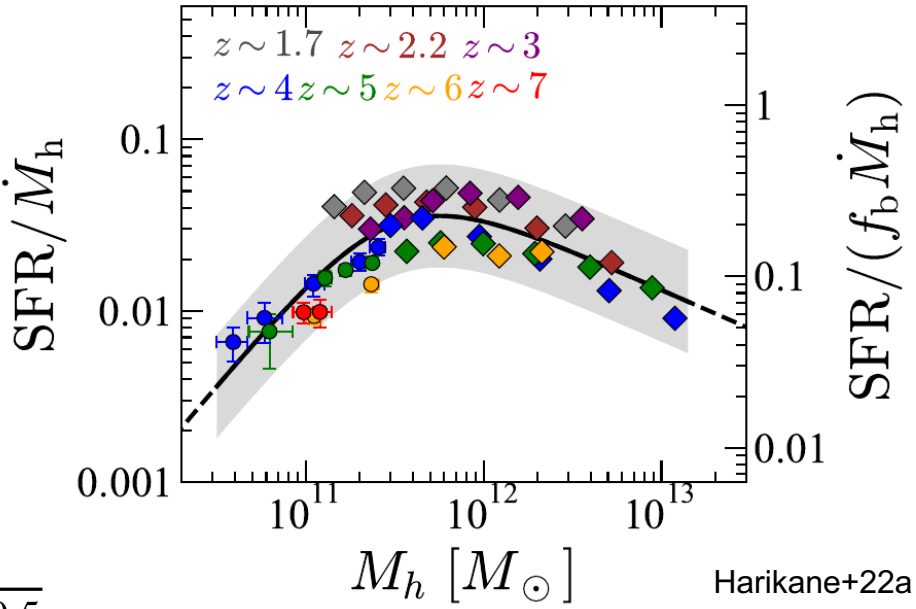


各時代の星形成効率 $\varepsilon(M_{\rm h}, z)$ の測定

- すばる HSC の 400 万個の銀河
  - clustering → ハロー質量 $M_{\rm h}$
  - ハロー成長率 $dM_{\rm h}/dt = \dot{M}_{\rm h}$ を計算
  - UV（ダスト補正）→ SFR
- 第1回の $\varepsilon = {\rm SFR}/(f_{\rm b}\, dM_{\rm h}/dt)$
- **z~2–7 でほぼ同じ形**

$$\frac{\rm SFR}{\dot{M}_{\rm h}} = \frac{2\times 3.2\times 10^{-2}}{(M_{\rm h}/10^{11.5})^{-1.2} + (M_{\rm h}/10^{11.5})^{0.5}}$$

  - $M_{\rm h} \sim 10^{12}\, M_\odot$ でピーク



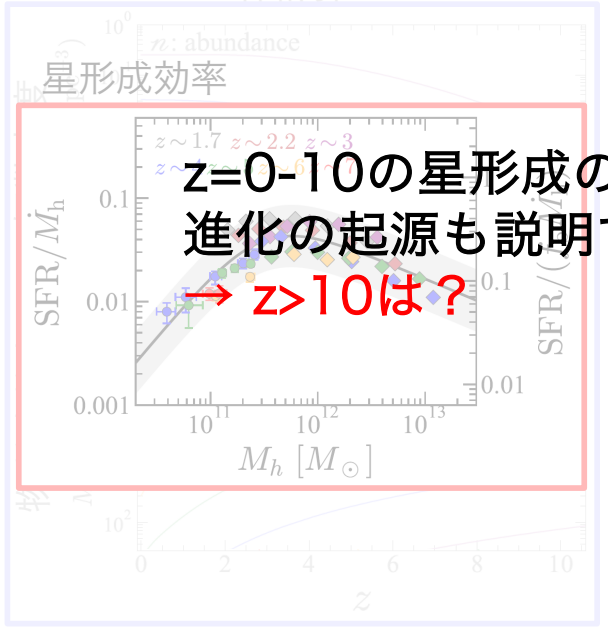
Harikane+22a

ε 一定のモデルで cSFRD を再現

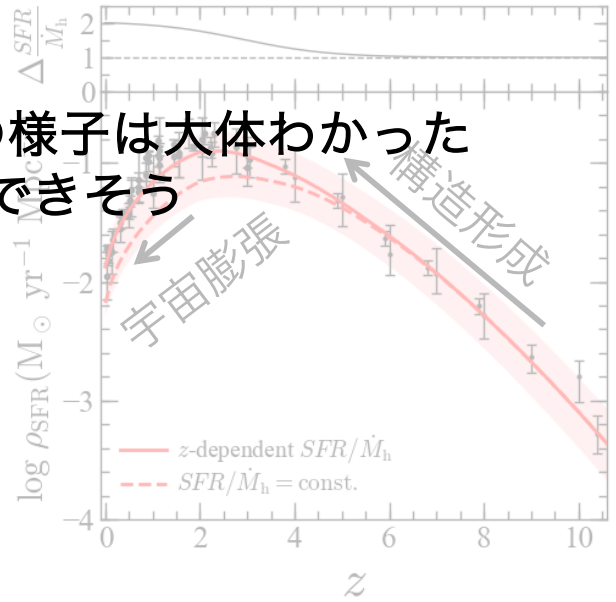
$$\rho_{\rm SFR} = \int dM_{\rm h} \frac{dn}{dM_{\rm h}} SFR = \int dM_{\rm h} \frac{dn}{dM_{\rm h}} \dot{M}_{\rm h}(M_{\rm h}, z) \frac{SFR}{\dot{M}_{\rm h}}$$

