

(筑波大学, 2009/1/27-29)

## 集中講義

すばる望遠鏡が俯瞰する銀河・銀河団の形成と進化

児玉 忠恭 (こだま ただゆき)  
国立天文台光赤外研究部、総合研究大学院大学  
E-mail: t.kodama@nao.ac.jp

*"Shadow of Mauna Kea" (12/01/07)*

## 講義8時限＋談話会

- 1/27(火)
  - ①12:15-13:30, ②13:45-15:00, ③15:15-16:30
- 1/28(水)
  - ④10:10-11:25, ⑤12:15-13:30, 談13:45-15:00
- 1/29(木)
  - ⑥10:10-11:25, ⑦12:15-13:30, ⑧13:45-15:00

## 内容

### 光赤外線波長域でみる銀河と銀河団の形成と進化

対象:主にM1の院生(天文一般の基礎知識一応あり)。  
光赤外分野以外の院生にも分かるように配慮。

1. 宇宙の階層構造と銀河の基本的性質
2. 銀河の化学進化とスペクトル進化
3. 観測から得る物理量と銀河の選択
4. すばる望遠鏡などによる遠方宇宙の観測
5. 銀河研究の将来(光赤外+ALMA)

## 参考文献

- 嶋作一大氏(東京大学准教授)講義ノート
  - 有本信雄氏(国立天文台教授)講義ノート
  - シリーズ現代の天文学(日本評論社)  
第4巻『銀河I-銀河と宇宙の階層構造』  
第3巻『宇宙論II-宇宙の進化』
  - 岡村定矩著『銀河系と銀河宇宙』(東大出版)
  - 小玉英雄著『相対論的宇宙論』(丸善)
  - 斉尾英行著『星の進化』(培風館)
  - “Panoramic Views of Galaxy Formation and Evolution”, ASP conf. series, Vol. 399, eds. Kodama et al. (第1回すばる国際会議集録)
- ほか、学術雑誌論文多数。

# 宇宙の96%はなぞ

## 宇宙を構成する主要な物質の正体はまったく不明？

- 通常の物質: 4%

我々の体や輝いている星を構成する物質。

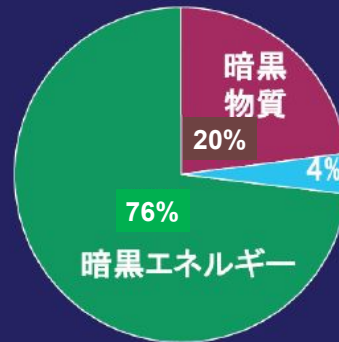
- 暗黒物質: 20%

銀河や銀河団の中を満たしている正体不明物質。

- 暗黒エネルギー: 76%

宇宙全体に一樣に広がった正体不明の真空のエネルギー。

宇宙の組成

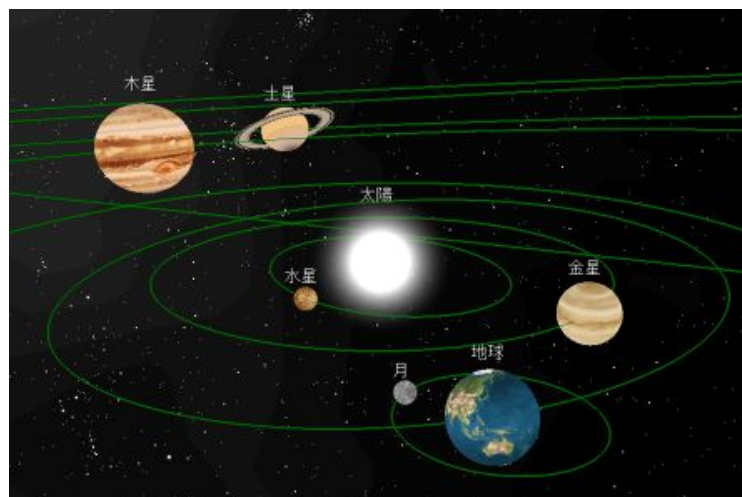


通常の物質

### 1. 宇宙の階層構造と銀河の基本的性質

## 1.1 宇宙の階層構造

### 我々の住む太陽系

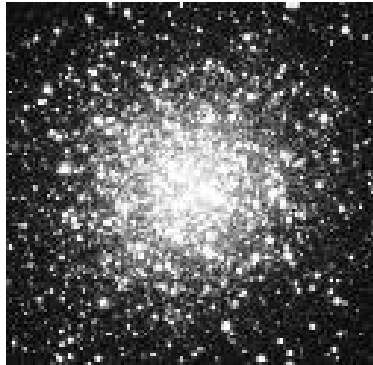


<http://universe.chimons.org/contents/solar.html>

太陽から地球までの距離：1億5千万キロ（光の速さで約8分20秒）＝1天文単位

# 星団

球状星団



M13

散開星団



プレアデス星団 (M45、昴)

大きさ～10pc～30光年、重さ～太陽の10万倍

# 我々の住む銀河系(天の川)



M63(従兄弟銀河、すばる望遠鏡)

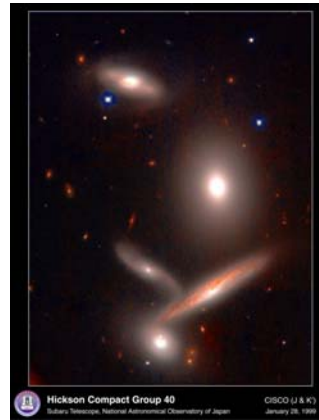
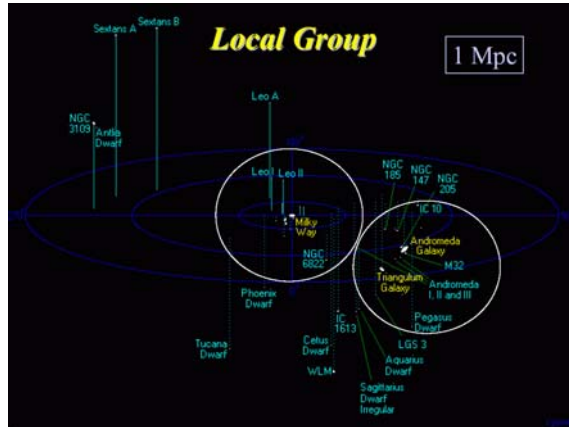
太陽のような星が数千億個も集まった集団。  
太陽は中心から約8kpc(2万5千光年)の所にある。



天の川は、銀河系の円盤を横から眺めたもの！

## 銀河群

(数個から数十個の銀河の群)



### 局所銀河群

(銀河系とアンドロメダ銀河を含む銀河の集団)

両銀河間の距離は約700kpc (230万光年)

ヒクソン銀河群No.40 (すばる)

## 銀河団

(百個から千個もの銀河大集団)



CL0024銀河団 (42億光年)、すばる望遠鏡

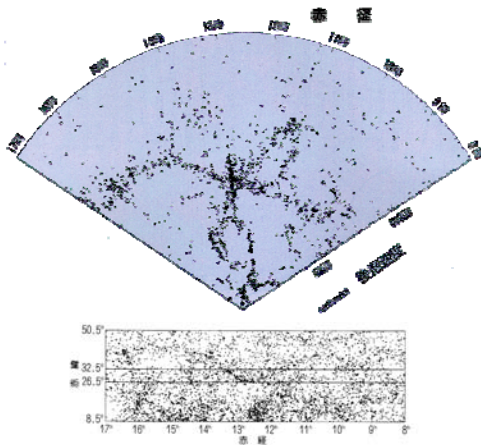
Abell1689銀河団 (22億光年)、ハッブル宇宙望遠鏡

大きさは半径1~3Mpc (300~1000万光年)、質量は $10^{14-15}M_{\text{sun}}$  85%がDM, 13%がガス, 2%が星

銀河団の強い重力場による光の重力レンズ効果で、歪んだ背景銀河も多数見える。

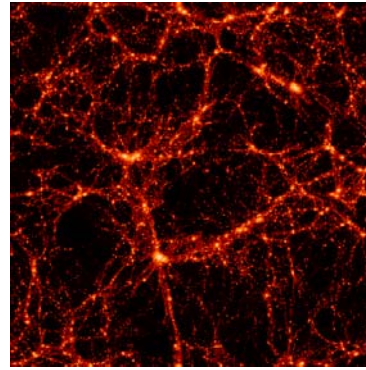
# 超銀河団(宇宙大規模構造)

観測



CfA サーベイ (Gellar & Huchra 1986)

理論(計算機)



VIRGO コンソーシアム (C.Frenk 他)

# 宇宙の階層構造

太陽系 → 銀河系 → 銀河群・団 → 超銀河団

というように、宇宙は、いくつかの構造が小さなものから大きなものまで順々に階層をなしている。このような構造を「宇宙の階層構造」と呼ぶ。

表 7.1 階層構造の典型的な規模

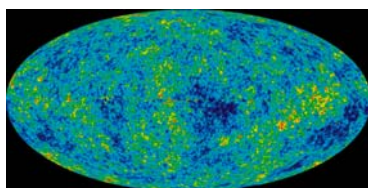
階層構造	銀河数	スケール	質量	速度分散
孤立銀河	1	50 kpc	$10^{11} M_{\odot}$	-
連銀河	2	200 kpc	$10^{11} M_{\odot}$	$50 \text{ km s}^{-1}$
銀河群	10	500 kpc	$10^{12} M_{\odot}$	$100 \text{ km s}^{-1}$
銀河団	500	5 Mpc	$10^{14} M_{\odot}$	$1000 \text{ km s}^{-1}$
超銀河団	1000	50 Mpc	$10^{15} M_{\odot}$	-

現代の天文学 第4巻 銀河I より

## 宇宙の構造形成

40 万歳の宇宙 ( $z=1100$ )  
(宇宙の晴れ上がり時点)

ほとんど一様  
密度コントラストは  $10^{-5}$



WMAP衛星 (宇宙マイクロ波背景輻射)

現在の宇宙 ( $z=0$ )

銀河、銀河団、大規模構造  
密度コントラストは  $1 \sim 1000$



137 億年



宇宙初期のほとんど一様な密度分布から、  
現在のデコボコの銀河宇宙はどうやってできたのか？

## 国立天文台4D2Uプロジェクト作成映像 (4次元宇宙をあなたへ)

### 銀河団形成のシミュレーション

国立天文台理論研究部 矢作氏ほか

### 銀河形成のシミュレーション

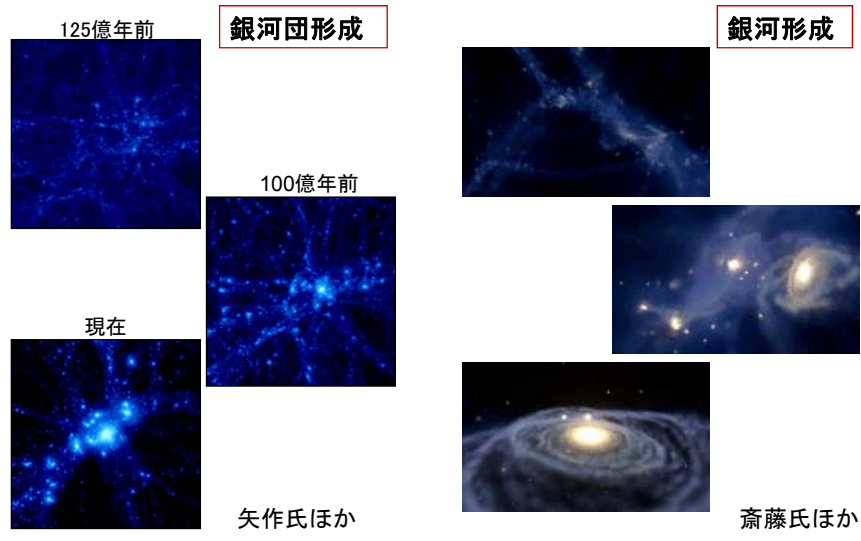
国立天文台理論研究部 斎藤氏ほか

2007.5. アメリカコンピュータ学会の分科会SIGGRAPH2007において、  
Electronic Theaterに入選

<http://4d2u.nao.ac.jp/> から取得できる。

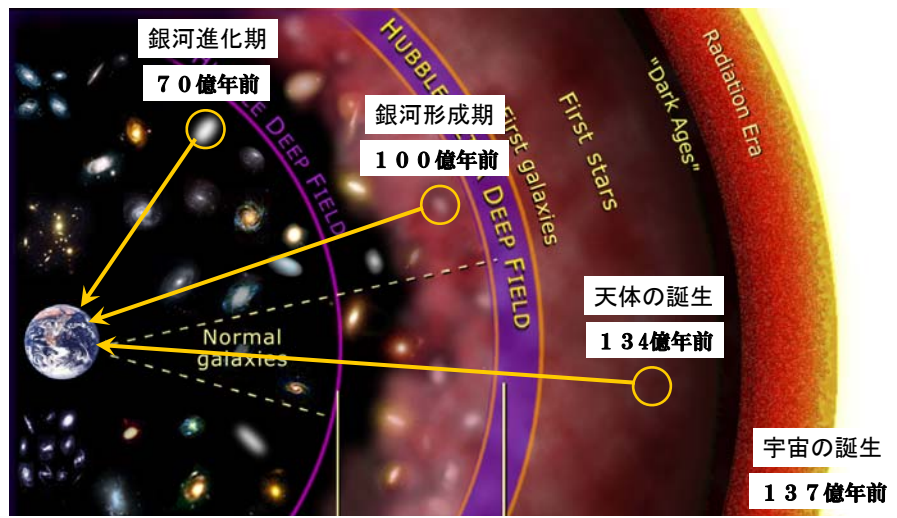


## 標準宇宙モデル ( $\Lambda$ CDM) が予測する銀河・銀河団の形成



初めに小さな天体がたくさん生まれ、それらが重力で引き合って集まり、合体を繰り返しながら、より大きな天体へと成長してゆく。

## 宇宙の歴史を直接探るタイムマシン



遠くを見れば見るほど、昔の宇宙の姿が見える → 究極の考古学！

# 人類が見た最も深い宇宙

ハッブル・ウルトラ・ディープ・フィールド (HUDF、ハッブル宇宙望遠鏡)



百億年以上昔 ( $z > 2$ ) の形成途上銀河も多数写っている。

# 赤方偏移 ( $z$ ) は距離の指標

宇宙は膨張を続けており、遠い天体ほど速い速度で我々から遠ざかる。

遠ざかる天体から来る光は、ドップラー効果によって波長が伸び、赤くなる。

$V$  (後退速度) =  $H \times r$  (距離): ハッブル則



波長の伸び率から赤方偏移 ( $z$ ) を定義:

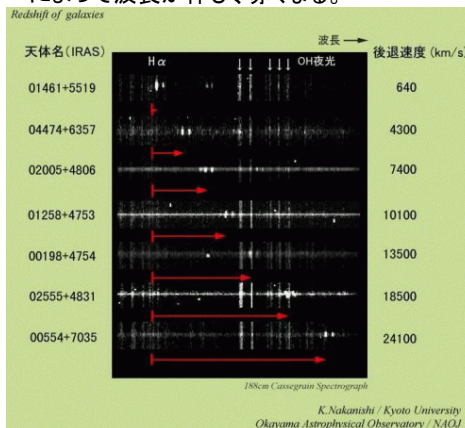
$$1 + z = \lambda' / \lambda$$

この  $z$  は後退速度 ( $V$ ) と

$$V = cz$$

の関係がある。厳密には

$$V = c \times \frac{(1+z)^2 - 1}{(1+z)^2 + 1}$$



銀河のスペクトルを取れば、波長の伸び率 ( $1 + z$ ) がわかり、後退速度がわかるので、銀河までの距離がわかる。

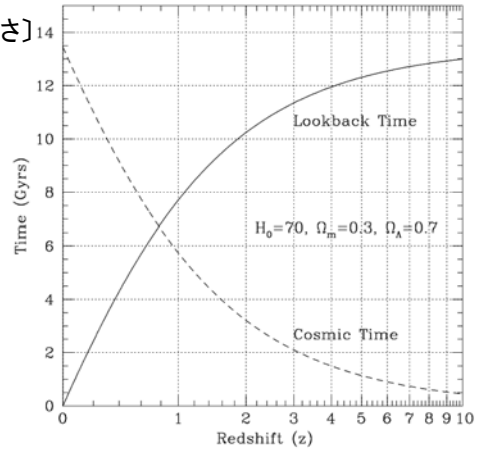
## 赤方偏移と宇宙の大きさ、年齢

宇宙の大きさ (a) [ $a_0$  は現在の大きさ]

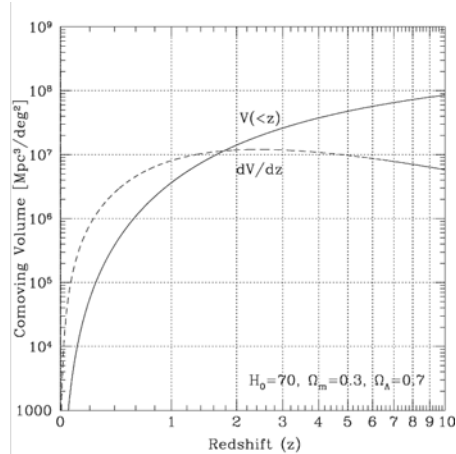
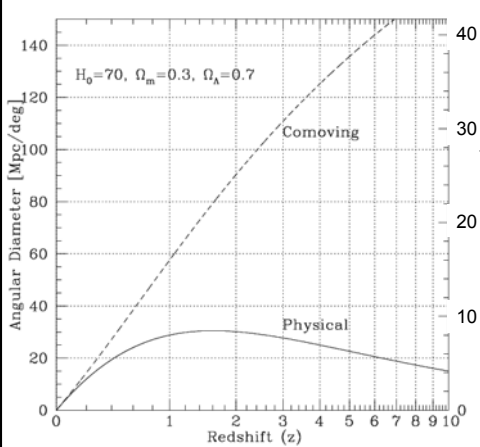
$$a = \frac{1}{1+z} a_0$$

宇宙の年齢 (t)

- $z = 0$  の時  $t_0 = 137$ 億年 (現在)
- $z = 1$  の時  $t = 59$ 億年 (約1/2)
- $z = 2$  の時  $t = 33$ 億年 (約1/4)
- $z = 5$  の時  $t = 12$ 億年 (約1/10)

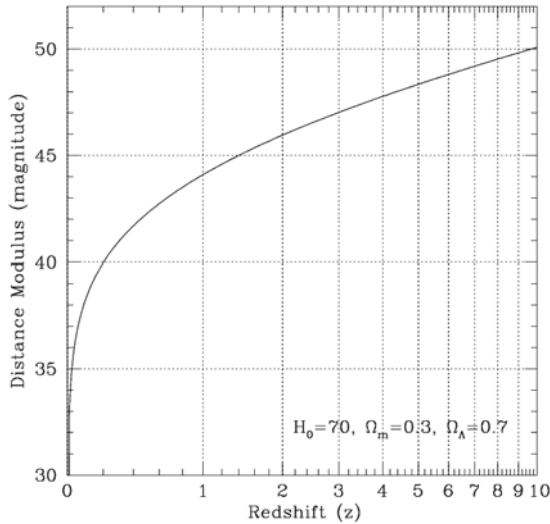


## 見かけの大きさ、体積



$z > 1$ では、一平方度が、 $\Delta z = 1$ あたり  
およそ  $10^7 \text{Mpc}^3$  の共動体積に相当する。

# 距離



D.M. : 距離指標 (distance modulus)  
 $D_L$  : 光度距離 (luminosity distance)  
 $D_A$  : 角径距離  
 (angular diameter distance)

$$D.M. = 5 \log D_L(\text{pc}) - 5$$

$$D_A = D_L / (1+z)^2$$

## Cosmological Dimming (表面輝度)

時刻  $t$  と  $t + \delta t$  の間に 振動数  $\nu$  と  $\nu + \delta \nu$  の間に天体から放出された光子の数を  $\delta N$  とすると、この波長帯での光度  $\delta L$  は、

$$\delta L = h\nu \delta N / \delta t$$

我々のところを単位時間あたり単位面積あたりに 通過する光のエネルギー (フラックス)  $\delta f$  は、

$$\delta f = h\nu_0 \delta N / \delta t_0$$

赤方偏移により、 $\delta t_0 = (1+z) \delta t$ 、 $\nu_0 = \nu / (1+z)$  であるから、

$$\delta f = \delta L / \{ 4\pi r^2 \times (1+z)^2 \} \quad f = L / \{ 4\pi r^2 \times (1+z)^2 \} \quad (\text{波長で積分})$$

天体の見かけのサイズ  $\Delta\theta$  は、実サイズ  $l$  を用いて、

$$\Delta\theta = (1+z) l / r \quad l = \int_A^B c dt = ar \int_A^B d\theta = ar \Delta\theta = \frac{r}{1+z} \Delta\theta$$

( $dr = d\phi = 0$ : 視線に垂直)

従って、表面輝度 (SB) は、

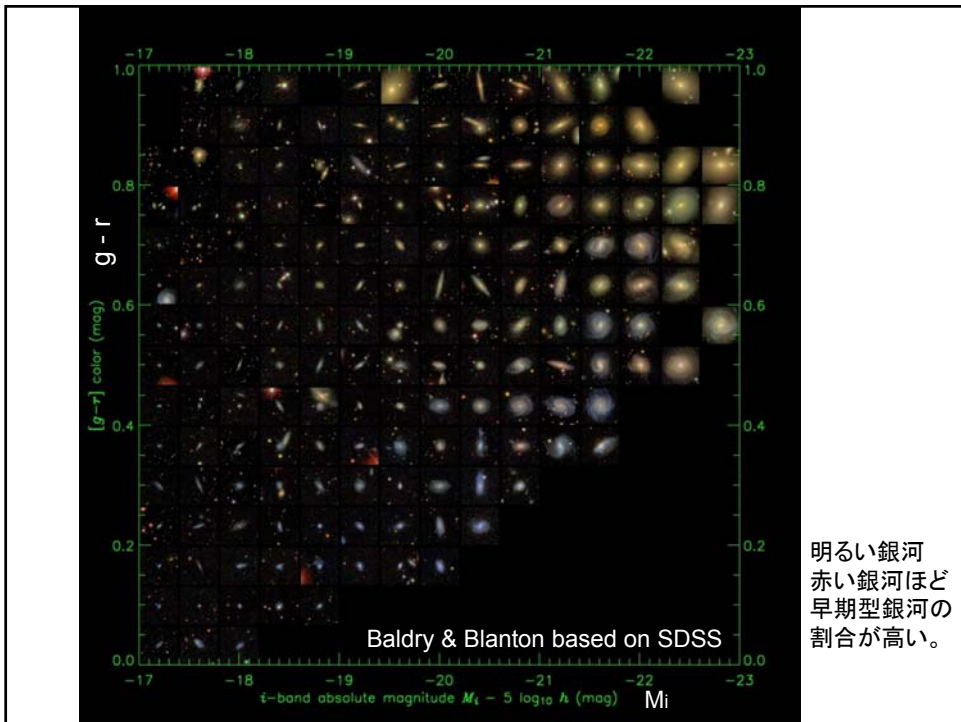
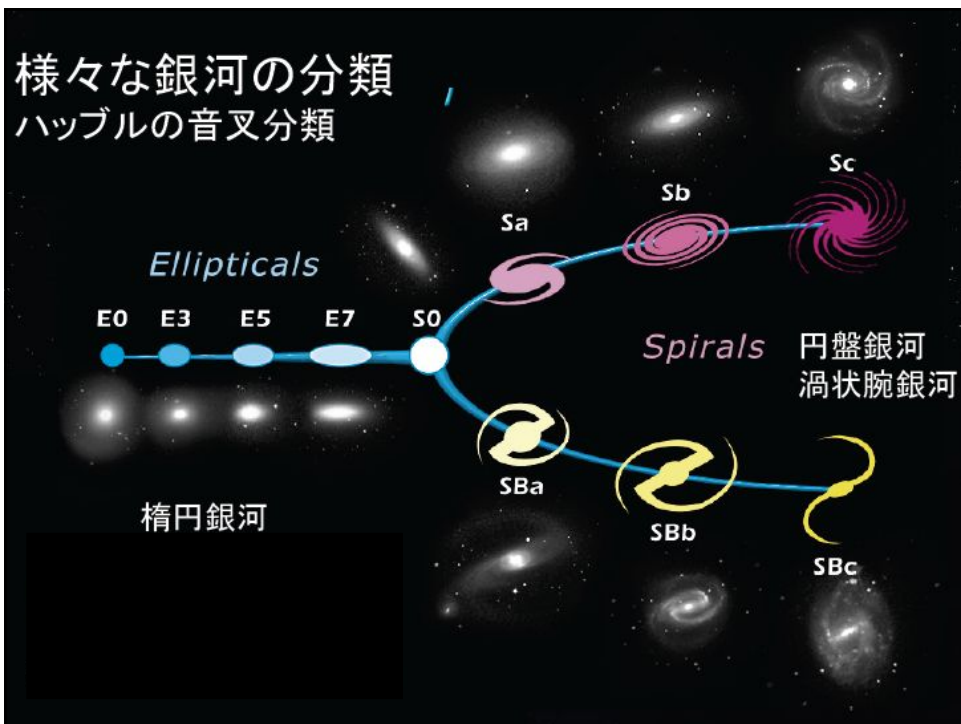
$$SB = f / \pi (\Delta\theta / 2)^2 = L / (\pi^2 l^2) / (1+z)^4 \propto (1+z)^{-4}$$

距離が小さい時はSBはほぼ一定で、赤方偏移が大きくなると急速に暗くなる。

## 1.2 銀河の基本的性質

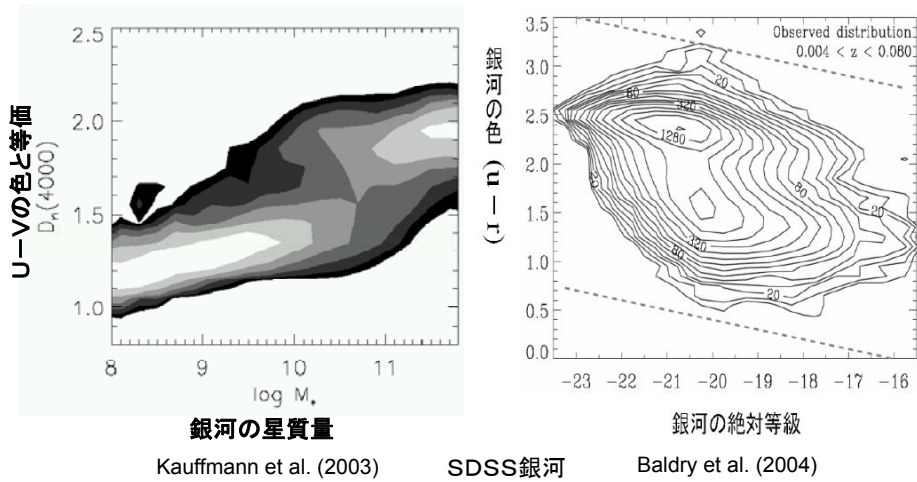
- 1.2.1 銀河のハッブル系列
- 1.2.2 銀河のスケーリング則
- 1.2.3 銀河の光度関数
- 1.2.4 ダークハローと銀河の集積

### 1.2.1 銀河のハッブル系列



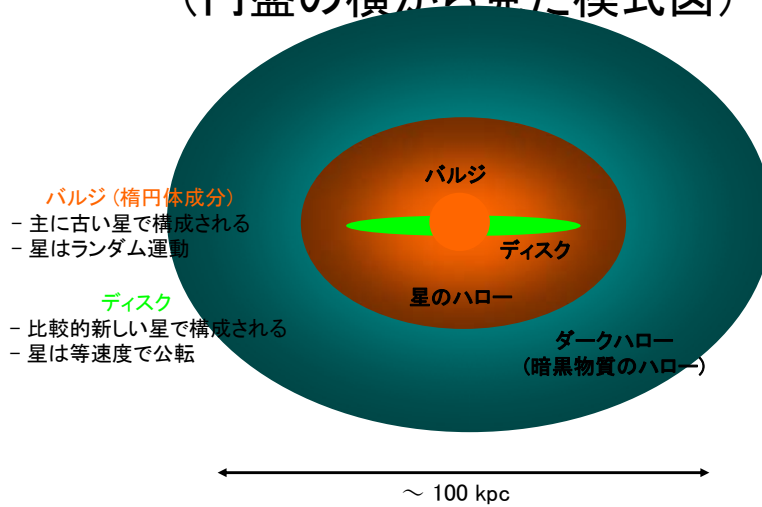
明るい銀河ほど  
赤い銀河ほど  
早期型銀河の  
割合が高い。

## 銀河特性(色と等級と形態)の二極化



明るく赤い銀河(主に早期型銀河)と、暗く青い銀河(主に晩期型銀河)とに大きく二分される。

## 渦巻銀河の構成 (円盤の横から見た模式図)

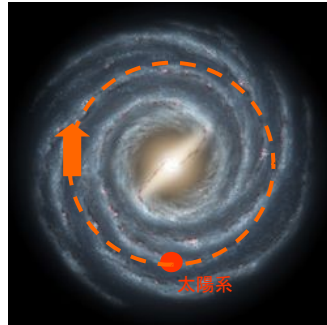


嶋作氏講義ノートより

## 銀河系の中の太陽系の運動

正確には  
local standard of rest

約220 km/s で公転  
(一周に約 2 億年)



さまざまな速度

太陽の公転速度	220 km/s	(銀河系中心の周りの太陽の周回速度)
地球の公転速度	30 km/s	(太陽の周りの地球の周回速度)
地球の自転速度	0.5 km/s	(赤道上)
銀河系の速度	500 km/s	(宇宙背景輻射に対する速度)
ジェット機	0.3 km/s	

嶋作氏講義ノート より

嶋作氏講義ノート より

## バルジとディスクの表面輝度分布

バルジ (楕円体成分)

$$I(r) = I_e \exp \left\{ -7.67 \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \right\}$$

1/4乗則 (ドボクルール則)

$\Delta \text{mag}/\text{arcsec}^2 = \text{一定}$  の  
コントラストマップ (等高線)



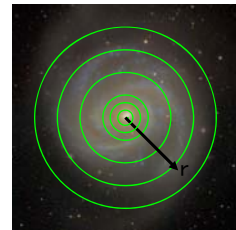
中心ほど等高線が混む

ディスク

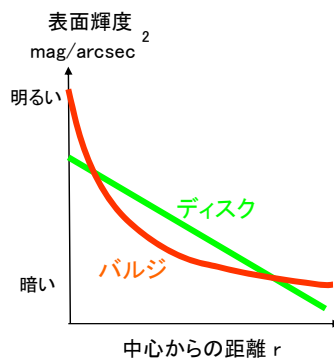
$$I(r) = I_e \exp \left\{ -1.68 \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right) - 1 \right] \right\}$$

指数関数則

$\Delta \text{mag}/\text{arcsec}^2 = \text{一定}$  の  
コントラストマップ (等高線)



等高線が等間隔

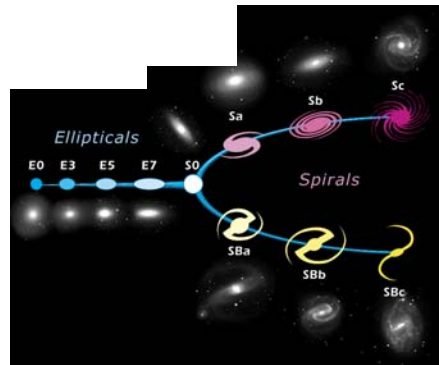


より一般的な表示:  $I(r) = I_e \exp \left\{ -b_n \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\}$       セルシック指数 (n)  
n=4 (バルジ), n=1 (ディスク)



## バルジとディスクの光度比

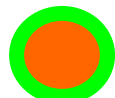
ハッブル系列は近似的にバルジとディスクの相対光度比の系列



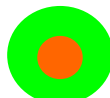
鳴作氏講義ノートより



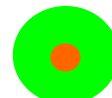
楕円



S0



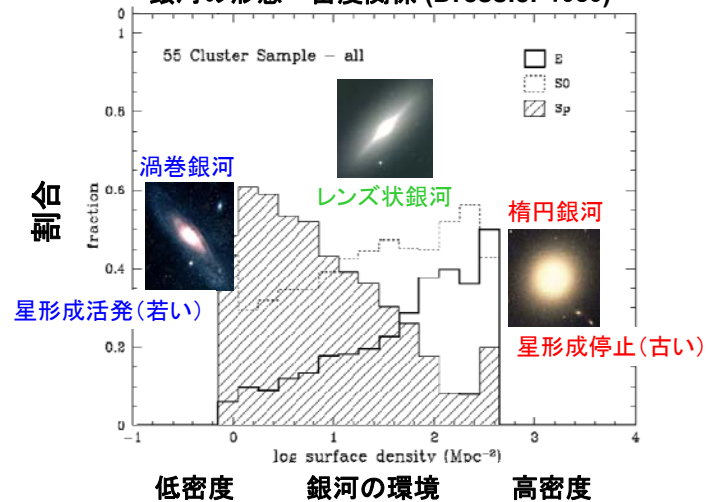
早期型  
渦巻銀河



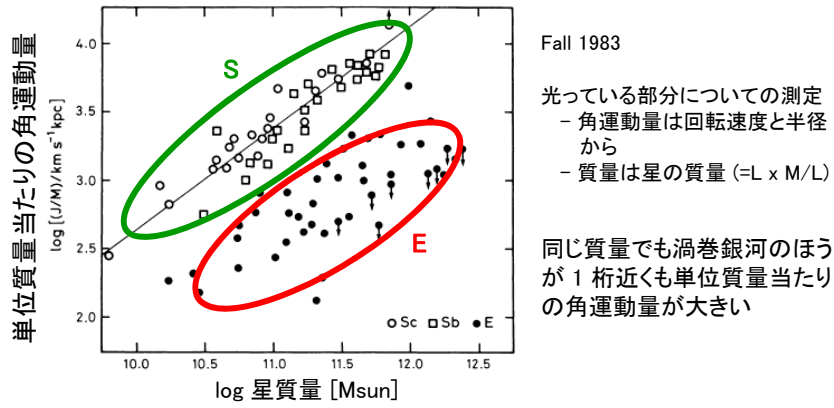
晩期型  
渦巻銀河

## 銀河の形態 & 星形成活動 の環境依存性

銀河の形態－密度関係 (Dressler 1980)

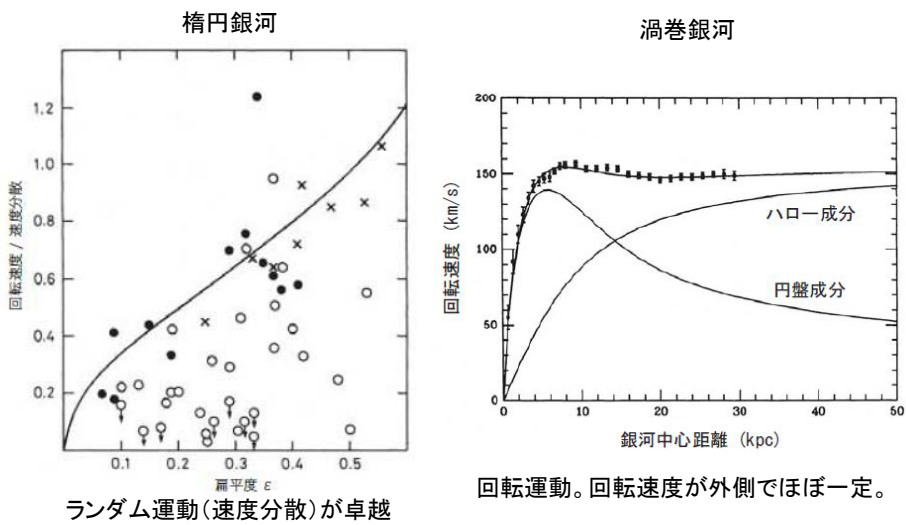


## ハッブル系列と角運動量



嶋作氏講義ノートより

## 楕円銀河と渦巻銀河の内部運動

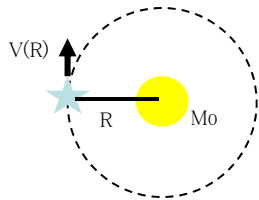


現代の天文学第4巻「銀河I」より

## 回転速度一定はダークマター存在の証拠

球対称な系では  $V(R) = \left[ \frac{GM(<R)}{R} \right]^{1/2}$       遠心力  $mV^2/R$   
 重力  $GmM/R^2$

質量が中心に集中している場合

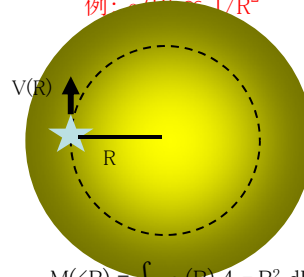


$$M(<R) = M_0 = \text{一定}$$

$$V(R) \propto \frac{1}{R^{1/2}}$$

- 外側の星ほどゆっくり回る
- 太陽系と同じ

質量が広がって分布している場合  
 例:  $\rho(R) \propto 1/R^2$



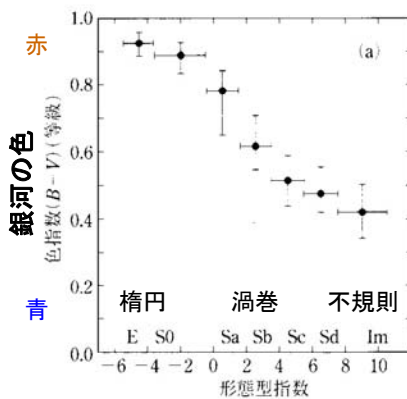
$$M(<R) = \int \rho(R) 4\pi R^2 dR \propto R$$

$$V(R) = \text{一定}$$

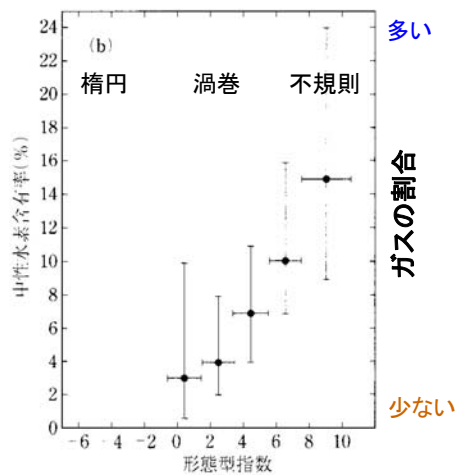
- 回転速度は距離に依らない
- 渦巻銀河には大量の見えない質量がある  
 ← 星の輝度は距離とともに指数関数的に落ちる

嶋作氏講義ノートより

## ハッブル系列と銀河の色、ガス量



Buta et al. (1994), Roberts & Haynes (1994)



岡村定矩著『銀河系と銀河宇宙』より

楕円銀河は赤くてガス欠、渦巻銀河、不規則銀河は青くてガスが多い

# 銀河の色は年齢の指標

楕円銀河(M87)



赤い=古い(星形成終わり)

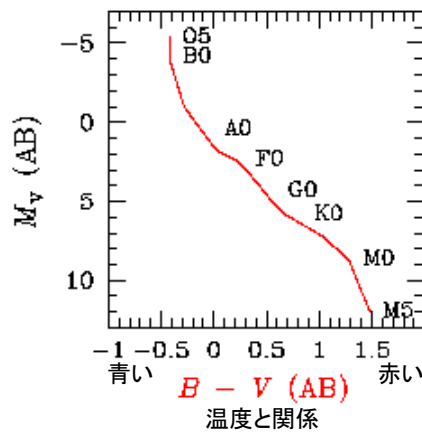
渦巻銀河(アンドロメダ)



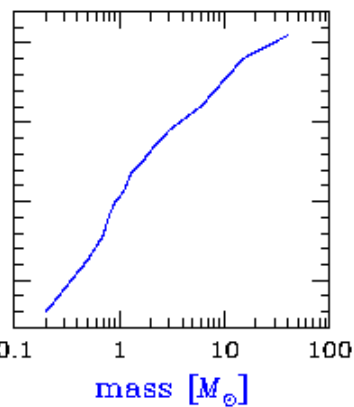
青い=若い(星形成中)