個数密度　降着率　SF効率

N体計算



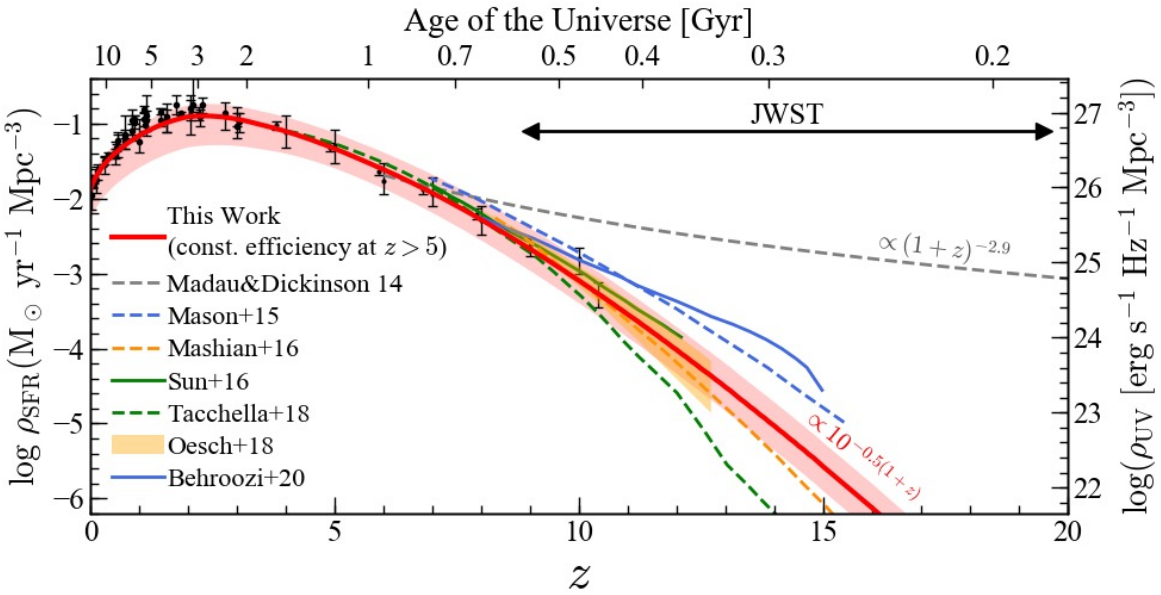
z=0-10の星形成の様子は大体わかった
進化の起源も説明できそう
→ z>10は？



Harikane+22a

z > 10 の予言

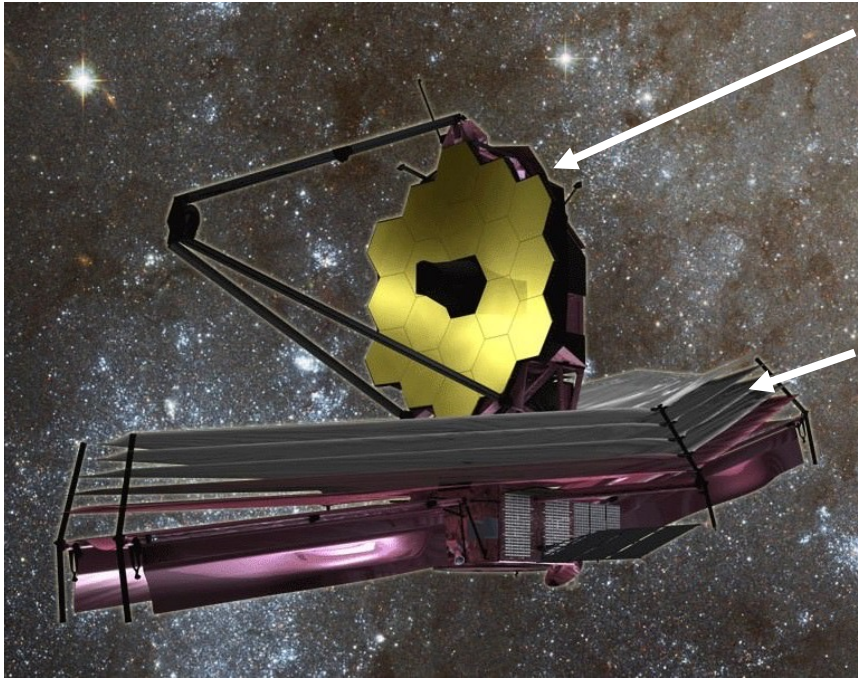
- 星形成効率 ε 一定なら、**z > 10 で宇宙の星形成率密度は急減と予想**
  - 観測可能な重たいハローの数が z >10 で急に減るため（第1回）



Harikane+18,22a

JWST の登場

- 2021年打ち上げ、口径 6.5 m
- 近赤外線 0.6–5 μm：z > 10 の銀河も見える



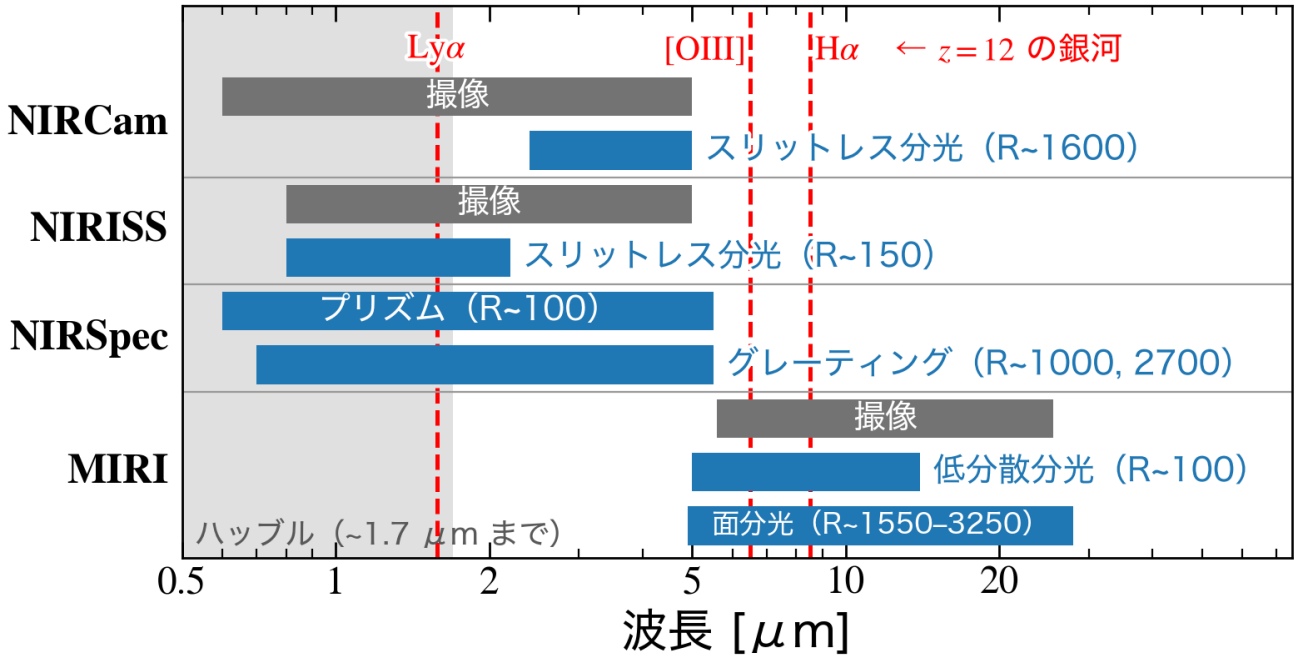
主鏡 (直径6.5m)
18枚の小さな鏡の組み合わせ
金メッキコーティング

サンシールド
太陽からの光を遮って、
望遠鏡を-233℃に保つ

NASA/ESA/CSA

JWST の観測装置

- z = 12：Lyα break（1.6 μm）は近赤外線、Hα（8.5 μm）は MIRI

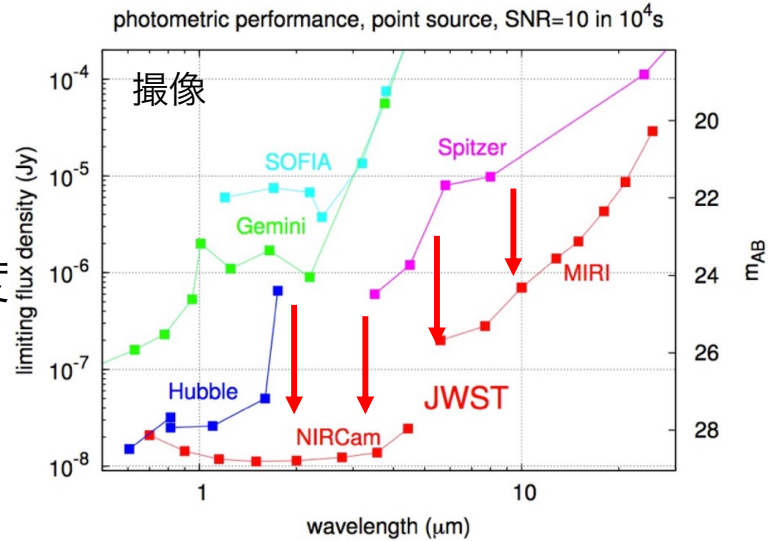


JWST User Documentation をもとに作成

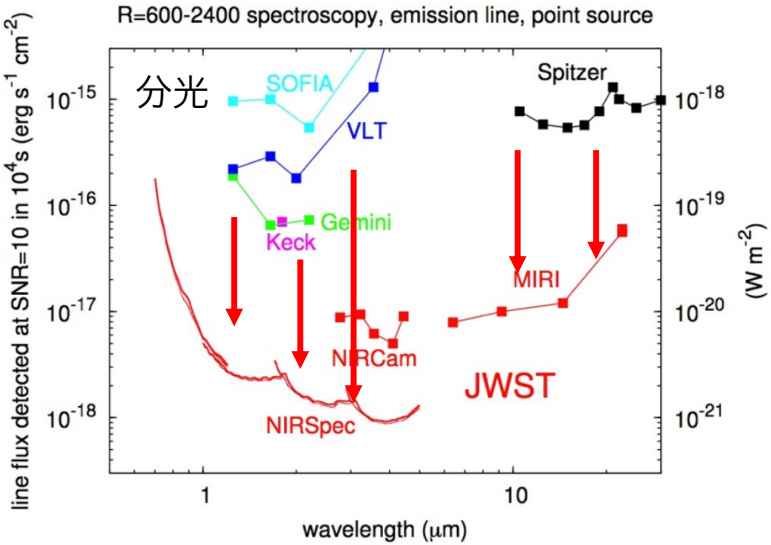
JWST の感度

- 撮像、分光ともに赤外線での感度が10-1000倍良い

感度



波長 [μm]