# ゼロ歳主系列星

絶対等級 vs 色



絶対等級 vs 質量

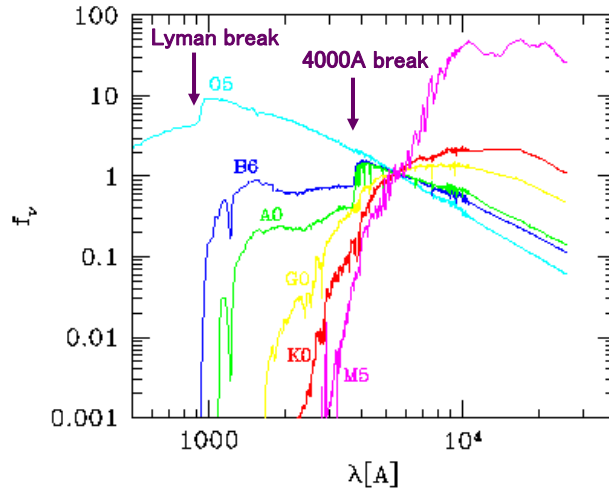


等級とは  
Magnitude =  $-2.5 \log L + \text{const.}$

大質量星 = 高温 = 青い  
小質量星 = 低温 = 赤い

図: 嶋作氏講義ノートより

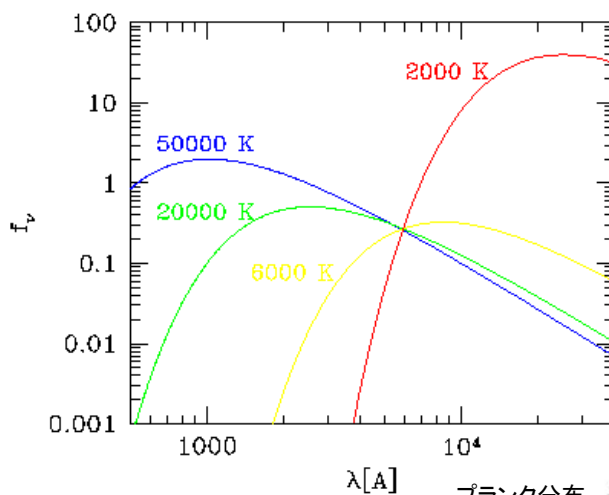
## 星のスペクトル



(Vバンド付近で規格化)

嶋作氏講義ノートより

## 黒体放射のスペクトル



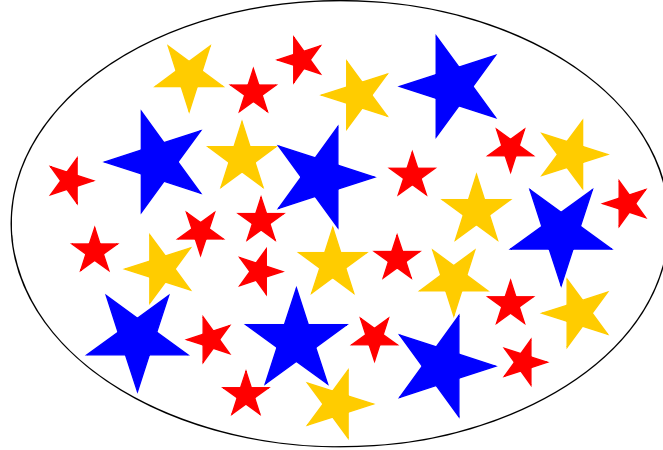
(Vバンド付近で規格化)

嶋作氏講義ノートより

プランク分布  $B(\lambda) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$

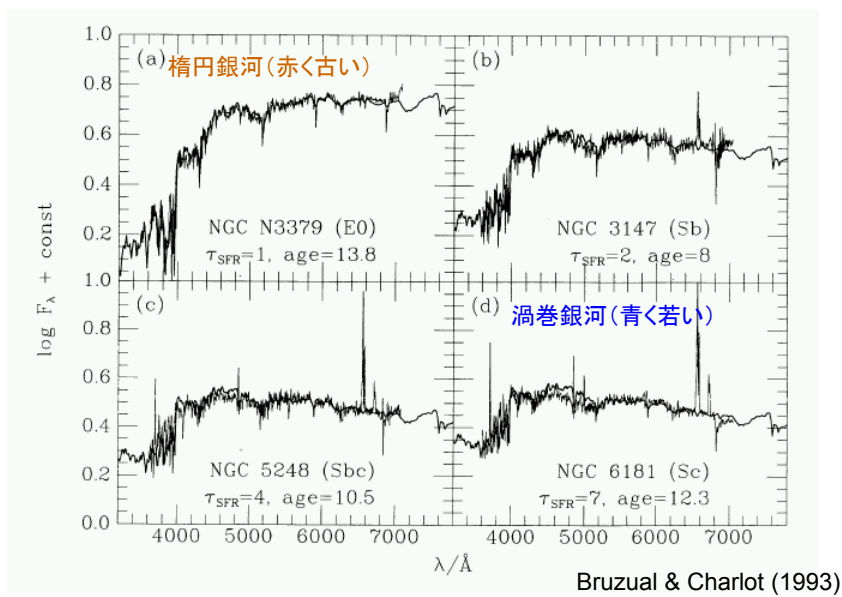
ウィーンの変位則  $\lambda_{\max} = \frac{2898}{T(K) / 1000} [\text{\AA}]$

# 銀河の色進化



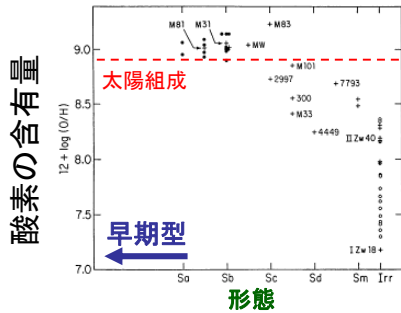
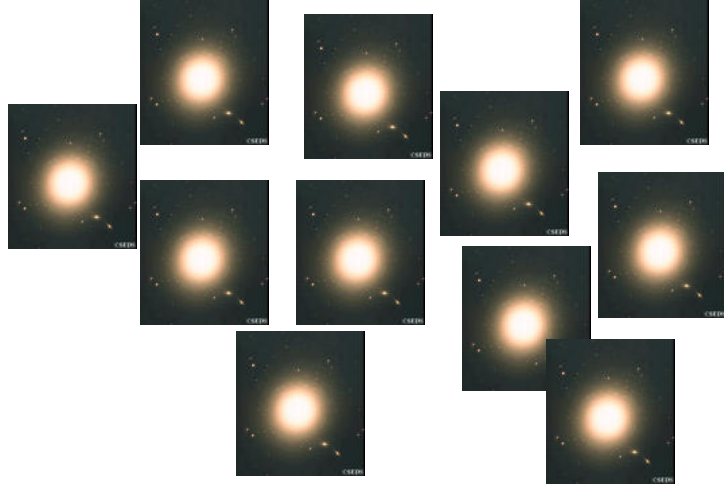
大きな星=高温=青い=短命  
中くらいの星  
小さな星=低温=赤い=長命

# 銀河のスペクトル例



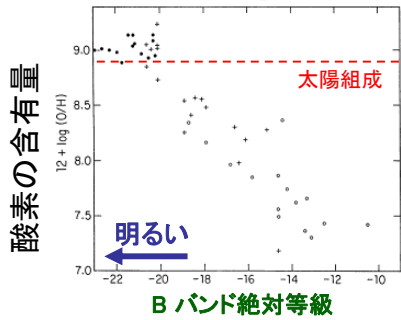
# 将来の宇宙

ほとんどの銀河はガスを使い果たし、新たな星が生まれなくなり、  
将来の宇宙は古い星だらけの赤い銀河ばかりになってしまうだろう。。



## 形態 vs 重元素量

早期型の銀河ほど金属量が多い  
→ 早期型銀河ほど星形成が進んでいる



## 光度 vs 重元素量

明るい銀河ほど金属量が多い  
→ 明るい銀河ほど星形成が進んでいる

Roberts & Haynes  
1994

嶋作氏講義ノートより

## 銀河の多様性と規則性

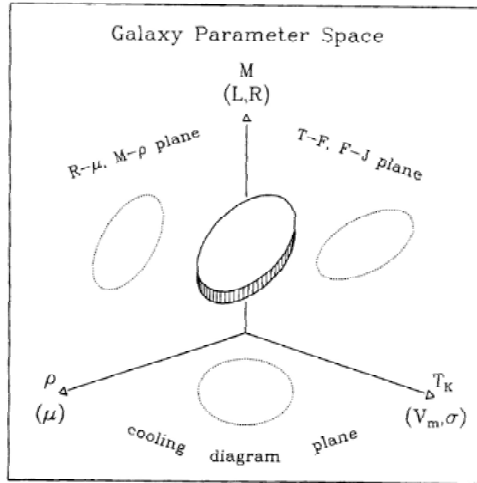
	楕円	S0	渦巻	不規則
質量	重い			軽い
バルジの比率	バルジのみ	高い		低い
色	赤い			青い
中性水素ガス	微量	少ない		多い
重元素	多い			少ない
質量-光度比	大きい		小さい	?
角運動量	小さい		大きい	
星形成活動	既に終了			活発
環境	銀河が込んでいる		銀河がまばら	

嶋作氏講義ノートより

## 1.2.2 銀河のスケーリング則



# 銀河基準平面 (Fundamental Plane)

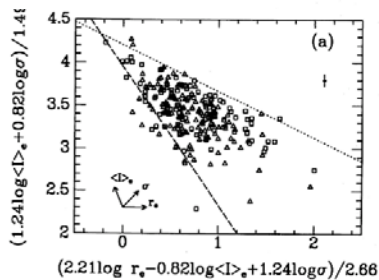
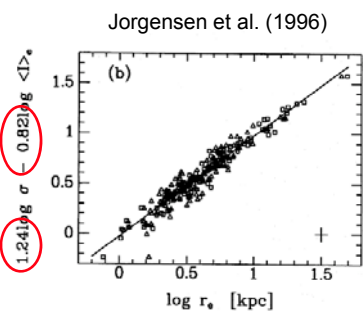


Pahre (1998), private communication

## 楕円銀河の基準平面

$$r_e \propto \sigma_0^\alpha I_e^\beta$$

- $\sigma_0$  ... central velocity dispersion
- $r_e$  ... effective half light radius
- $I_e$  ... mean surface brightness within  $r_e$



ピリアル定理

$$GM/r_e \propto \sigma^2$$

$$M \propto \sigma^2 R_e$$

定義

$$I_e \propto L / \pi r_e^2$$

$$L \propto r_e^2 I_e$$

$M/L = \text{const.}$  なら  
( $M \propto L$ )

$$\sigma^2 r_e \propto r_e^2 I_e$$

$$r_e \propto \sigma^2 I_e^{-1}$$

ML一定の仮定が悪い？

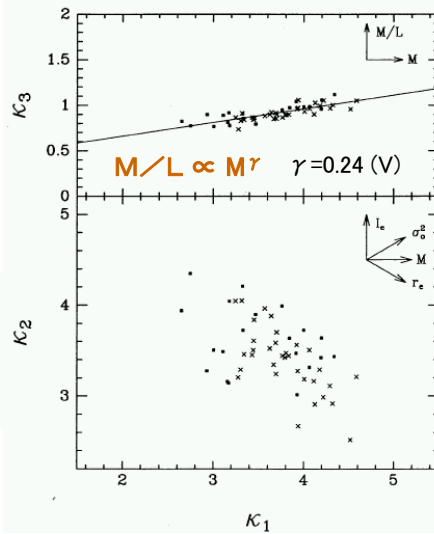
## 楕円銀河の基準平面

Bender et al. (1992)  
 see also Dressler et al. (1987),  
 Djorgovski & Davis (1987),  
 Lucey et al. (1991),  
 Pahre et al. (1998), .....

$$r_e \propto \sigma_0^\alpha I_e^\beta$$

$\sigma_0$  ... central velocity dispersion  
 $r_e$  ... effective half light radius  
 $I_e$  ... mean surface brightness within  $r_e$

ビリアル定理 ( $GM / r_e \propto \sigma_0^2$ ) と  
 定義 ( $I_e \propto L / \pi r_e^2$ ) を使って  
 MとLの関係に直す。



$$\kappa_1 \equiv (2 \log \sigma_0 + \log r_e) / \sqrt{2} \propto \log M + \text{const.}$$

$$\kappa_2 \equiv (2 \log \sigma_0 + 2 \log I_e - \log r_e) / \sqrt{6} \propto \log \frac{M}{L} I_e^3 + \text{const.}$$

$$\kappa_3 \equiv (2 \log \sigma_0 - \log I_e - \log r_e) / \sqrt{3} \propto \log \frac{M}{L} + \text{const.}$$

## 様々な測光バンドでのFP

$$r_e \propto \sigma_0^\alpha I_e^\beta$$

$\sigma_0$  ... central velocity dispersion  
 $r_e$  ... effective half light radius  
 $I_e$  ... mean surface brightness within  $r_e$

$$\frac{M}{L} \propto M^\gamma, \quad \gamma = \frac{2 - \alpha}{2 + \alpha},$$

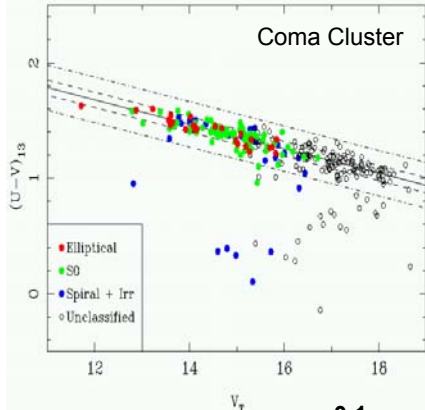
$$\frac{M}{L} \propto L^{\frac{\gamma}{1 - \gamma}}$$

Band	$\alpha$	$\beta$	$\gamma$	sample	reference
B	1.33	-0.83	0.20	97 Es in six clusters	Dressler et al. (1987)
V	1.23	-0.82	0.24	51 Es in Coma cluster	Lucey et al. (1991)
K	1.53	-0.79	0.13	249 E in 16 clusters/groups	Pahre et al. (1998)

# FPの傾き(一部)は質量-重元素量関係

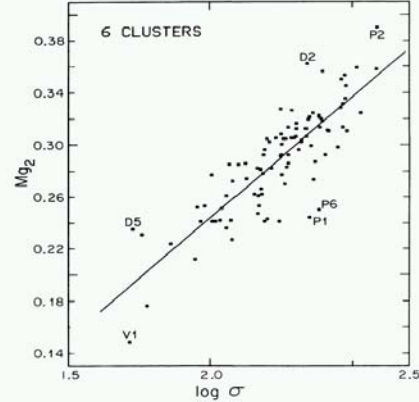
色 - 等級関係

Terlevich et al. (2001)



Mg2 -  $\sigma$  関係

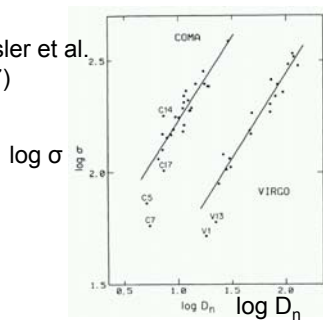
Dressler et al. (1987)



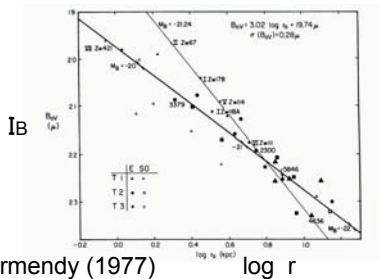
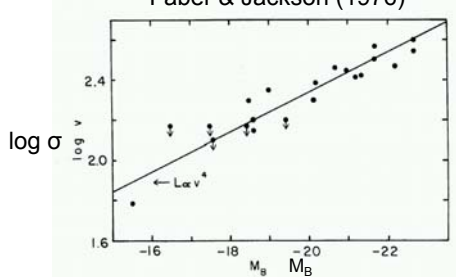
M大でZ大  $M/L_B \propto M^{0.1}$  FPの半分を説明可能。残りはDark Matter Content?

# FPの様々な2Dビュー

Dressler et al. (1987)



Faber & Jackson (1976)



Kormendy (1977)

•  $D_n$ - $\sigma$  relation

$$D_n \propto \sigma^\alpha$$

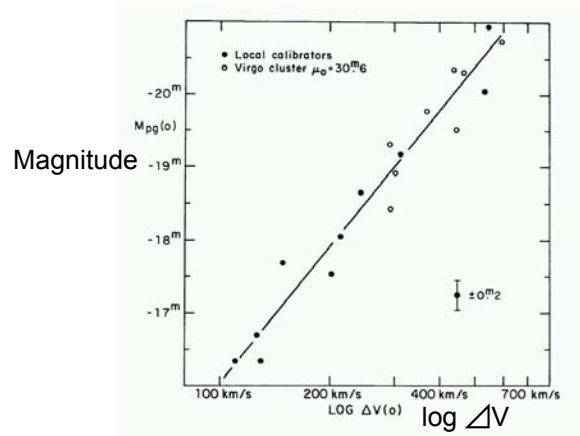
• Faber-Jackson relation

$$L_B \propto \sigma^4$$

• Kormendy relation

$$I_B \propto r^{-1.2}$$

## 渦巻銀河のタリー・フィッシャー関係

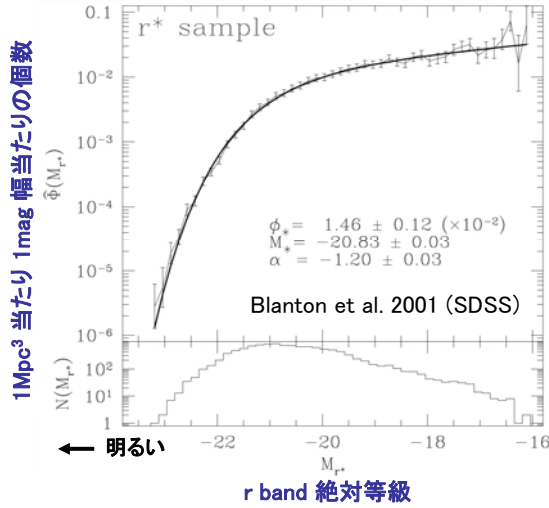


Tully & Fisher (1977), A&A, 54, 661

明るく重い銀河ほど、早く回転している。  
楕円銀河のフェイバー・ジャクソン関係に対応。

## 1.2.3 銀河の光度関数

## 近傍銀河の光度関数



- 光度関数には -21 mag 付近に肩(膝)がある
- これより明るい急減
- 肩(膝)の等級はバンドによる
- 銀河は 1 Mpc³ 当たりになくとも 0.1 個程度存在

等級とは  
 Magnitude = -2.5 log L + const.