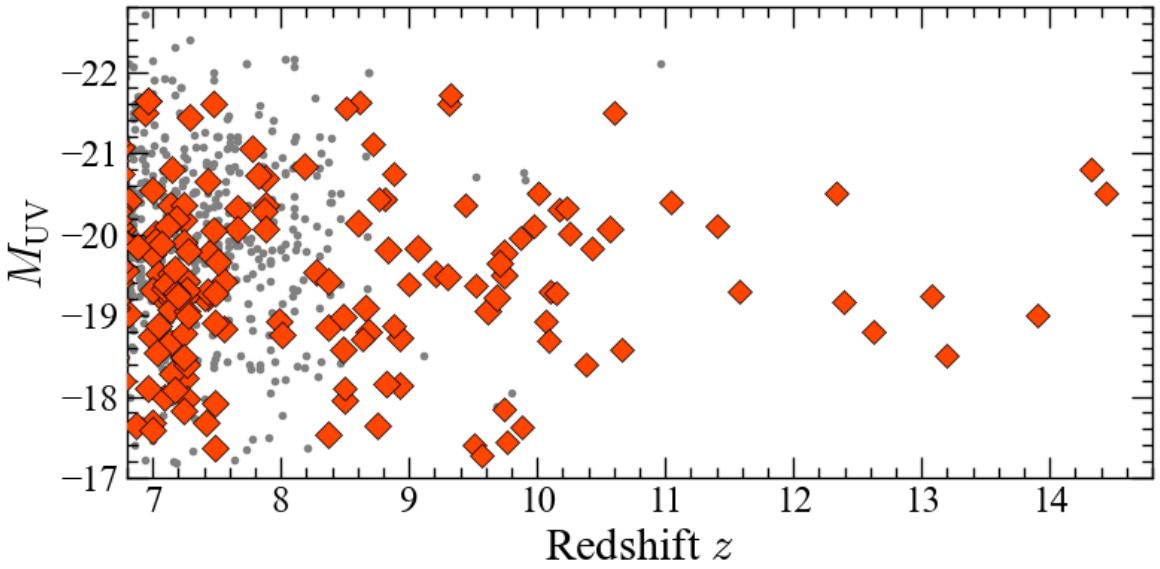


波長 [μm]

STScI

JWST で見つかった銀河

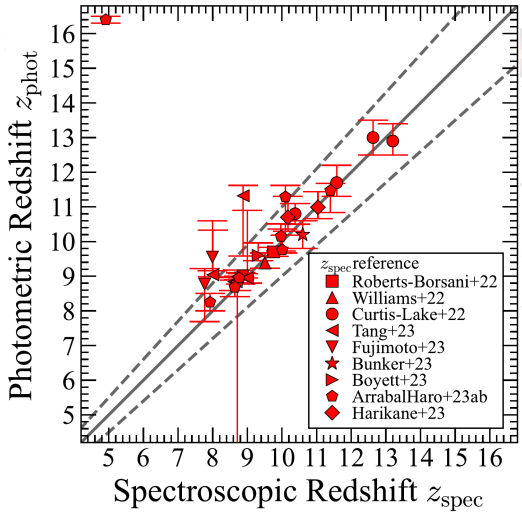
- ハッブル（灰）→ JWST（赤）：z~14 まで多数の銀河
  - 赤印は分光で z が確定した銀河、画像から選んだ候補はもっといる



Harikane+25

JWST で見つかった銀河の例

- 画像：F150W より短い波長で消える（F150W-dropout 銀河）→ z_{phot}~12
- 分光：break と輝線で z を確定（z_{spec} = 12.34）
  - photo-z は分光の z とおおむね一致

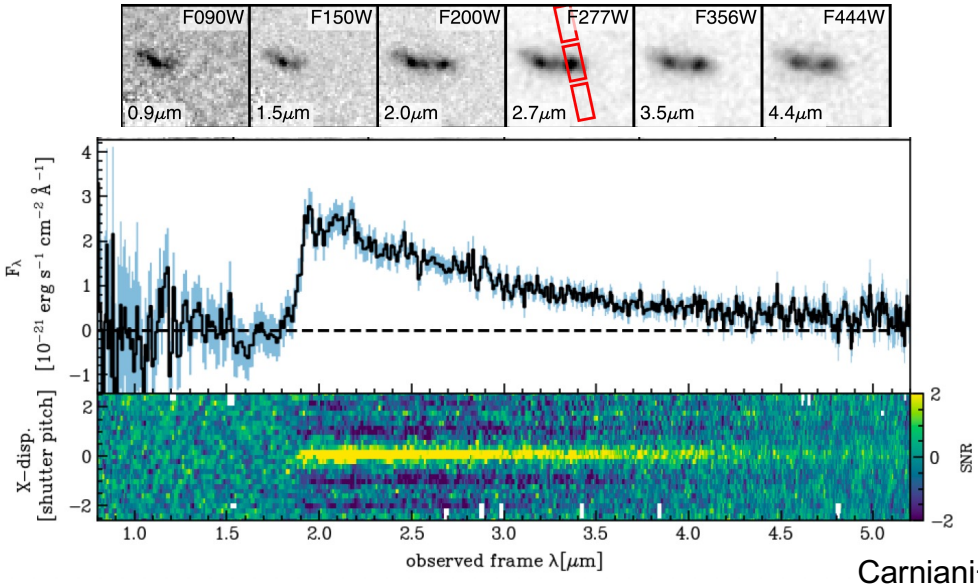


Harikane+24

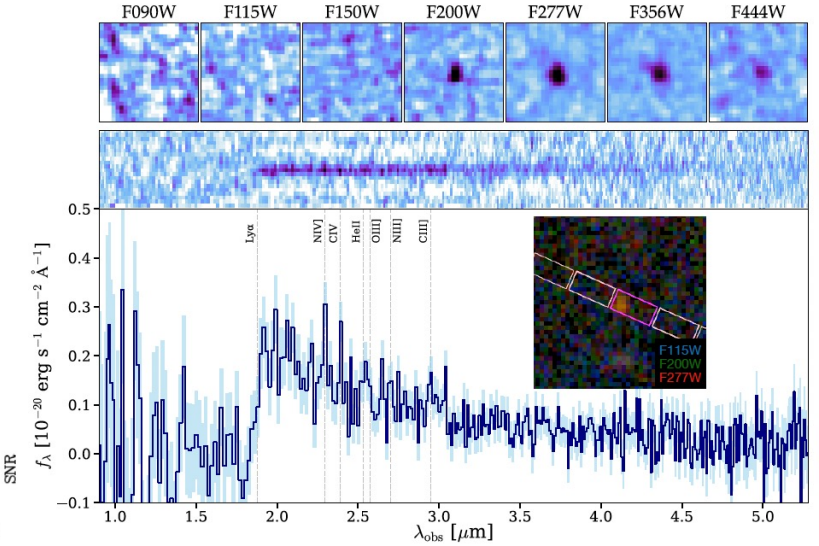
Castellano+24

分光で確定した最遠方の銀河

- JADES-GS-z14-0（z = 14.18）、MoM-z14（z = 14.44）



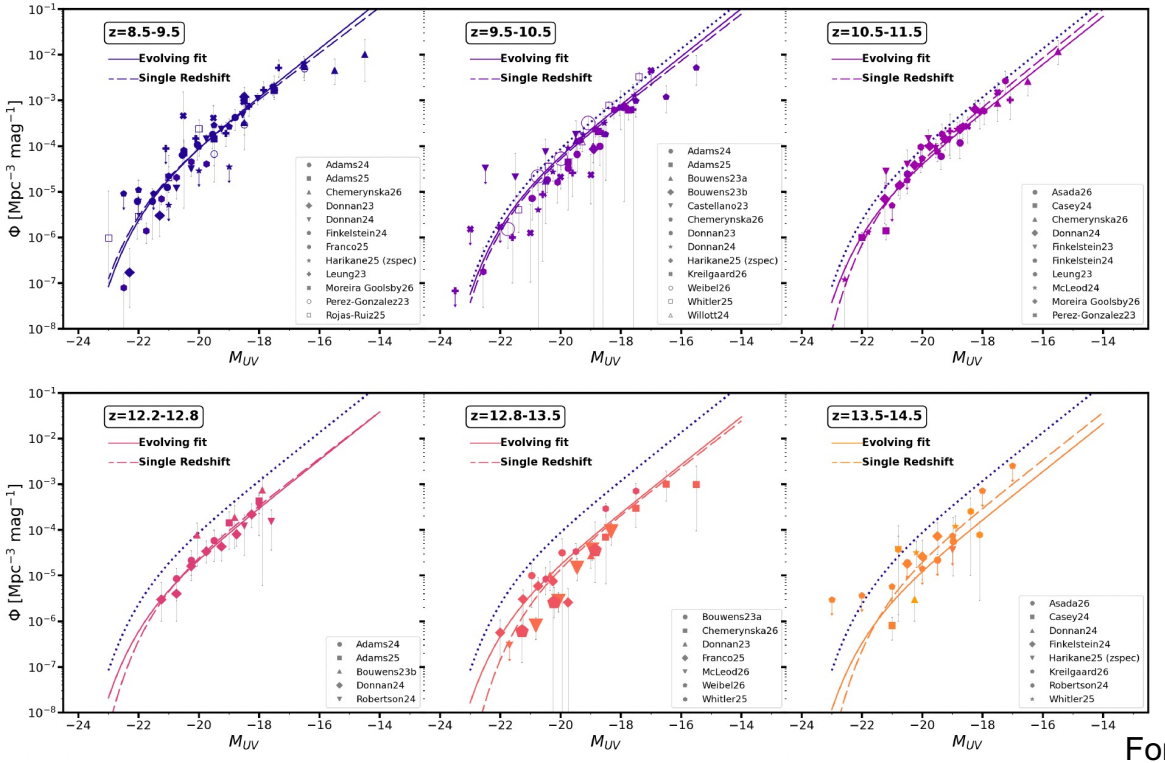
Carniani+24



Naidu+25

JWST の結果：UV 光度関数

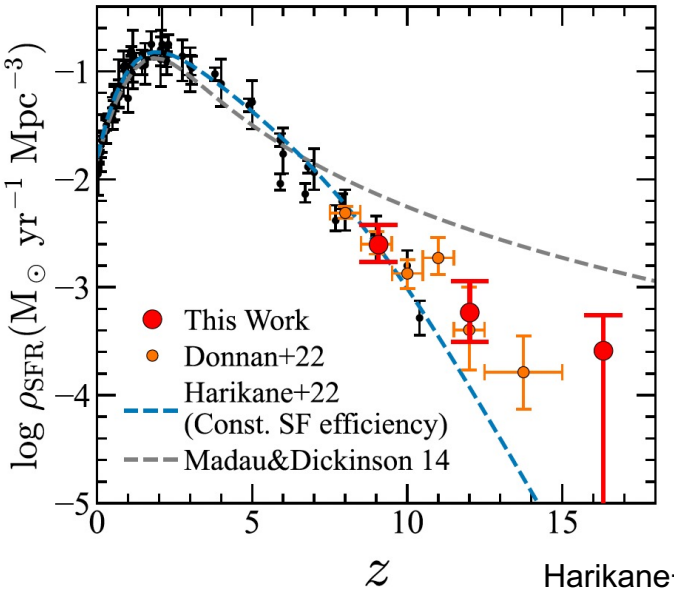
- z~14 まで個数密度を測定



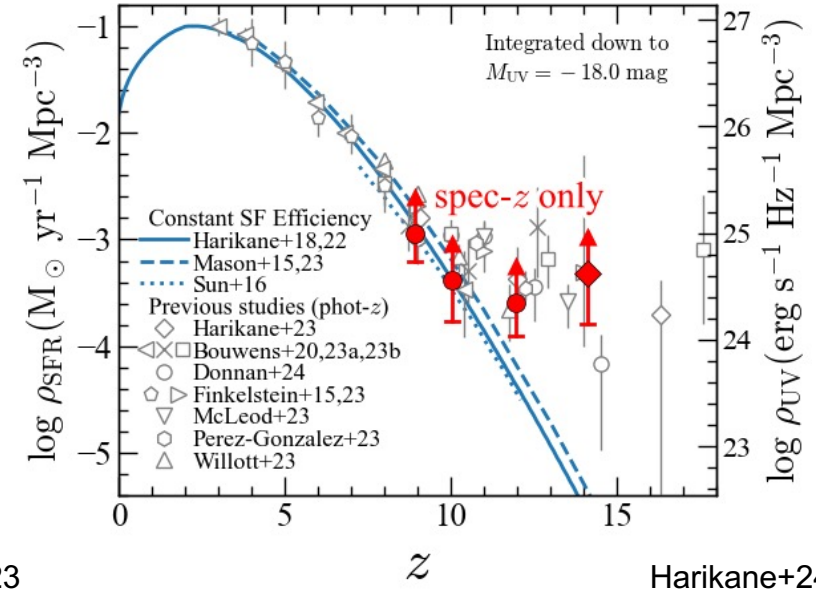
Fontana+26

z > 10 の宇宙の星形成率密度

- 星形成効率 $\varepsilon(M_{\rm h}, z)$ が赤方偏移進化しないモデルと比較
  - **z > 10 の星形成率密度はこのモデルより高い**
  - 分光で z が確定した銀河（赤印）だけでも高い



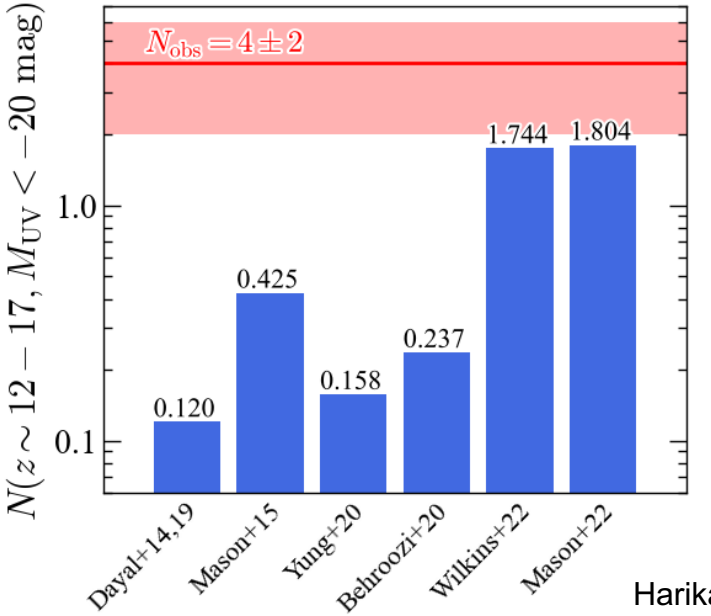
Harikane+23



Harikane+24,25

明るい銀河の数：他の理論と比べる

- 初期観測データ: 観測 4±2 個に対し、多くのモデルは 0.1–2 個
  - 流体シミュレーション、準解析的モデルなど
  - 最新の観測結果でも、JWST打ち上げ以前の理論予想と比べて多すぎる