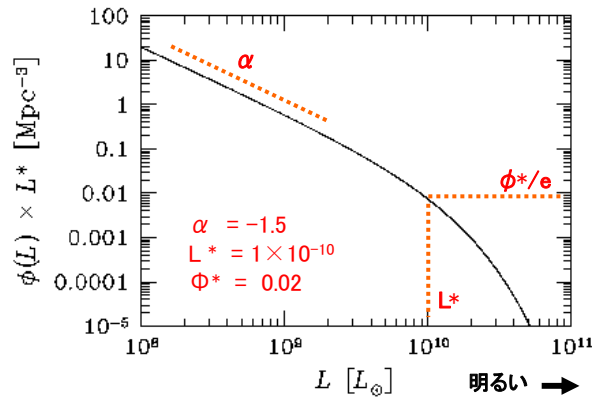
嶋作氏講義ノートより

## シェヒター関数

光度関数を近似する解析関数

$$\phi(L)dL = \phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^\alpha \exp\left(-\frac{L}{L^*}\right) \frac{dL}{L^*}$$

パラメーターは 3 つ

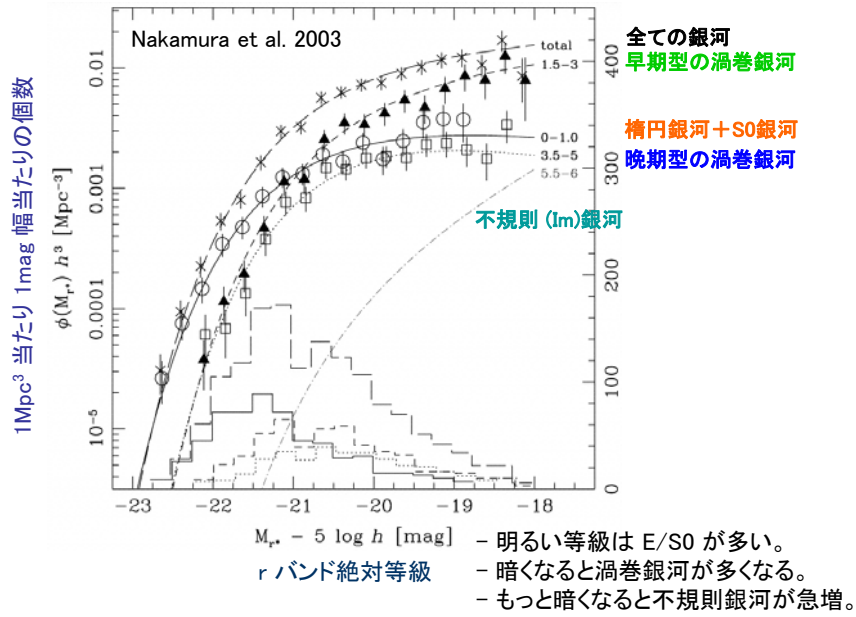


等級表示

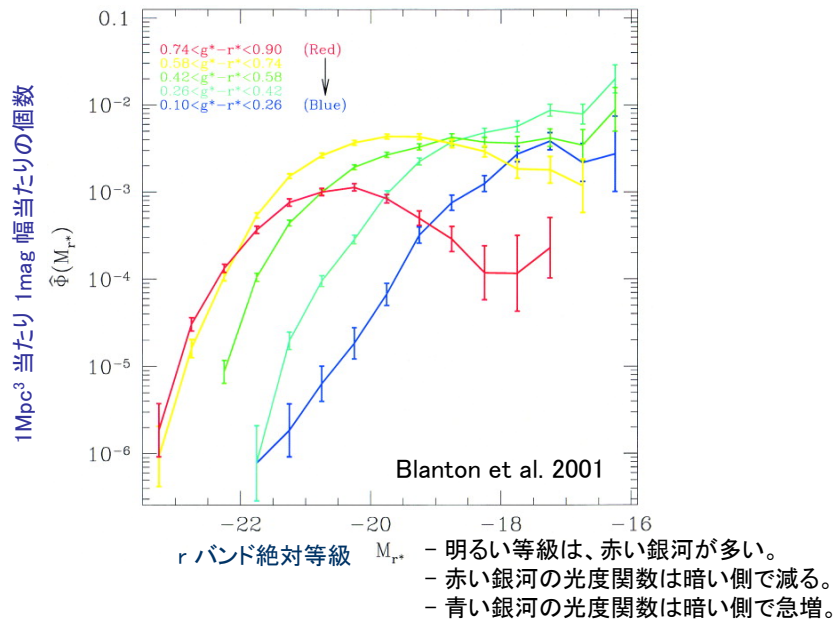
$$n(M)dM = 0.4 \ln 10 \phi^* \log\{10^{0.4(M^*-M)}\}^{(\alpha+1)} \times \exp(-10^{0.4(M^*-M)})dM$$

嶋作氏講義ノートより

## 形態別の光度関数



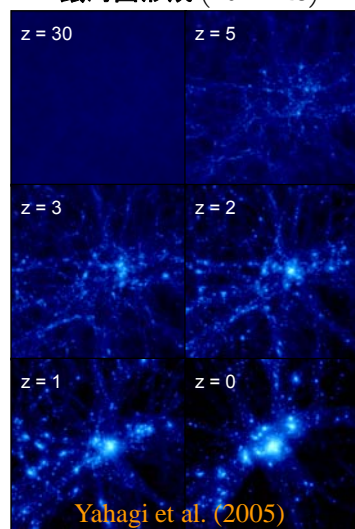
## 色別の光度関数



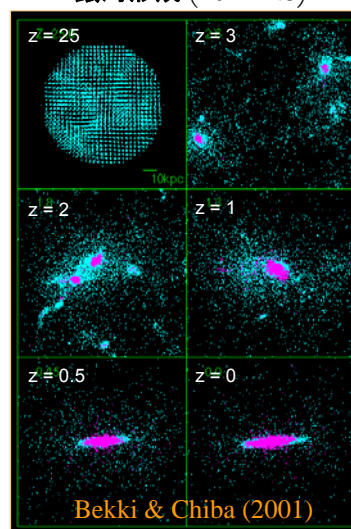
## 1.2.4 ダークハローと銀河の集積

標準宇宙モデル( $\Lambda$ CDM)が予測する銀河・銀河団の形成

銀河団形成 ( $10^{15} M_{\odot}$ )



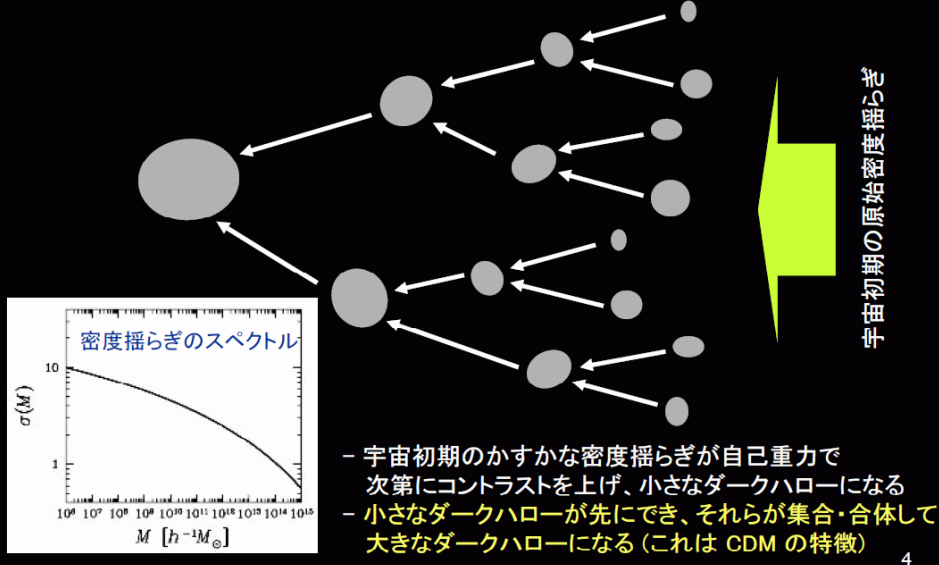
銀河形成 ( $10^{12} M_{\odot}$ )



小さなシステムが先に形成され、それらが重力的に集まり、合体を繰り返しながら、より大きなシステムへと成長する。

# CDM の自己重力によるダークハローローの成長: 概念図

ダークハロー = CDM の重力束縛系



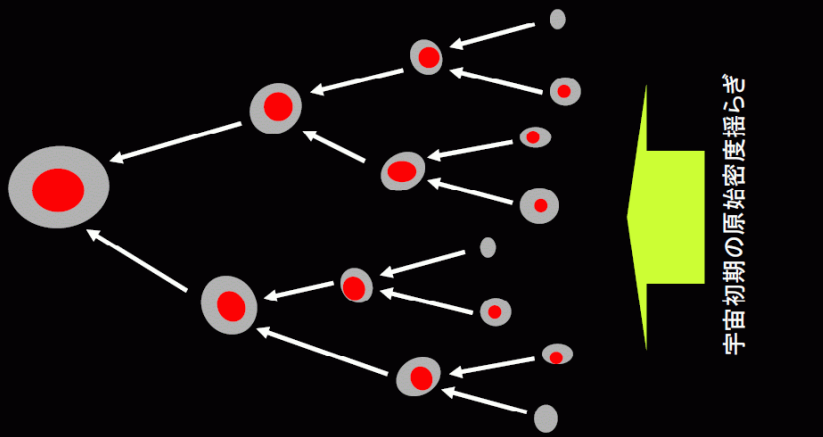
宇宙初期の原始密度揺らぎ

4

嶋作氏講義ノートより

# 銀河はダークハローの中で形成・進化すると考える

ダークハローの中でガスが冷えて星が生まれる

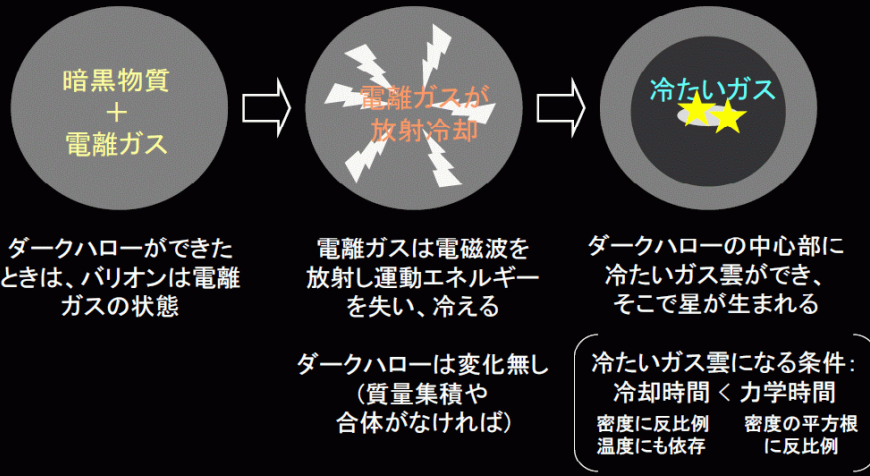


5

嶋作氏講義ノートより



## ダークハローの中での銀河の進化: 概念図



銀河進化 = ダークハローの形成 + その中でのバリオンの進化

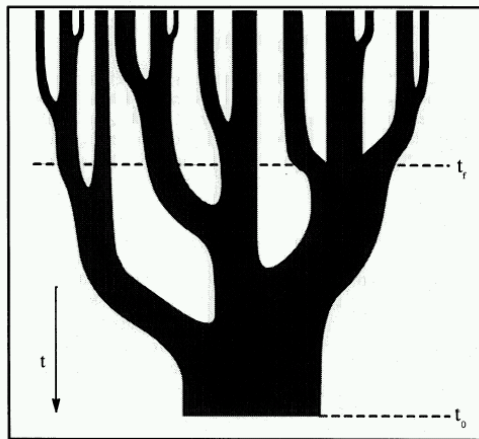
7

嶋作氏講義ノートより

## ハローの質量成長史(合体史)

### “Merger Tree”

Lacey & Cole (1993)



この定式化は

Press & Schechter (1974)  
ApJ, 187, 425

を初めとして、拡張したものに

Bond et al. (1991), ApJ, 379, 440  
Bower et al. (1991),

MNRAS, 248, 332

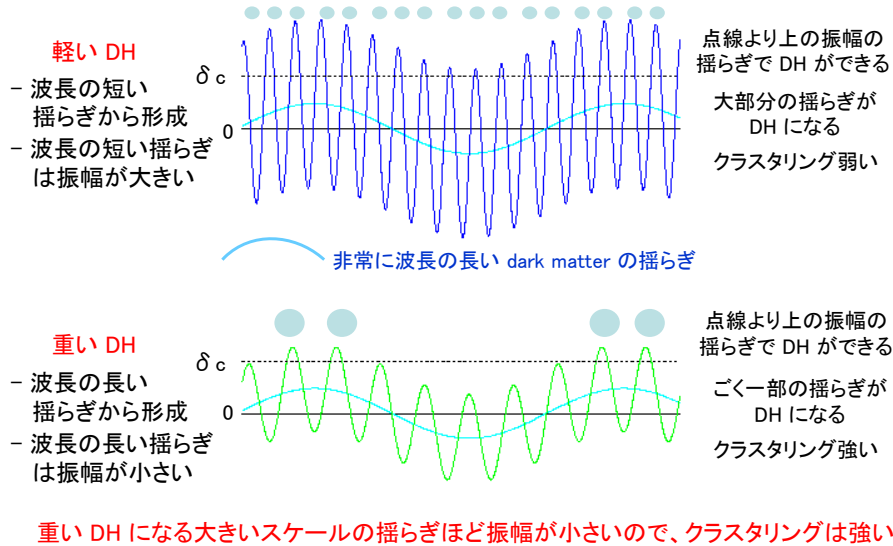
Lacey & Cole (1993),  
MNRAS, 262, 627

Kauffmann & White (1993),  
MNRAS, 261, 921

など多数ある。

CDM宇宙では、小さいハローが先に形成され、それらが合体しながら成長する。

## ダークハローの質量とクラスタリング強度



嶋作氏講義ノートより

## ガウシアン密度揺らぎ

$$\delta = \frac{\rho - \bar{\rho}}{\bar{\rho}}$$

$$P(\delta) d\delta = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma} \exp\left(-\frac{\delta^2}{2\sigma^2}\right) \quad (3.87)$$

$\sigma$  は密度ゆらぎの分散

$$\sigma^2 \equiv \langle \delta^2 \rangle \quad (3.88)$$

$$P(\delta_M) d\delta_M = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma^2(M)} \exp\left(-\frac{\delta_M^2}{2\sigma^2(M)}\right) \quad (3.89)$$

質量  $M = 4\pi R^3 \bar{\rho} / 3$  のスケールのゆらぎ  $\delta_M$  とその分散  $\sigma^2(M)$

現代の天文学第3巻『宇宙論II』3.4節参照

# プレス・シェヒター理論

Press & Schechter (1974)

質量M(またはそれ以上)でコラプスしている(閾値を超えている)領域の割合

$$P_{>\delta_c}(M) = \int_{\delta_c}^{\infty} P(\delta_M) d\delta_M = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} \int_{\delta_c/\sigma(M)}^{\infty} e^{-x^2/2} dx \quad (3.90)$$

時間発展は $\sigma(M)$ にのみ入っている。

質量Mよりも大きな天体(ハロー)へ取り込まれた物質の量は、 $\bar{\rho} P_{>\delta_c}(M)$

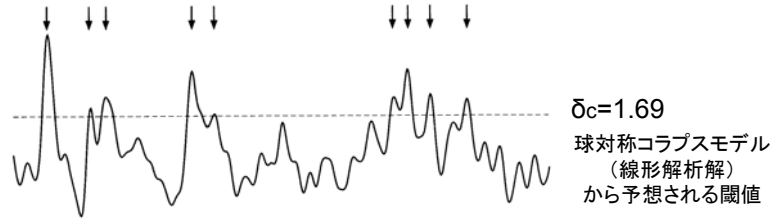


図 3.4 ピークによる銀河形成モデル。あるしきい値よりも大きな値を持つ密度のピークに銀河ができる。

現代の天文学第3巻『宇宙論II』3.4節参照

# プレス・シェヒター理論

Press & Schechter (1974)

M~M+dM の質量範囲のハローに取り込まれている単位体積当たりの質量  $n(M)dM$  は

$$\text{質量関数 } n(M) \quad n(M)M dM = 2\bar{\rho} \left| \frac{dP_{>\delta_c}}{dM} \right| dM \quad (3.91)$$

(ここで2倍したのは、密度揺らぎが負になっている領域の分を補正するため)

$$n(M) = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{\bar{\rho}}{M^2} \left| \frac{d \ln \sigma(M)}{d \ln M} \right| \frac{\delta_c}{\sigma(M)} \exp\left(-\frac{\delta_c^2}{2\sigma^2(M)}\right) \quad (3.92)$$

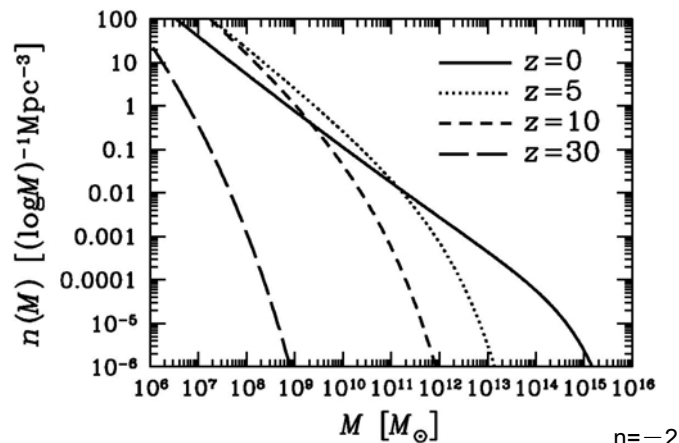
$$n(M) = \frac{2}{\sqrt{\pi}} \frac{\bar{\rho}\alpha}{M_*^2} \left(\frac{M}{M_*}\right)^{\alpha-2} \exp\left[-\left(\frac{M}{M_*}\right)^{2\alpha}\right] \quad (3.93)$$

ここで  $\sigma(M) \propto M^{-\alpha}$   $P(k) \propto k^n$  の時  $\alpha = (n+3)/6$   $(-3 < n < 0)$   
 $(n = -2$  の時  $\alpha = 1/6)$

( $M_*$  は  $\sigma(M_*/2^{1/(2\alpha)}) = \delta_c$  で定義される質量)

現代の天文学第3巻『宇宙論II』3.4節参照

## ダークハローの質量関数



これらはN体シミュレーションで得られる  
ダークハローの質量関数とよく一致する。

by K. Shimasaku

## プレス・シェヒター理論の拡張

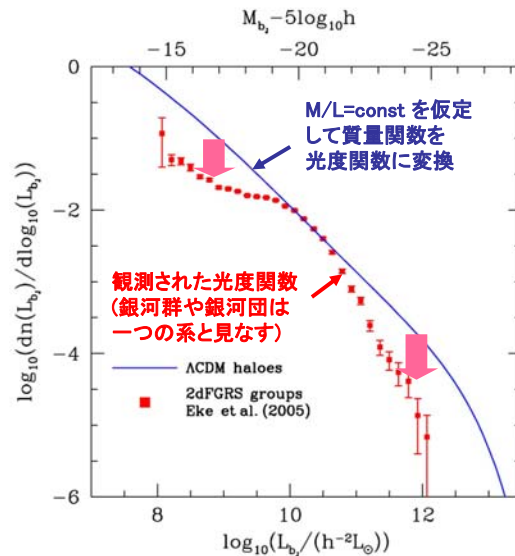
Bond et al. (1991), Bower et al. (1991)

- 「プレス・シェヒター理論」では、とある時点 (t) でのハローの質量 (M) 分布はわかるが、どのハローがどのハローに進化するのか、という時間発展はわからない。
- これがわかるように、条件付き確率を使って、ある時点(t2)のある質量(M2)のハローにある物質のうち、過去のある時点(t1)にある質量(M1)のハローにいた割合を計算して、ハローの質量成長を追えるようにしたものを、「拡張プレス・シェヒター理論」と呼ぶ。

$$f(M_1, t_1 | M_2, t_2) = f(M_1, t_1; M_2, t_2) / f(M_2, t_2)$$

これら定式化によって、一応ハローの成長史が解析的に(近似的に)わかる。しかし、実際にはN体計算によってハローの合体史を直接解いて用いられることが多い。

## ダークハローの質量関数と銀河の光度関数の比較



Baugh 2006

嶋作氏講義ノートより

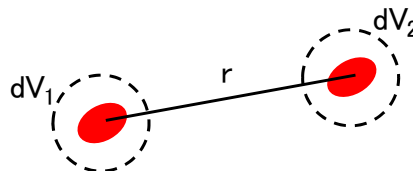
重いシステムと軽いシステムでは銀河(星)形成の効率が悪い。  
 (活動銀河核や超新星爆発によるエネルギー注入? 背景紫外光によるガスの加熱?)

## 銀河の空間分布(密集の度合い)の定量化

二体相関関数  $\xi(r)$

$$dP = n^2 [1 + \xi(r)] dV_1 dV_2$$

dP: 距離 r 離れた微小体積 dV1, dV2 に同時に銀河が見つかる確率

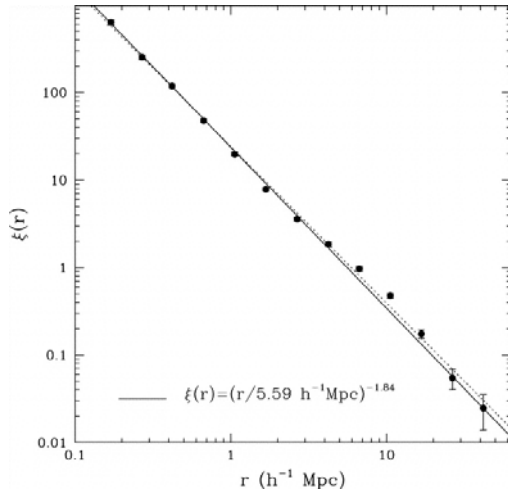


$\xi(r) > 0$  その距離スケールで銀河が群れている

$\xi(r) < 0$  その距離スケールを銀河が避けている

嶋作氏講義ノートより

## 近傍銀河の二体相関関数



銀河は小さいスケールほど、より強く群れている

$$r=5.6 \text{ Mpc} \text{ で } \xi=1$$

$r_0 = 5.6 \text{ Mpc}$   
clustering length

二体相関関数はべきで近似できる

$$\xi(r) = (r/r_0)^{-\gamma}$$

$$\gamma \sim 1.8$$

SDSS  
Zehavi et al. 2005, ApJ, 630, 1

嶋作氏講義ノートより

## 二体相関関数の冪(べき)の直感的理解

- もし銀河が3次元一様分布(球)なら

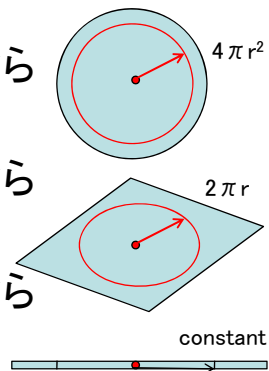
$$(1+) \xi(r) \propto r^0$$

- もし銀河が2次元一様分布(面)なら

$$(1+) \xi(r) \propto r^{-1}$$

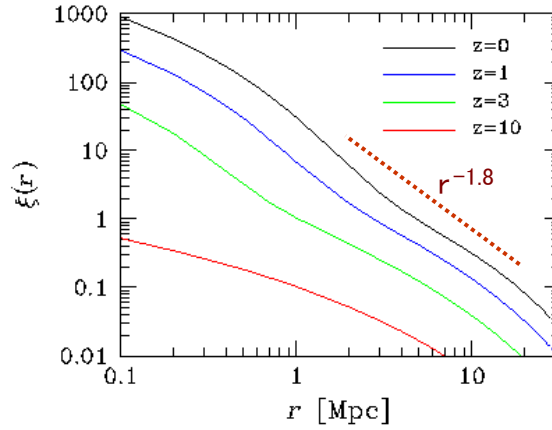
- もし銀河が1次元一様分布(線)なら

$$(1+) \xi(r) \propto r^{-2}$$



実際の冪はおよそ-1.8なので、比較的線に近い  
フィラメンタリーな構造をしていることが分る。

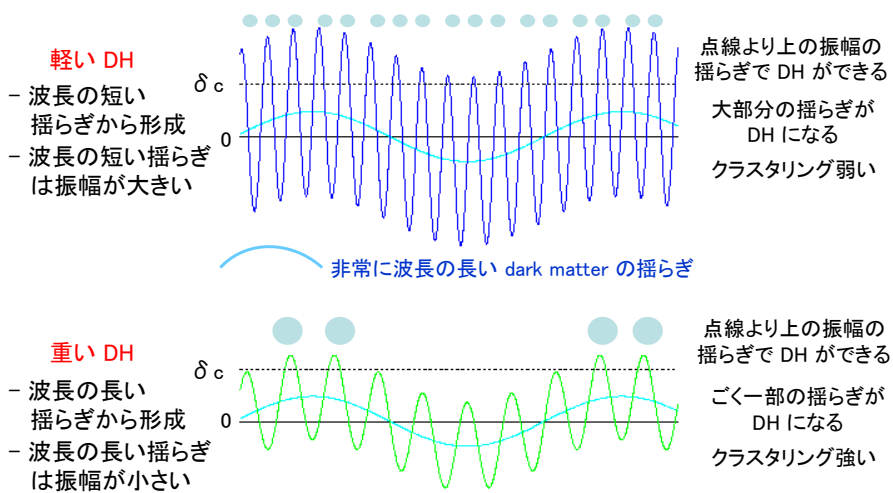
## 暗黒物質の二体相関関数



- 大きなスケールほどクラスタリングが弱い
- 過去ほどクラスタリングが弱い

嶋作氏講義ノートより

## ダークハローの質量とクラスタリング強度

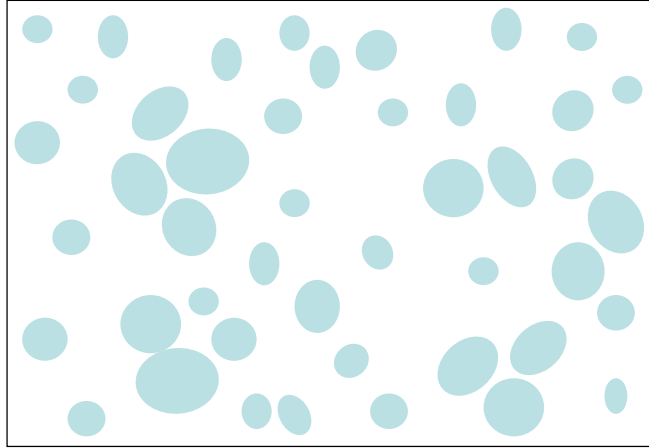


重い DH になる大きいスケールの揺らぎほど振幅が小さいので、クラスタリングは強い。

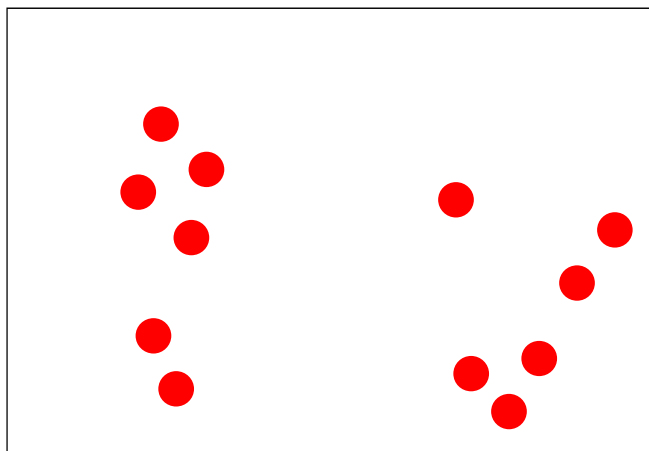
嶋作氏講義ノートより

ダークハローの空間分布: イラスト  
重い DH ほど数が少なく、かつ強くクラスタリング

直接は観測できない

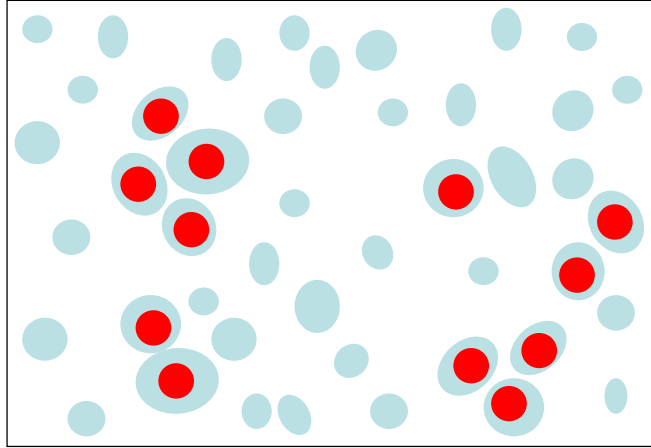


ある種の銀河のクラスタリングが強い場合

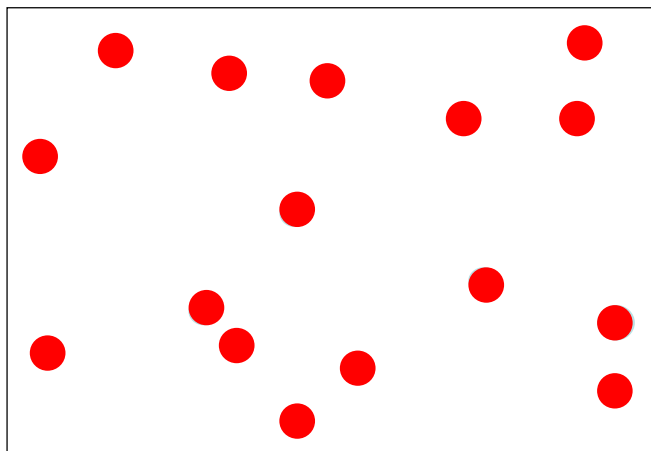




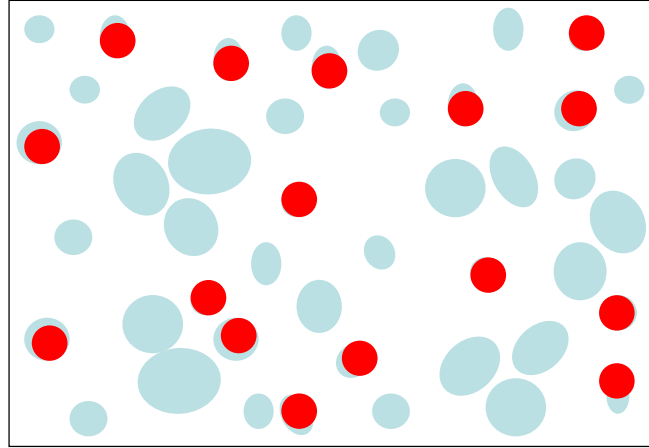
重い DH に属している



ある種の銀河のクラスタリングが弱い場合

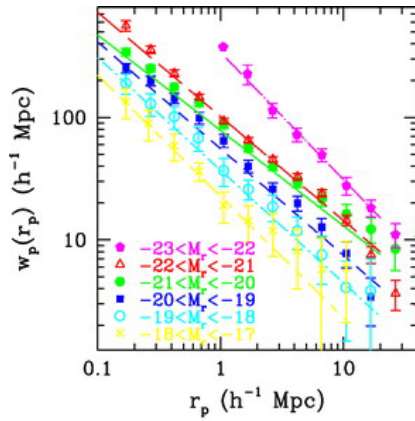


軽い DH に属している



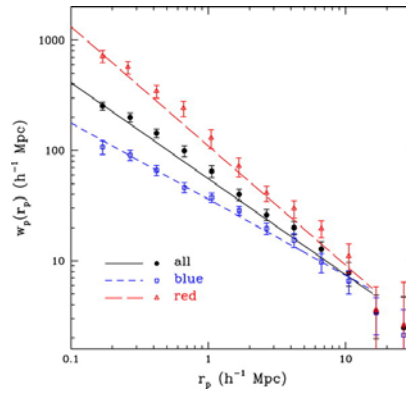
## 銀河の二体相関関数

光度別



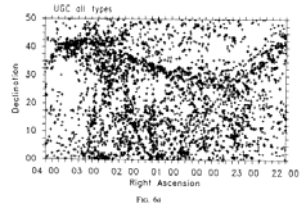
明るい銀河ほどクラスタリングは強い

色別



赤い銀河ほどクラスタリングは強い

all

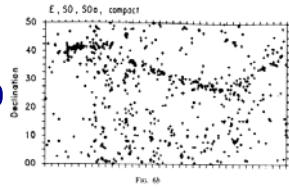


## 銀河の形態別の天球分布

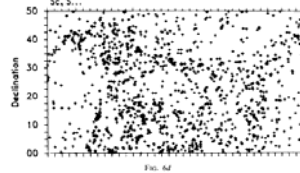
早期型の銀河ほどクラスタリングが強く重いハローに属している。

Giovanelli et al. 1986, ApJ, 300, 77

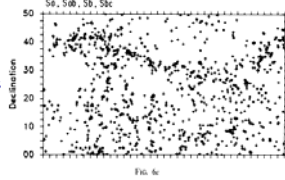
E/S0



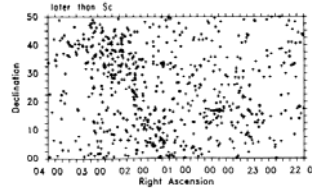
Sc



Sa-bc



later



## 2. 銀河の化学進化とスペクトル進化

# 人間の体は星から作られた

ここまでの軽元素は  
ビッグ・バンでも作られる。

炭素より重い元素は全て星の中の  
核反応で作られ、超新星爆発などに  
よって星間空間にばら撒かれる。

H	親軽元素: N																親鉄元素: Zn										He					
Li	Be	親石元素: Na														親鉄元素: Fe										B	C	N	O	F	Ne	
Na	Mg																	Al	Si	P	S	Cl	Ar									
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr															
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe															
Cs	Ba	La*	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn															
Fr	Ra	Ac*																														
La*	=																La	Ce	Pr	Nd	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Tm	Yb	Lu			
Ac*	=																Ac	Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr	



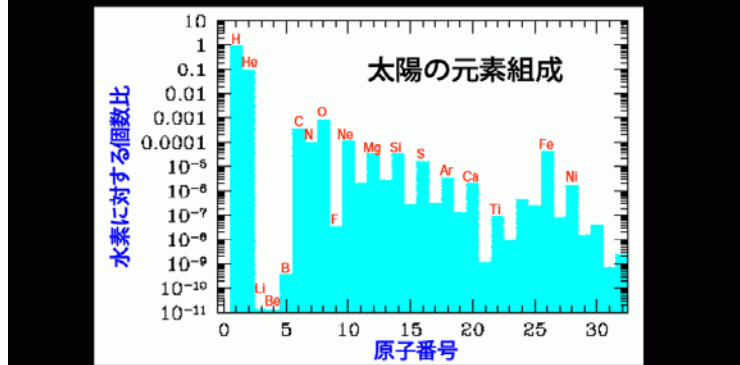
超新星爆発(残骸)

元素の周期律表

## 重元素量

重元素 : ヘリウム (He) より重い元素のこと  
炭素 (C) 以降の元素を指すこともある

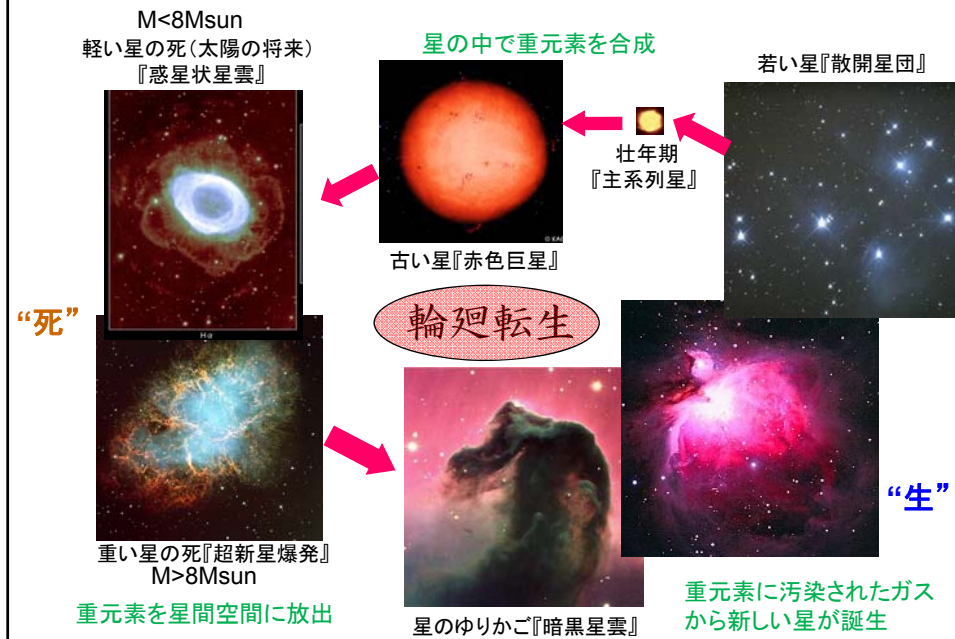
- H, He はビッグバン直後 (20 分まで) に作られる
- 炭素以降の元素は星の内部で作られる
- 水素に対する重元素の比率 (重元素量) は、星形成の進み具合の指標になる



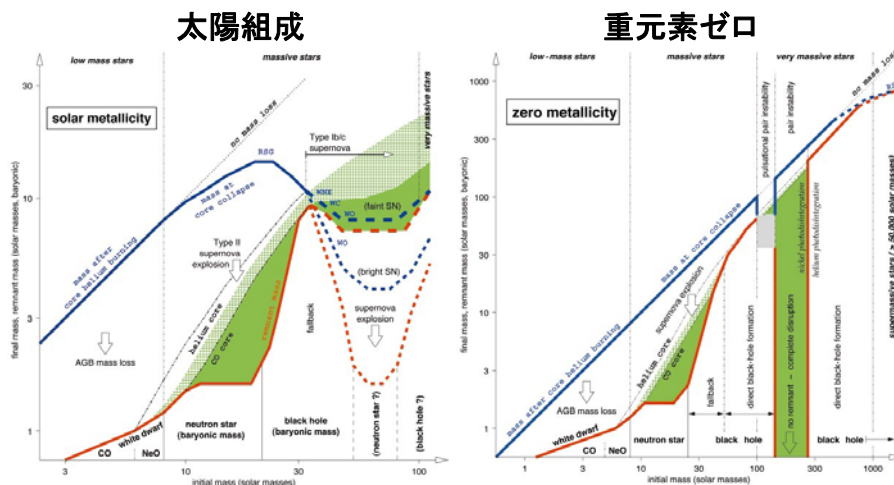
太陽の全重元素量は質量で約2% (酸素がそのうちの約半分)

嶋作氏講義ノートより

# 星の生と死



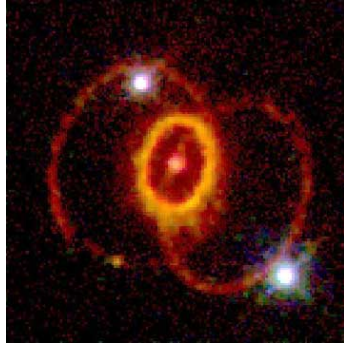
# 超新星爆発 vs. 星質量と重元素量



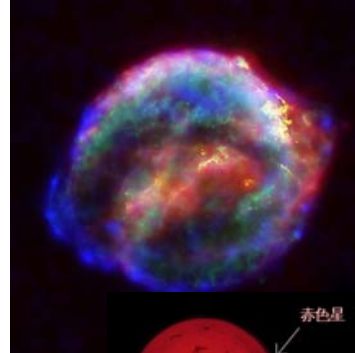
Woosley et al. (2006)

## II型超新星とIa型超新星

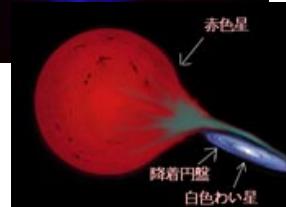
SN1987A (II型)  
 カミオカンデでニュートリノを検出  
 “小柴の星!?”