Harikane+23a

なぜ多いのか：光度関数を分解する

- 銀河の数 = ハローの数 × ハローあたりの明るさ（平均）× ばらつき
- どの項が違うかで解釈が分かれる

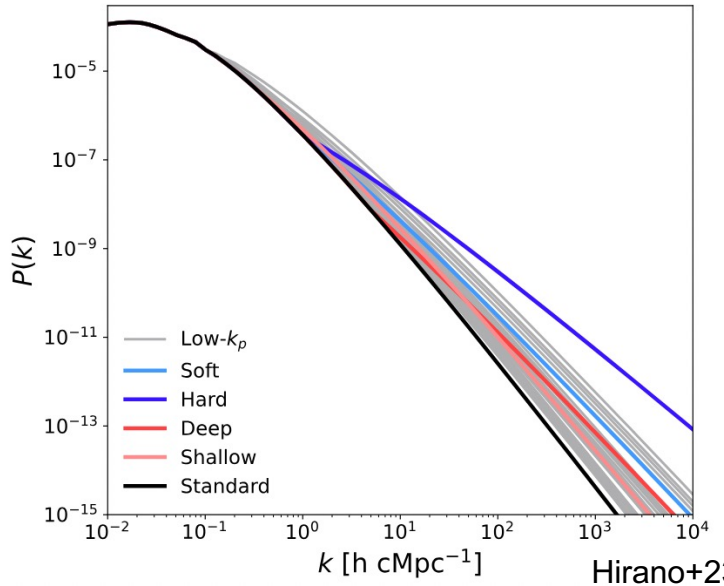
$$\Phi(\log L_{\rm UV}) = \int \frac{dn}{dM_{\rm h}} P(\log L_{\rm UV}|M_{\rm h})\, dM_{\rm h}, \qquad \langle L_{\rm UV}\rangle = \frac{\varepsilon f_{\rm b} \dot{M}_{\rm h}}{\mathcal{K}_{\rm UV}} \times 10^{-0.4 A_{\rm UV}}$$

$$P(\log L_{\rm UV}|M_{\rm h}) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\,\sigma_{\rm UV}} \exp\left[-\frac{(\log L_{\rm UV} - \log\langle L_{\rm UV}\rangle(M_{\rm h}))^2}{2\sigma_{\rm UV}^2}\right]$$

$dn/dM_{\rm h}$：ΛCDM　ε：星形成効率　$\mathcal{K}_{\rm UV}$：IMF・年齢　$A_{\rm UV}$：ダスト　$\sigma_{\rm UV}$：bursty