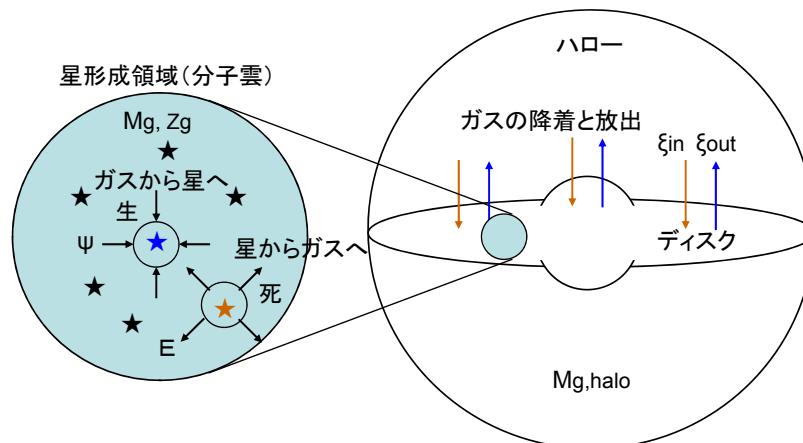
SN1604 (Ia型)  
 “ケプラーの星”



II型: 短寿命( $10^6$ yr)単星、  
 $\alpha$  元素 (O, Ne, Mg, Si など)を主に生成  
 Ia型: 長寿命( $10^9$ yr)連星、  
 鉄 (Fe)などを主に生成)



## 銀河の化学進化



星は銀河の中で分子雲から誕生する。星の内部で合成される元素は、星の寿命が尽きると超新星として爆発し、星間空間に吹き飛ばす。周囲の星間ガスはこの超新星爆発によって汚染され、その中から次の世代の星が形成される。この様にして、銀河の中ではガスから星、星からガスへの物質のやり取りがなされ、その都度あらたな重元素が生成され、重元素量が上昇する。これを銀河の化学進化という。

# 化学進化の基礎方程式

Based on Tinsley et al. (1980), Fund. Cosmic Physics, 5, 287

$$\text{Gas mass} \quad \frac{dM_g(t)}{dt} = -\psi(t) + E(t) + \xi_{in}(t) - \xi_{out}(t) \quad (2)$$

SFR    Return    Infall    Outflow

$$\text{Stellar mass} \quad \frac{dM_s(t)}{dt} = \psi(t) - E(t) \quad (3)$$

$$\text{Metal mass} \quad \frac{d\{Z_g(t)M_g(t)\}}{dt} = -Z_g(t)\psi(t) + E_Z(t) + Z_{in}(t)\xi_{in}(t) - Z_g(t)\xi_{out}(t) \quad (4)$$

to stars    from stars    Infall    Outflow

$$\text{Return mass} \quad E(t) = \int_{m_l}^{m_u} r(m)\psi(t - \tau(m))\phi(m)dm \quad (5)$$

life-time  
IMF

$$E_Z(t) = \int_{m_l}^{m_u} \{Z_g(t - \tau(m))r(m) + p_Z(m)\} \times \psi(t - \tau(m))\phi(m)dm \quad (6)$$

Ejected metals    synthesized metals

# 星の初期質量関数 (IMF)

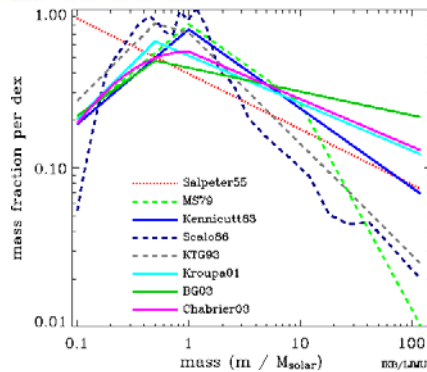
$$\begin{aligned} \phi(m) &= Am^{-x} && (m_l \leq m \leq m_u) \\ &= \frac{1-x}{m_u^{1-x} - m_l^{1-x}} m^{-x} && (\int_{m_l}^{m_u} \phi(m)dm = 1). \end{aligned} \quad (1)$$

$\phi(m)$  ... stellar initial mass function by mass (time invariant)

$x$  ... power ( $x=1.35$  for the Salpeter IMF (1955))

$m_l$  ... lower mass cut-off

$m_u$  ... upper mass cut-off



# イールド(y)とは？

Return mass fraction

$$R \equiv \int_{m_t}^{m_u} r(m)\phi(m)dm \equiv 1 - \alpha \quad (13)$$

$\alpha$ : Locked-up mass fraction

Yield  $y \equiv \frac{1}{\alpha} \int_{m_t}^{m_u} p_Z(m)\phi(m)dm \quad (14)$   
 synthesized metals

**R,  $\alpha$ , y はいずれも IMF のみによって決定される**

辞書によれば:

イールドとは、穀物などの産出、産額、作物投資などの収益、利回り化学用語で収量、といった意味を持つ。

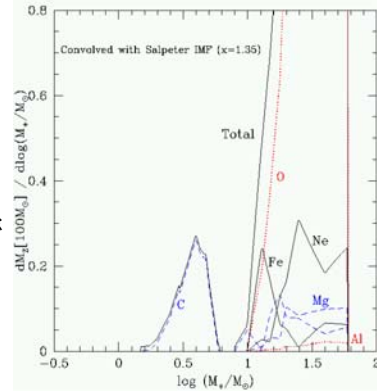
銀河の化学進化では:

ひとつの世代の星が生まれて、重いものは直ちに爆発し、軽いものは永久に星として生きる。

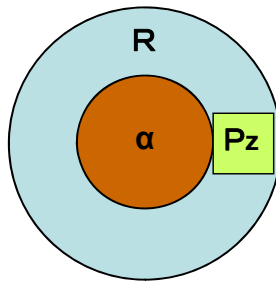
このとき、重い星が爆発して星間空間に放出した重元素の総質量を、生き残った星の総質量で割った値をイールドと呼ぶ。

$$(\text{重元素の質量}) = \text{イールド} \times (\text{星の総質量})$$

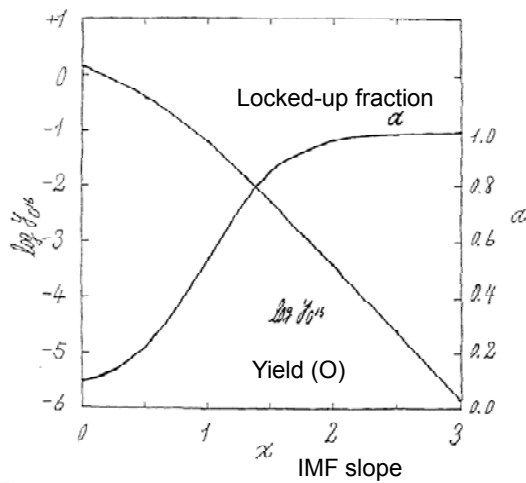
(有本氏講義ノートより引用)



# イールド(y) と固定率( $\alpha$ )



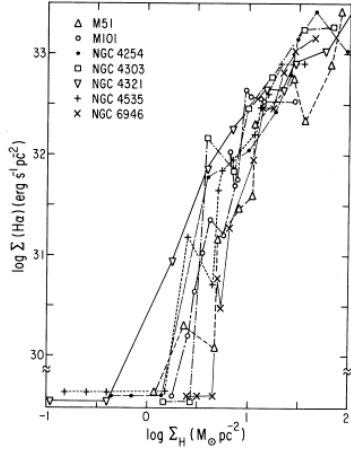
$$y = Pz / \alpha$$



Koepfen & Arimoto (1991)



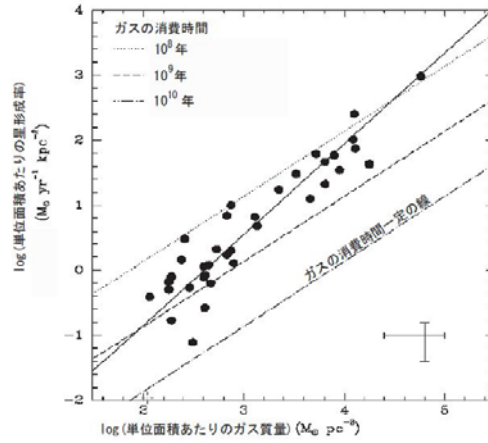
## 星形成のシュミットーケニカット則



Kennicutt(1989)

$$\text{SFR} \propto \Sigma(\text{H})^{1.3}$$

Density threshold  $\Sigma_0(\text{H})$



現代の天文学第4巻「銀河I」より

$$\text{シュミット則: } \text{SFR} \propto \Sigma_{\text{gas}}^n \quad (n = 1 \sim 2)$$

## Instantaneous Recycling Approximation (瞬時循環近似)

星は生成されると同時に死滅し、重元素も星間空間にばら撒かれるという近似。すなわち、

$$\tau(m) \equiv 0 \quad (12)$$

この近似により、化学進化の基本方程式が簡略化し、解析的に解けるようになる。

尚、この近似が成立するのはガスの割合が多い場合であり、化学進化が進んでガスが少なくなった系では破綻することに注意。数値計算が必要になる。

# Normalizations

(Normalized by Total Mass  $M_T$ )

$$M_T(t) = M_g(t) + M_s(t) + M_{g,halo}(t), \quad f_g(t) = \frac{M_g(t)}{M_T}, \quad f_s(t) = \frac{M_s(t)}{M_T}, \quad f_{g,halo} = \frac{M_{g,halo}(t)}{M_T}, \quad (7)$$

$$C(t) = \frac{\psi(t)}{M_T}, \quad A_{in}(t) = \frac{\xi_{in}(t)}{M_T}, \quad A_{out}(t) = \frac{\xi_{out}(t)}{M_T}, \quad F(t) = \frac{E(t)}{M_T}, \quad F_Z(t) = \frac{E_Z(t)}{M_T} \quad (8)$$

$f_g(t)$	...	gas mass fraction
$f_s(t)$	...	stellar mass fraction
$f_{g,halo}(t)$	...	gas mass fraction in the halo
$F(t)$	...	normalized gas ejection rate
$F_Z(t)$	...	normalized metal ejection rate
$C(t)$	...	normalised star formation rate
$A_{in}(t)$	...	normalised gas infall rate
$A_{out}(t)$	...	normalised gas out-flow rate

# Normalized Equations

Return fraction

$$F(t) = \int_{m_t}^{m_u} C(t)r(m)\phi(m)dm = R C(t) = (1 - \alpha) C(t) \quad (15)$$

SFR

Ejected metal fraction

$$F_Z(t) = \int_{m_t}^{m_u} \{Z_g(t)r(m) + p_Z(m)\}C(t)\phi(m)dm = Z_g(t) (1 - \alpha) C(t) + y \alpha C(t) \quad (16)$$

$$\frac{df_g(t)}{dt} = -C(t) + F(t) + A_{in}(t) - A_{out}(t) = -\alpha C(t) + A_{in}(t) - A_{out}(t) \quad (17)$$

Infall      Outflow

Gas fraction

$$\text{Star fraction } \frac{df_s(t)}{dt} = C(t) - F(t) = \alpha C(t) \quad (18)$$

Metal fraction

$$\begin{aligned} \frac{d\{Z_g(t)f_g(t)\}}{dt} &= -Z_g(t)C(t) + F_Z(t) + Z_{in}(t)A_{in}(t) - Z_g(t)A_{out}(t) \\ &= -Z_g(t)\alpha C(t) + y\alpha C(t) + Z_{in}(t)A_{in}(t) - Z_g(t)A_{out}(t) \end{aligned} \quad (19)$$

$$f_g(t)\frac{dZ_g(t)}{dt} = y\alpha C(t) + (Z_{in}(t) - Z_g(t))A_{in}(t) \quad (20)$$

Schmidt (1959) law for star formation, and infall rate proportional to gas mass in the halo (reservoir).

$$C(t) = k_* f_g(t)^n \equiv \frac{1}{\tau_*} f_g(t)^n, \quad 1 \leq n \leq 2, \quad (9)$$

$$A_{in}(t) = k_{in} f_{g,halo}(t) = \frac{1}{\tau_{in}} f_{g,halo}(t) = \frac{1}{\tau_{in}} \exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right) \quad (10)$$

$$A_{out}(t) = k_{out} f_g(t) = \frac{1}{\tau_{out}} f_g(t) \quad (11)$$

(S-1) simple model with the power 1 ( $n = 1, f_g(0) = 1, Z_g(0) = 0, A_{in}(t) = A_{out}(t) = 0$ )

$$C(t) = k_* f_g(t) = \frac{1}{\tau_*} f_g(t) \quad \mathbf{n=1} \quad (21)$$

$$\frac{df_g(t)}{dt} = -C(t) + F(t) = -C(t) \quad \alpha = -\alpha k_* f_g(t) = -\frac{1}{\tau'_*} f_g(t) \quad (22)$$

$$f_g(t) = f_g(0) \exp(-\alpha k_* t) = \exp\left(-\frac{t}{\tau'_*}\right) \quad (23)$$

$$\tau'_* \equiv \frac{\tau_*}{\alpha} \quad \text{ガスの割合は指数関数的に減少する。} \quad (24)$$

$$\frac{d\{Z_g(t) f_g(t)\}}{dt} = -Z_g(t) C(t) + F_Z(t) = -Z_g(t) \alpha C(t) + y \alpha C(t) \quad (25)$$

$$\frac{dZ_g(t)}{dt} = y \alpha k \quad (26)$$

$$Z_g(t) = y \alpha k t = y \frac{t}{\tau'_*} \quad (27)$$

重元素量は時間に比例して増大する。

$$Z_g(t) = -y \ln f_g(t) \quad (28)$$

重元素量はガスの残量割合のみで決まる。これは一般に成り立つ。つまり途中の星形成史に依らない！

(S-2) simple model with the power 2 ( $n = 2, f_g(0) = 1, Z_g(0) = 0, A_{in}(t) = A_{out}(t) = 0$ )

$$C(t) = k_* f_g(t)^2 = \frac{1}{\tau_*} f_g(t)^2 \quad \mathbf{n=2} \quad (29)$$

$$\frac{df_g(t)}{dt} = -\alpha k_* f_g(t)^2 = -\frac{1}{\tau'_*} f_g(t)^2 \quad (30)$$

$$f_g(t) = \frac{f_g(0)}{1 + f_g(0) \alpha k t} = \frac{1}{1 + \alpha k t} = \frac{1}{1 + \frac{t}{\tau'_*}} \quad (31)$$

$$\frac{dZ_g(t)}{dt} = \frac{y \alpha k}{1 + \alpha k t} \quad (32)$$

$$Z_g(t) = y \ln(1 + \alpha k t) = y \ln\left(1 + \frac{t}{\tau'_*}\right) \quad (33)$$

$$\underline{Z_g(t) = -y \ln f_g(t)} \quad (34)$$

(I-1) infall model with the power 1 ( $n = 1, f_g(0) = 0, Z_g(0) = Z_{in}(t) = 0, A_{out}(t) = 0$ )

$$C(t) = k_* f_g(t) = \frac{1}{\tau_*} f_g(t) \quad \mathbf{n=1} \quad (35)$$

$$\frac{df_g(t)}{dt} = -C(t) + F(t) + A_{in}(t) = -\frac{1}{\tau_*} f_g(t) + \frac{1}{\tau_{in}} \exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right) \quad (36)$$

$$\underline{f_g(t) = \frac{\beta}{1 - \beta} \left\{ \exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right) - \exp\left(-\frac{t}{\tau'_*}\right) \right\}} \quad (37)$$

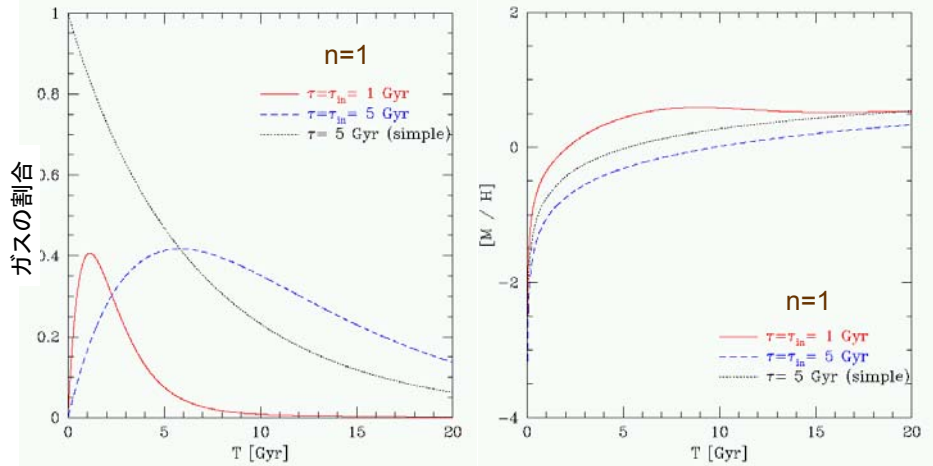
$$\beta = \frac{\tau'_*}{\tau_{in}} \quad (38)$$

$$\frac{dZ_g(t)}{dt} = y \alpha k - \frac{1 - \beta}{\beta} \frac{\frac{1}{\tau_{in}} \exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right)}{\exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right) - \exp\left(-\frac{t}{\tau'_*}\right)} \quad (39)$$

$$\underline{Z_g(t) = \frac{y}{1 - \beta} \frac{\exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right) + \left\{ 1 + (1 - \beta) \frac{t}{\tau'_*} \right\} \exp\left(-\frac{t}{\tau'_*}\right)}{\exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right) - \exp\left(-\frac{t}{\tau'_*}\right)}} \quad (40)$$

# 化学進化モデル(数値計算)

星形成のタイムスケールを変えた場合。  
またガスの流入のありなし(infall or simple)。

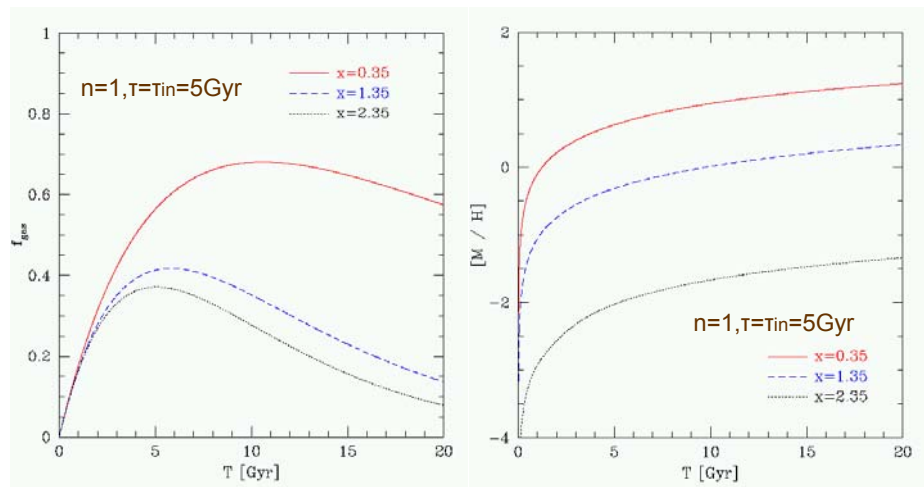


Kodama & Arimoto (1997)

[M/H] =  $\log Z / Z_{sun}$ ,  $Z_{sun}=0.02$

# 化学進化モデル(数値計算)

IMFを変えた場合



Kodama & Arimoto (1997)

星の平均重元素量

$$\begin{aligned} \langle Z_s \rangle f_s(t) + Z_g(t) f_g(t) &= \int_0^t \int_{m_{\nu}}^{m_{\mu}} p_Z(m) C(t') \phi(m) dt' dm \\ &= \frac{1}{\alpha} f_s(t) \times y \alpha = y f_s(t) \end{aligned} \quad (46)$$

$$\langle Z_s \rangle = y - \frac{f_g(t)}{1 - f_g(t)} Z_g(t), \quad Z_s \rightarrow y \text{ as } f_g \rightarrow 0 \quad (47)$$

星の平均重元素量はイールドの値に漸近する。

星の重元素量分布

積分形: 
$$S(Z) = \frac{f_s(t)}{f_s(t_0)} = \frac{1 - f_g(t)}{1 - f_g(t_0)} = \frac{1 - \exp(-\frac{Z}{y})}{1 - f_g(t_0)} = \frac{1 - f_g(t) \frac{Z}{Z_0}}{1 - f_g(t_0)} \quad (48)$$

微分形: 
$$\frac{dS(Z)}{d \ln Z} = -\frac{1}{1 - f_g(t_0)} \frac{Z}{y} \exp(-\frac{Z}{y}) = -\frac{\ln f_g(t_0)}{1 - f_g(t_0)} \frac{Z}{Z(t_0)} f_g(t_0) \frac{Z}{Z(t_0)} \quad (49)$$

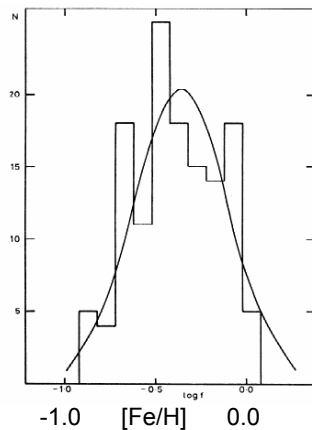
この分布のピークのZ

$$Z = y = -\frac{Z(t_0)}{\ln f_g(t_0)} \quad (50)$$

星の重元素量分布のピークはイールドの値に一致。

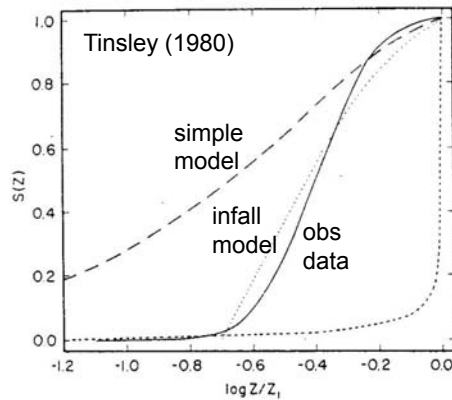
- S(Z) ... cumulative metallicity distribution
- t<sub>0</sub> ... present epoch
- Z<sub>0</sub> ... gas metallicity at the present epoch