ΛCDM が違う？

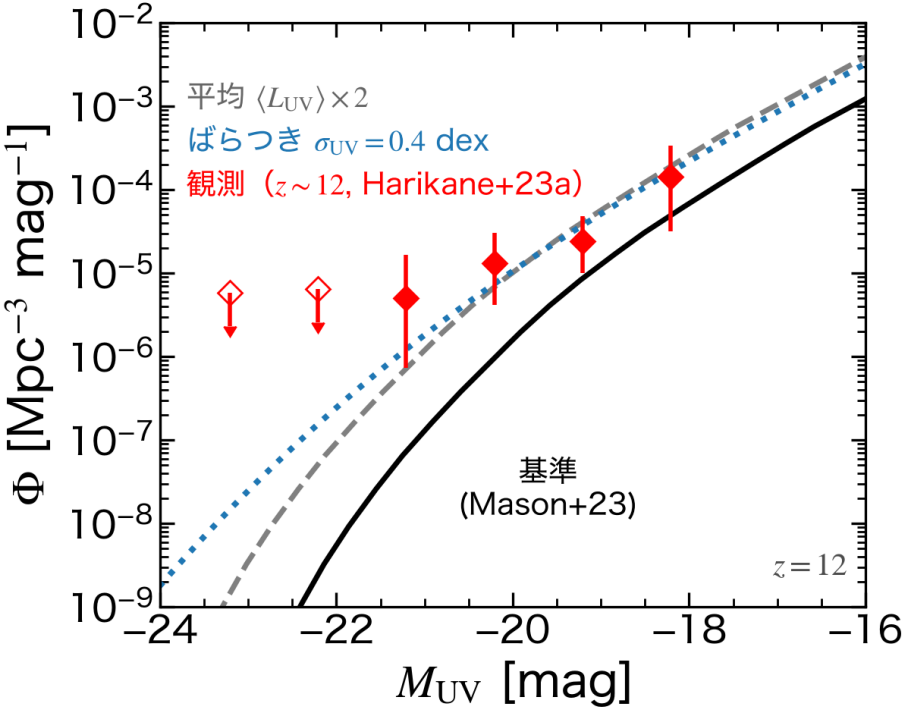
- ハローの数そのものを増やす（$dn/dM_{\rm h}$ を変える）
  - 例：小スケールのゆらぎが大きい（blue-tilted なパワースペクトル）
  - 他の赤方偏移の観測とも矛盾しないことが必要



Hirano+23

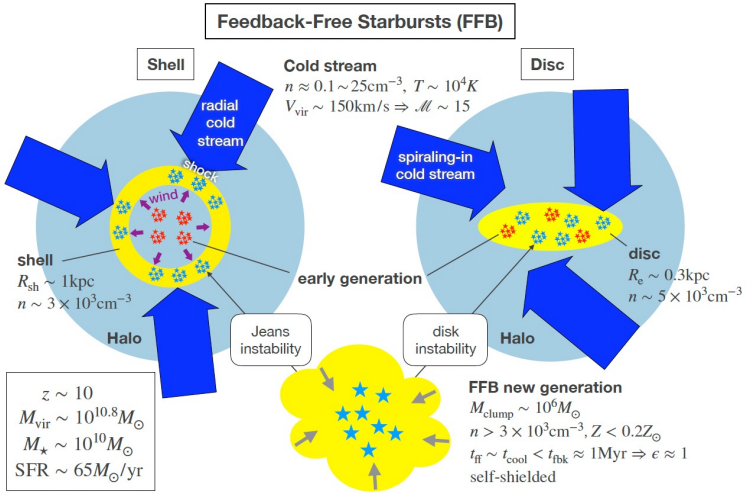
平均を上げるか、ばらつきを増やすか

- 平均 $\langle L_{\rm UV} \rangle$ を上げる
  - (1) 星形成効率 ε を上げる
  - (2) 変換係数 $\mathcal{K}_{\rm UV}$、ダスト減光 $A_{\rm UV}$ を変える
- ばらつき $\sigma_{\rm UV}$ を増やす
  - bursty な星形成
- どちらでも説明できる



平均を上げる (1)：星形成効率 ε を上げる

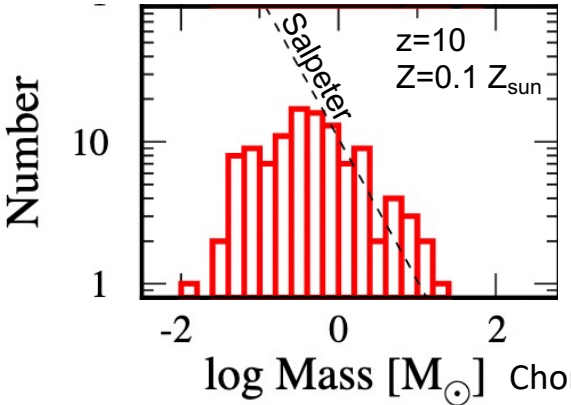
- 同じハローで SFR そのものが大きい
- feedback-free starburst
  - 高密度ガスが SN の前（数 Myr）に星になる
- ガス密度で変わる星形成効率
  - Somerville+25：面密度が高いほど効率が上がる