## Simple or Infall? (G-dwarf 問題)



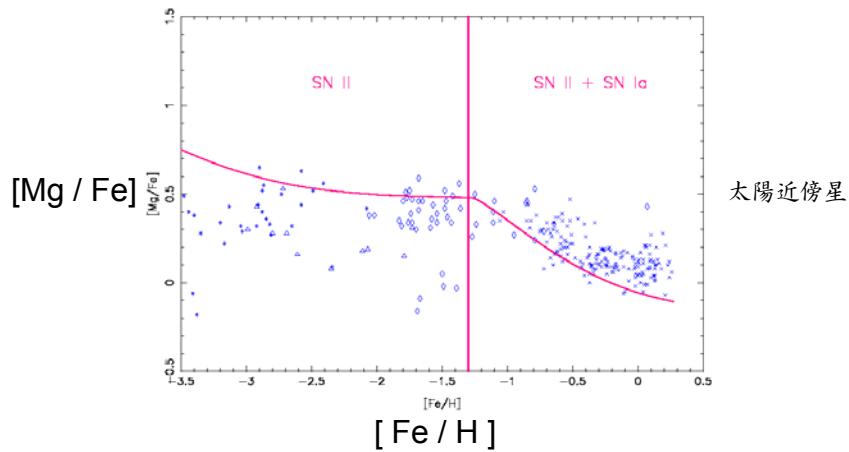
重元素量の少ない星 ([Fe/H]<-1) が太陽近傍では少ない。

Pagal & Patchett (1975), MNRAS, 172, 13



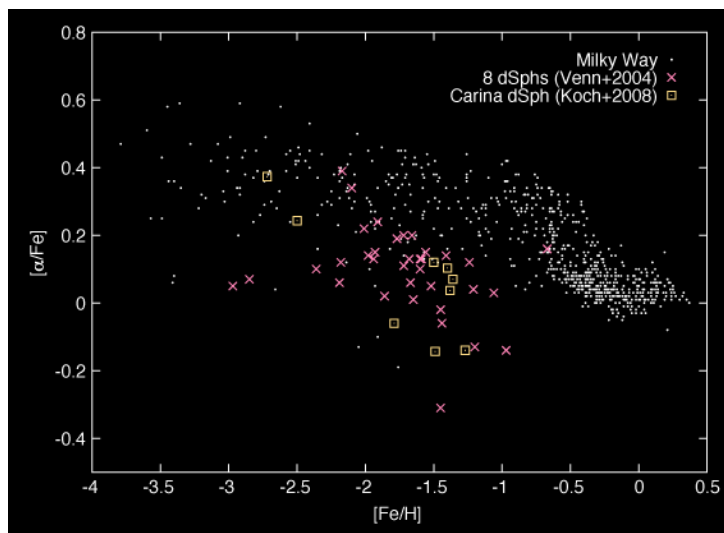
初めからガスがあるモデル(simple)では重元素量の少ない星を作りすぎる。ガスが降り積もりながら星が形成されるモデル(infall)の方がよく再現。

## II型超新星(Mgなど)とIa型超新星(主にFe)



最初はII型超新星爆発のみで銀河の化学進化が決まり、 $[\alpha/\text{Fe}]$ が高い。  
 Ia型超新星が爆発し始めると、鉄を多量に放出するため、 $[\alpha/\text{Fe}]$ が下がる。  
 従って、折れ曲がり時点( $\sim 1\text{Gyr}$ )の重元素量(この場合 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1$ )は、  
 銀河における化学進化のタイムスケール、すなわち星形成のタイムスケールの情報を持つ。

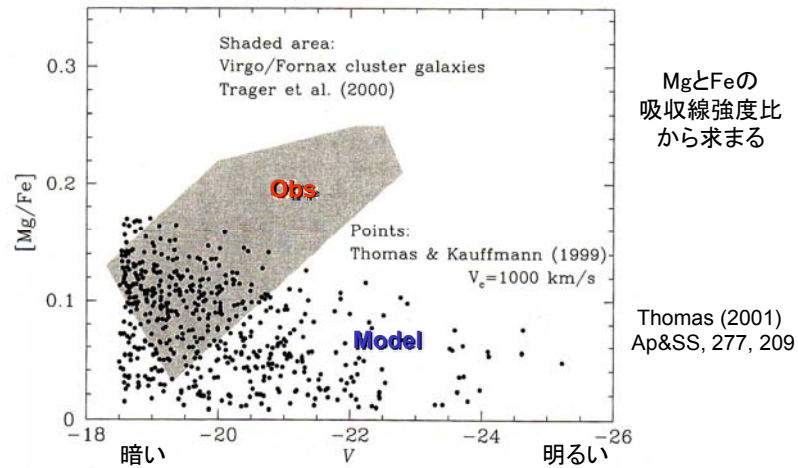
## 矮小楕円銀河の $[\alpha/\text{Fe}]$



岡本桜子  
作成

折れ曲がり点の重元素量はMWよりも少なく( $[\alpha/\text{Fe}] \sim -2$ )、  
 星形成のタイムスケールはゆっくりであることがわかる。

## 橈円銀河の合成スペクトルの[Mg/Fe]



大きく**明るい**橈円銀河は、Mg/Feが高く、星形成のタイムスケールが**速い**。  
小さくて**暗い**橈円銀河は、Mg/Feが低く、星形成のタイムスケールが**遅い**。

モデルで再現するには、橈円銀河形成期にIMFがフラット(重い星が多い)でないといけない。

## 銀河のスペクトル合成

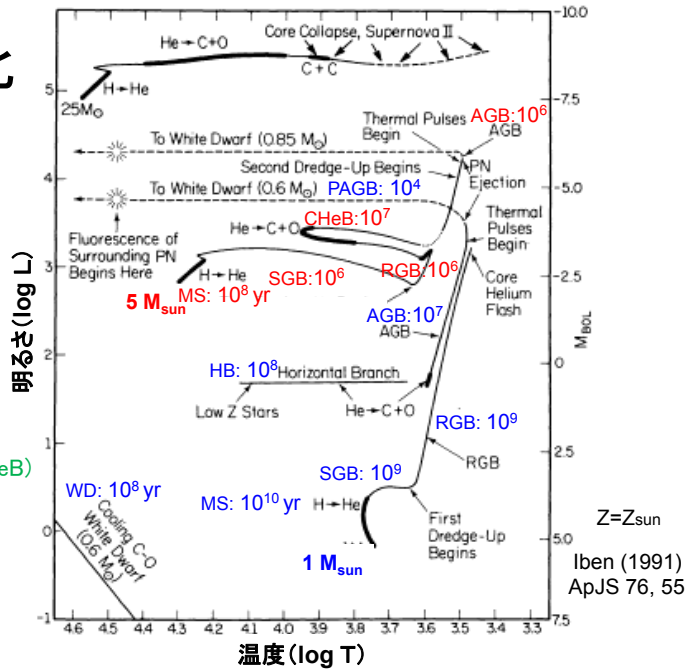
- 星の進化
- 星のスペクトル
- 単一種族モデル(星団)
- 複合種族モデル(銀河)



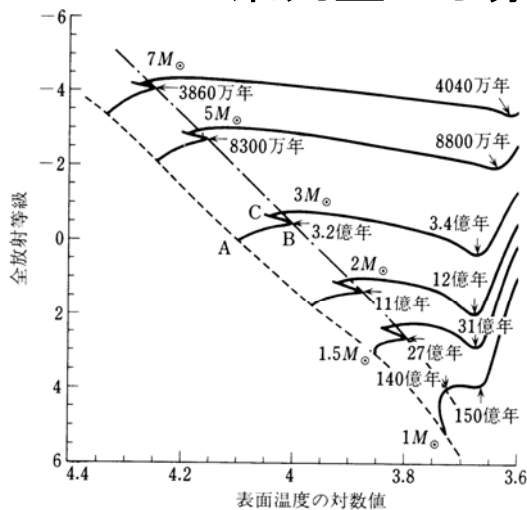
# 星の進化

星の進化を示す  
LとTの図を  
ヘルツシュプルング・  
ラッセル図(HR図)  
という。

- 主系列星 (MS)  
H → He (core)
- 準巨星 (SGB)
- 赤色巨星 (RGB)  
H → He (shell)
- 水平分枝星 (HB, CHeB)  
He → C, O (core)
- 漸近分枝星 (AGB)  
He → C, O (shell)
- 惑星状星雲 (PAGB)
- 白色矮星 (WD)



## 主系列星から赤色巨星へ



主系列星  
質量  $M$   
光度  $L \propto M^{3-4}$   
水素燃焼量  $M_b = M \times \sim 0.1$   
寿命  $t \propto M_b / L \propto M^{-2-3}$

中心核の水素が枯渇すると、周囲のシェルで水素が燃焼し、星は膨張し(SGB)、林トラックに到達するとそれに沿って光度を上げながら膨張する(RGB)。

図 9 種々の質量をもつ星の、ゼロ年齢主系列から赤色巨星に至る進化経路

齊尾著『星の進化』

# 水平分枝星

M<2Msun(水素コア縮退星)のヘリウムフラッシュ後のヘリウムコア燃焼段階の星

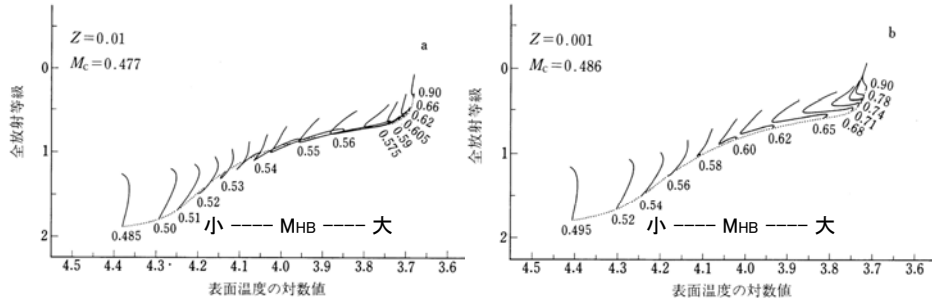


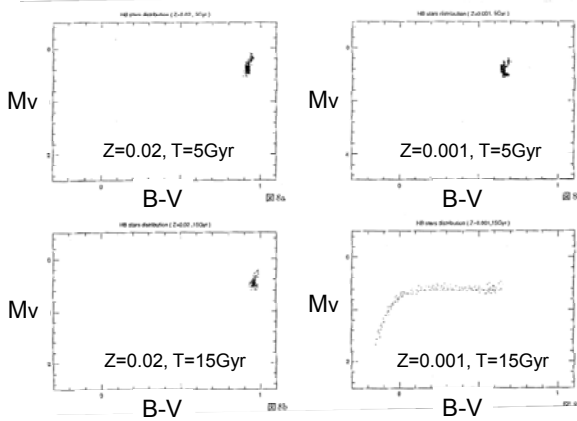
図9 小質量星のヘリウム燃焼(水平分枝星)段階の進化経路。曲線に付された数字は星の全質量(太陽質量単位)を表わす。 $M_c$ はヘリウムフラッシュのときの中心核の質量を表わす。[Sweigart, A. V.: Ap. JS 65(1987)95]

進化は、初期質量( $M_0$ )、重元素量( $Z$ )、ヘリウム量( $Y$ )、ヘリウム燃焼核質量( $M_{core}$ )、質量損失量(RGBでの)などによる。

# 水平分枝星の分布

Reimersの質量損失則:  $\frac{dM}{dt} = -4 \times 10^{-13} \eta \frac{L}{gR}$  これからRGB-tipでの質量( $M_{RGT}$ )を計算する。

HB星の質量分布:  
 $n(M_{HB})dM_{HB} \propto (M_{HB} - M_{core})(M_0 - M_{HB}) \exp \left\{ - \left( \frac{M_{HB} - M_{RGT}}{\sigma_M} \right)^2 \right\} dM_{HB}$



水平分枝星質量( $M_{HB}$ )、初期質量( $M_0$ )、ヘリウム燃焼核質量( $M_{core}$ )、RGB-tipでの平均質量( $M_{RGT}$ )、質量損失の分散( $\sigma_M$ )

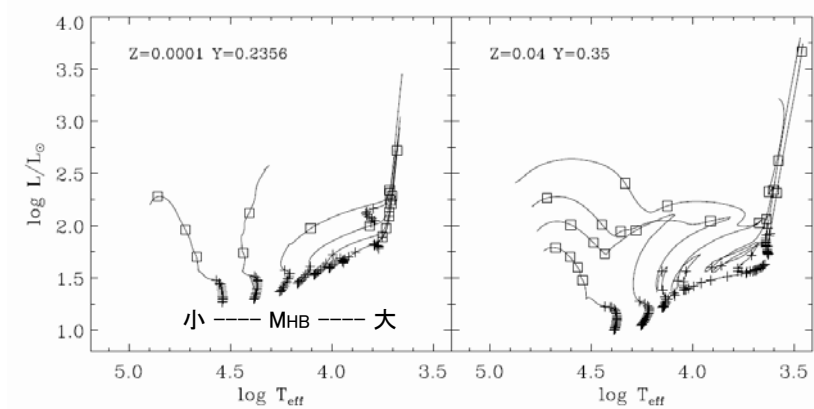
• 重元素量が低く(MS進化早い)、年齢が大きい( $T > 10$ Gyr)時に青いHB星が現れる。

• 重元素量が極端に大きい場合( $Z > 0.02$ )も質量損失が大きく、HB星が青くなる。

Kodama (1994), Master Thesis

## 水平分枝星から漸近分枝星へ

中心核のヘリウムが枯渇すると、シェルでヘリウムが燃焼するようになる。  
 (外側には水素燃焼シェルもありダブルシェルの状態)  
 この段階をAGB星と呼び、林トラックに沿って再度星は膨張する。



Yi et al. (1997), Yale-Yonsei Tracks

## 漸近巨星から白色矮星へ

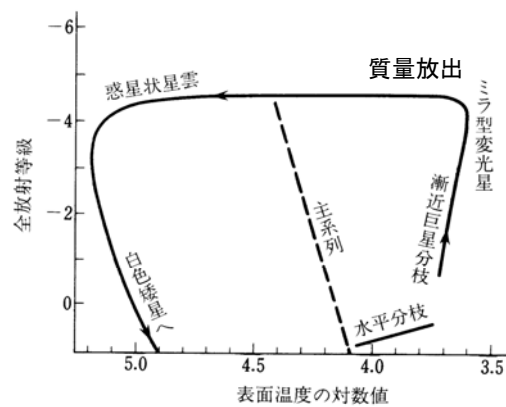
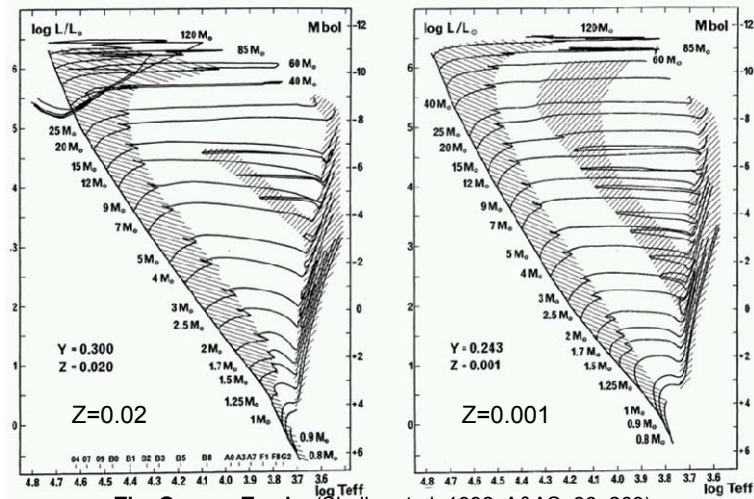


図 3 中心核の質量が0.6 太陽質量であるような星の、漸近巨星枝段階から白色矮星への進化経路

齊尾著『星の進化』

# 星の進化経路

Y: ヘリウム量  
Z: 重元素量  
を固定した場合の、異なる質量の星の進化トラック群

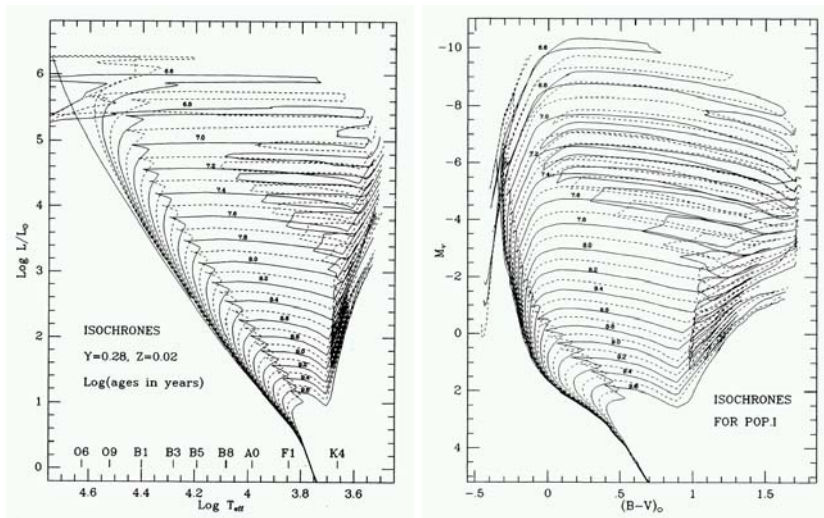


The Geneva Tracks (Shaller et al. 1992, A&AS, 96, 269)

See also Bressan et al. (1993, A&AS, 100, 647) for The Padova Tracks

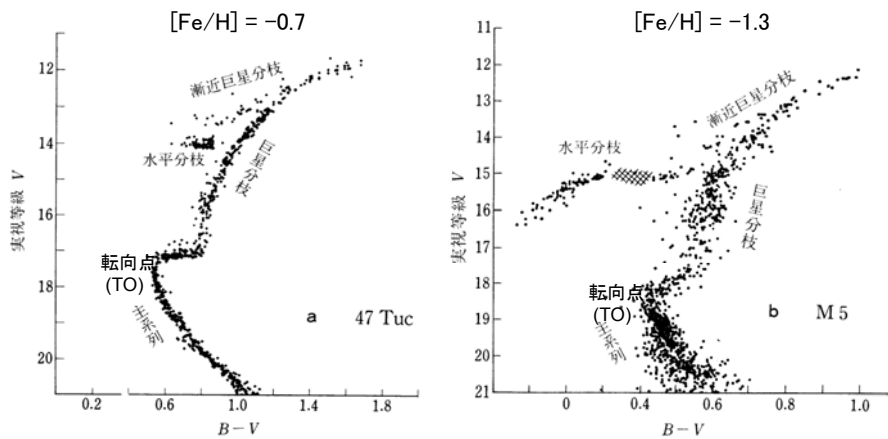
# 等時曲線

さまざまな質量の星の進化路で同じ年齢の点を結んだ線のこと。



Maeder & Meynet (1991), A&AS, 89, 451 (Geneva tracks)