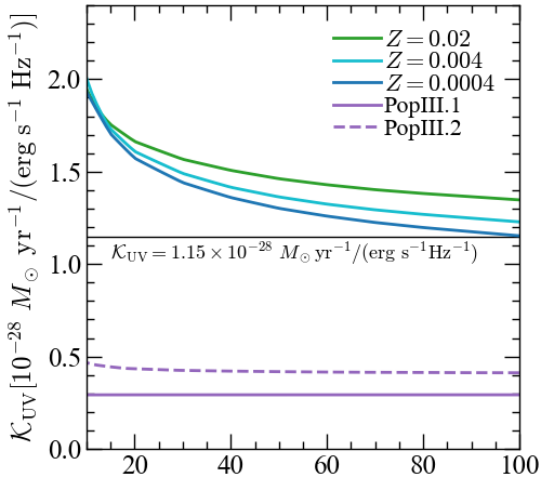
Dekel+23

平均を上げる (2)：変換係数 $\mathcal{K}_{\rm UV}$、$A_{\rm UV}$ を変える

- SFR は同じでも、UV が明るく見える $\mathrm{SFR} = \mathcal{K}_{\rm UV} L_{\rm UV}$
- top-heavy IMF（Pop III など）：UV が数倍明るい
  - 遠方では金属量が低く、CMB温度が高いのでIMFがtop-heavyになるかも
- 若い星形成（Donnan+25）：星質量 M_* は普通でも $L_{\rm UV}/M_*$ が大きい
- ダストが少ない（$A_{\rm UV}$ が小さい）
  - z > 10 で ダストはほぼなく、減らす余地は小さい



Chon+22

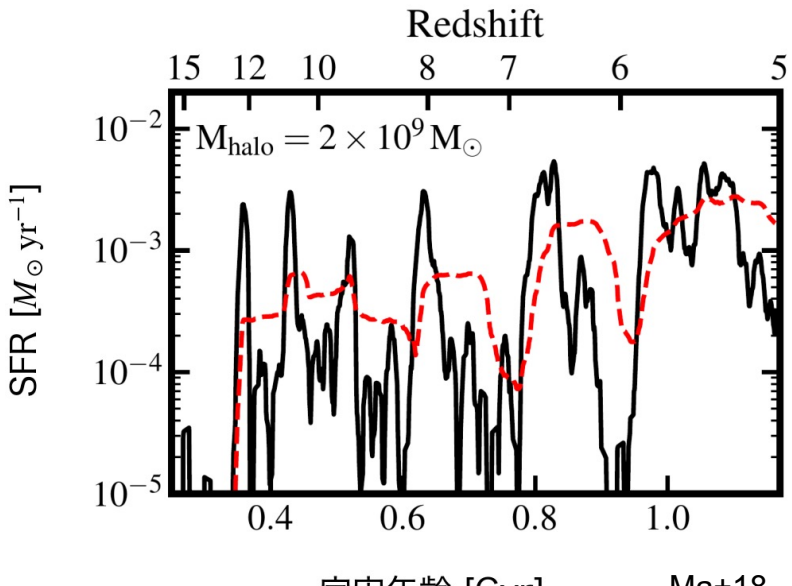


Harikane+23a

ばらつきを増やす：bursty な星形成

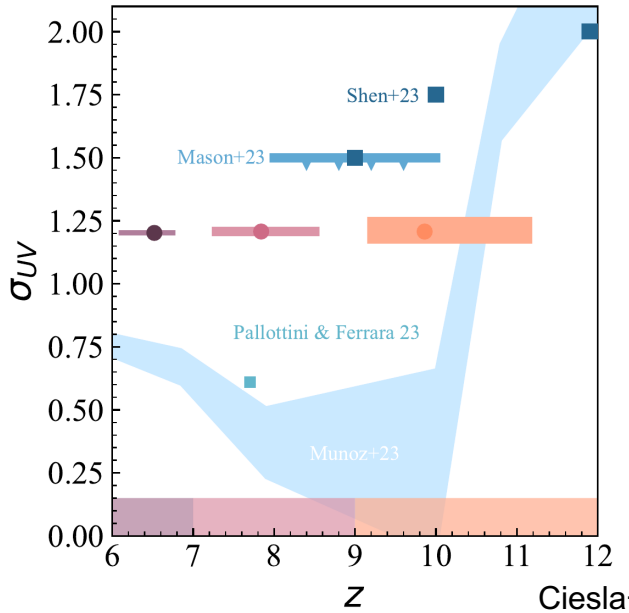
- SFR が短時間で大きく変動 → 同じ $M_{\rm h}$ でも $M_{\rm UV}$ がばらつく
  - 数の多い小さいハローが、一時的に明るく見える

黒実線：10 Myr 平均の SFR　赤破線：100 Myr 平均



Ma+18

σ_{UV} は等級（dex の 2.5 倍）



Ciesla+24

問題: 原因をどう見分けるか？

- それぞれが原因の場合、銀河で何が起きる？どう確かめられる？
  - 星形成効率が高い場合
  - IMFがtop-heavyな場合
  - 若い星が多い場合
  - ダストが少ない場合
  - Burstyな星形成の場合

問題: 原因をどう見分けるか？

- それぞれが原因の場合、銀河で何が起きる？どう確かめられる？
  - 星形成効率が高い場合
    → 星はできるので、星質量が高くなる。MIRI観測でz>10の星質量を求める
  - IMFがtop-heavyな場合
    → 重たい星に関連する別の情報 (例: GRB) の観測から制限する (3日目)
  - 若い星が多い場合
    → SEDを調べて、z > 10 銀河が若いかどうか調べる
  - ダストが少ない場合
    → ALMAなどの観測で z > 10 銀河のダストを調べる
  - Burstyな星形成の場合
    → Hα (~ 10 Myr) と UV (~ 100 Myr) の星形成率のばらつきが大きいか調べる

まとめと次の日へ

- SED：星・電離ガス・ダスト
- 星形成率 SFR の指標
- 遠方銀河探査: Lyman break 法で見つけて分光
- 光度関数と宇宙の星形成率密度
- JWST：z > 10 で明るい銀河が予想より多い
- 原因は？→ 銀河の内部（星・ガス・金属）を見る（2日目）