## 球状星団の色等級図と重元素量依存性



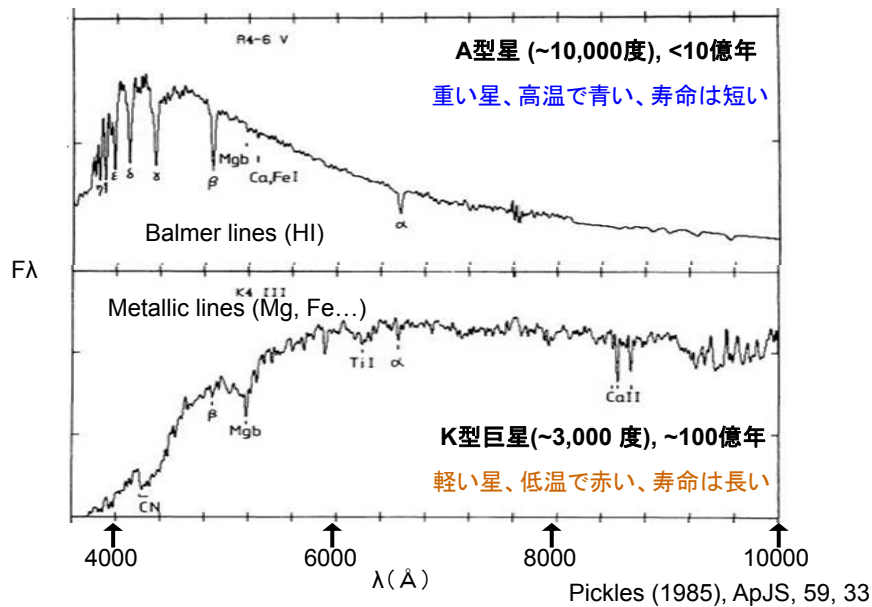
MS/RGB/AGB星の温度(色)は重元素量に大きく依存する(重元素量が多いほど低温で赤い)。

HB星は、重元素量の多い球状星団では赤い塊だが、重元素量の少ない球状星団では青い方に長く伸びる。

図 10 球状星団 47 Tuc と M5 の HR 図  
[Hesser, J. E. *et al*: PASP 99(1987)739]  
[Arp, H.: Ap. J. 135(1962)311]

斉尾著『星の進化』

## 星のスペクトル例(観測)

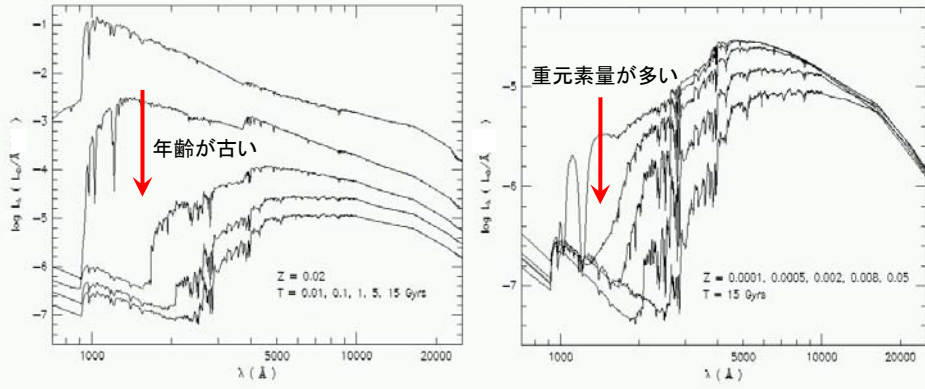




# 単一種族系 (SSP) のスペクトル

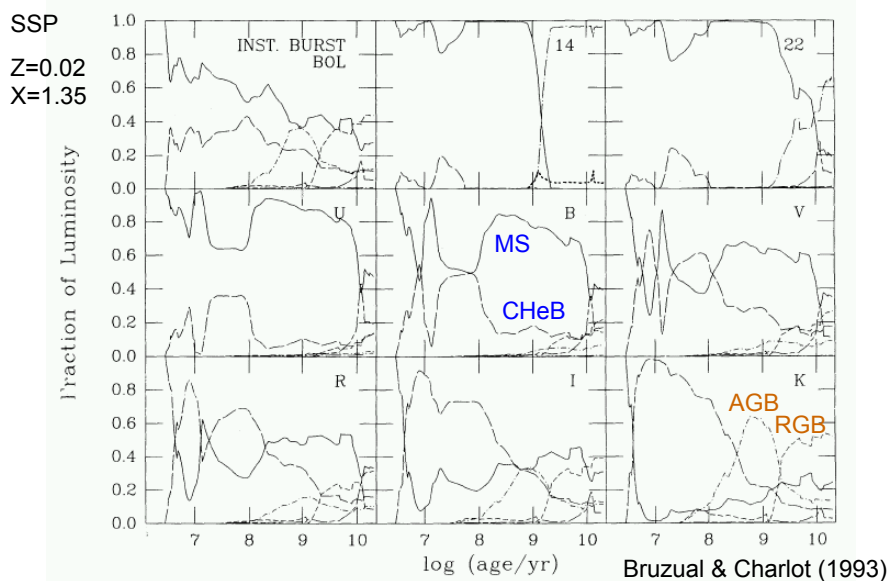
年齢系列

重元素量系列



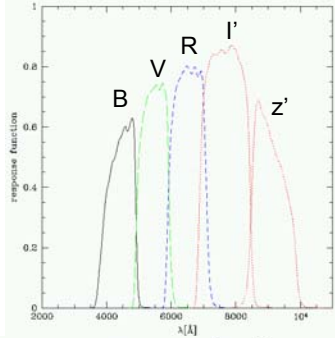
Kodama & Arimoto (1997)

# 様々な進化段階の星の寄与 (光度) の割合

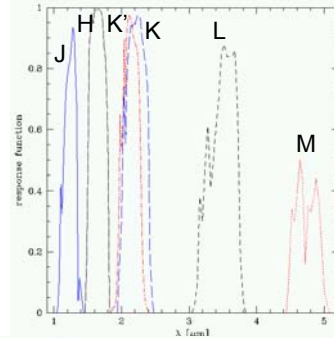


# 測光システム

Subaru/Suprime-Cam filters



NIR filters

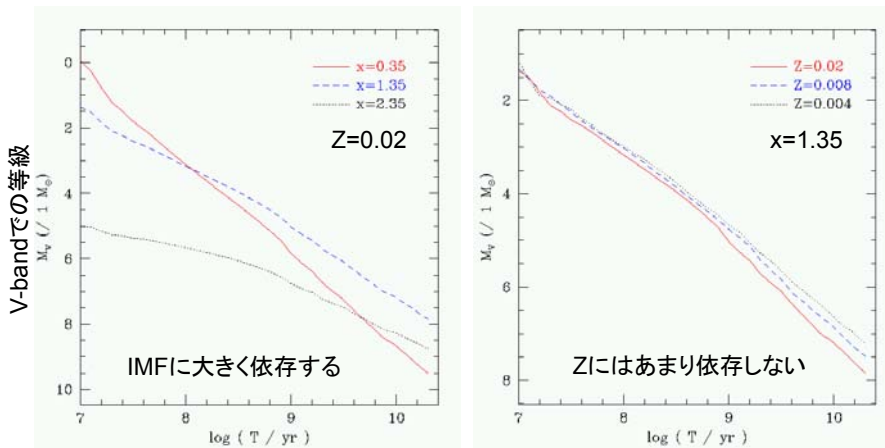


$$M_X^0 = -2.5 \left\{ \log \int F_\lambda R_{X,\lambda} d\lambda - \log \int F_{\text{Vega},\lambda} R_{X,\lambda} d\lambda \right\} + C_X, \quad (53)$$

- $M_X^0$  ... Absolute magnitude in a passband X
- $R_{X,\lambda}$  ... Transmissoin curve of a passband X
- $F_{\text{Vega},\lambda}$  ... Vega spectra (Kurucz 1992)
- $C_X$  ... Absolute magnitude of Vega in a passband X

$$C_U = 0.02, C_B = C_V = 0.03, C_{R_C} = 0.03, C_{I_C} = 0.024 \quad (54)$$

# 光度進化 (SSP)



V-bandでの等級

$M_V (/ 1 M_\odot)$

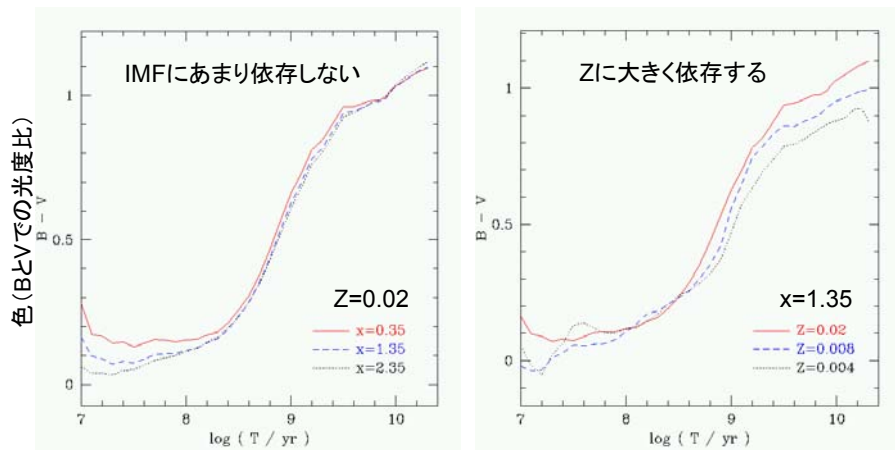
$\log ( T / \text{yr} )$

$$\Delta \text{Mag} \propto \Delta \log T \quad (L \propto T^{-\alpha})$$

Kodama & Arimoto (1997)



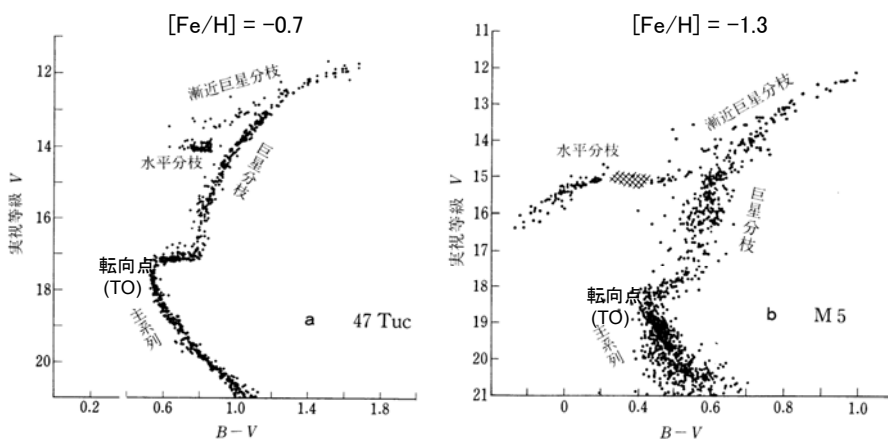
# 色進化 (SSP)



色を決めるTO星とRGB星の質量差が小さいため、IMFの依存性小。ただし、近赤外線の色は依存する。

Kodama & Arimoto (1997)

# 球状星団の色等級図と重元素量依存性



MS/RGB/AGB星の温度(色)は重元素量に大きく依存する(重元素量が多いほど低温で赤い)。

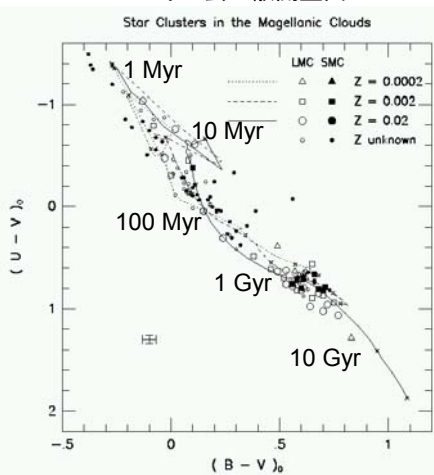
HB星は、重元素量の多い球状星団では赤い塊だが、重元素量の少ない球状星団では青い方に長く延びる。

図 10 球状星団 47 Tuc と M5 の HR 図  
[Hesser, J. E. et al: PASP 99(1987)739]  
[Arp, H.: Ap. J. 135(1962)311]

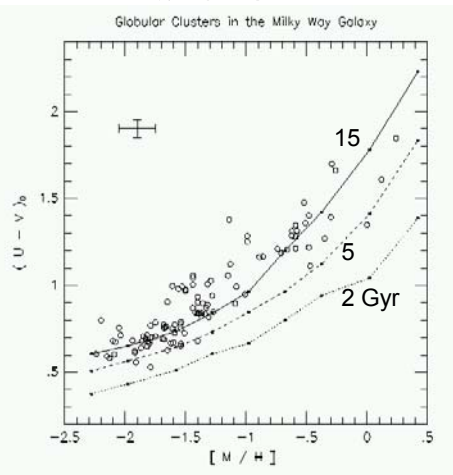
斉尾著『星の進化』

# 球状星団・散開星団とSSPモデルの比較

マゼラン雲の散開星団

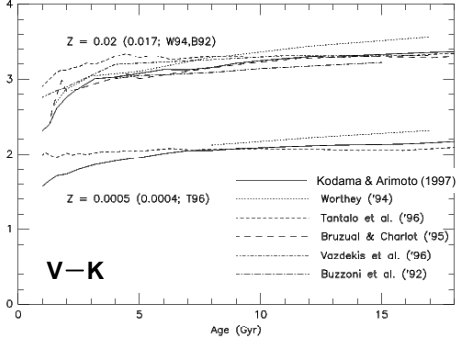
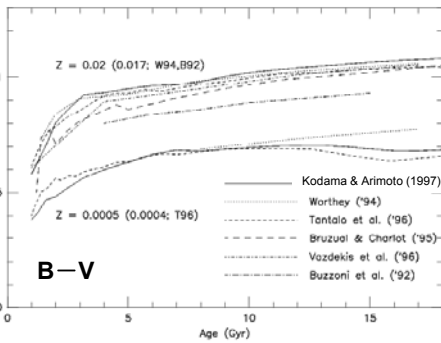
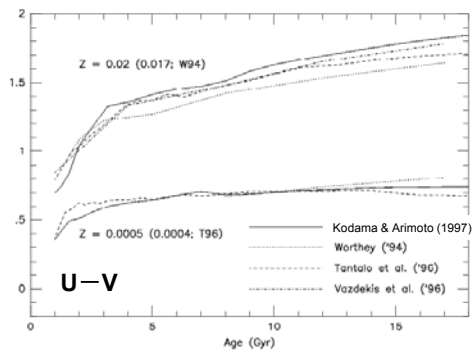


銀河系の球状星団



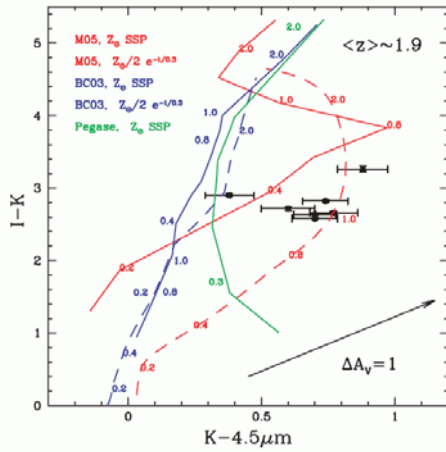
Kodama (1997), PhD thesis

# SSPモデルの比較

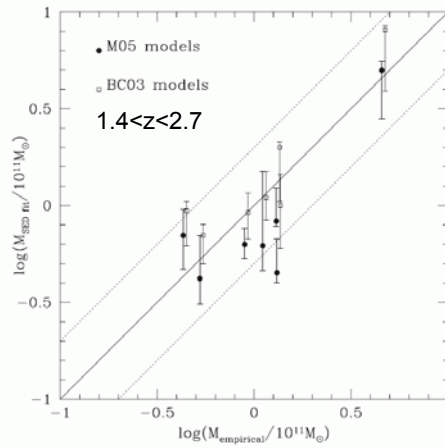


# TP-AGBの扱いによるモデルの不定性

TP-AGBフェーズの時間や明るさが仮定するmass loss ratelに依る。



TP-AGB は0.2~2Gyrの年齢の時、近赤外(静止波長)で寄与大。



BC03モデルに比べ、年齢と星質量は平均60%小さくなる。

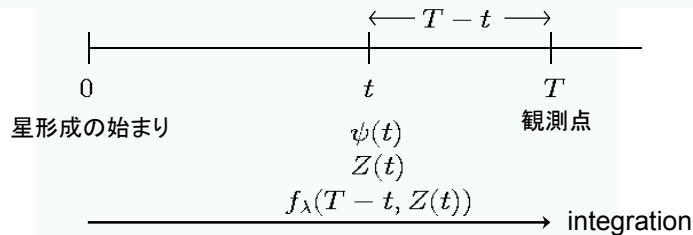
Maraston et al. (2006)

# 複合種族(Composite)モデル

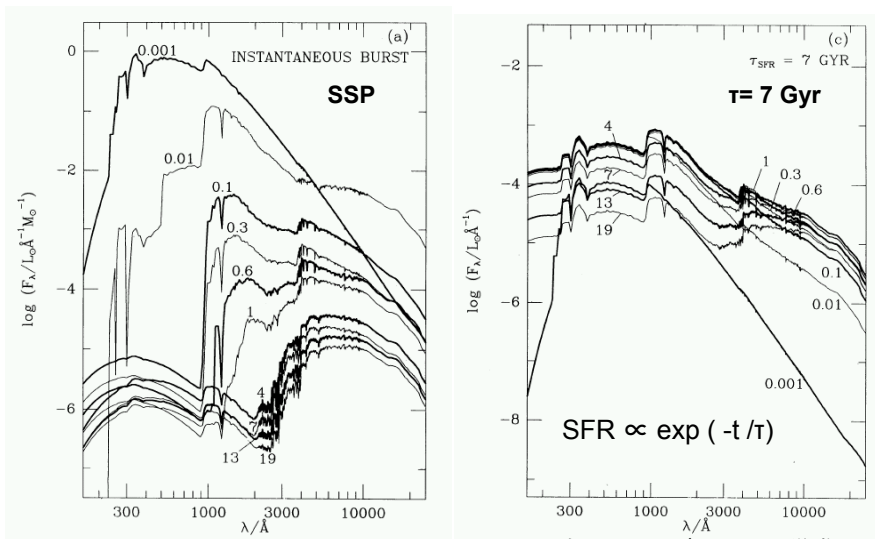
星形成率の変遷( $T$ )とそれに伴う化学進化( $Z$ )を考慮して、SSPモデルを **building blocks**として足しあげることによって、任意の星形成史に応じた銀河のスペクトル進化が計算できる。

$$F_{\lambda}(T) = \int_0^T \psi(t) f_{\lambda}(T-t, Z(t)) dt, \quad (52)$$

- $F_{\lambda}(T)$  ... Synthesized spectrum with age  $T$
- $f_{\lambda}$  ... SSP spectra
- $\psi(t)$  ... Star formation rate



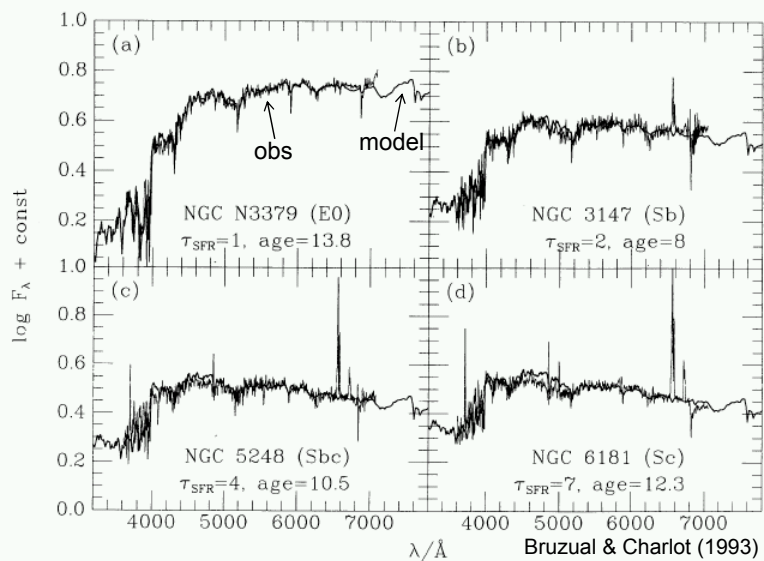
## 単一種族と複合種族モデル



Bruzual & Charlot (1993)

※但しこのモデルでは化学進化は取り扱わず、 $Z=0.02$ で固定している。

## 銀河スペクトルと複合種族モデルの比較



ハッブル系列の星種族はおおまかに星形成のタイムスケール( $\tau$ )の系列になっている。

## ハッブル系列はBulge/Disk比の違いで再現可

インフォールモデル

$$\psi(t) = \frac{1}{\tau} M_g(t)$$

$$\xi_{in}(t) = \frac{M_T}{\tau_{in}} \exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right)$$

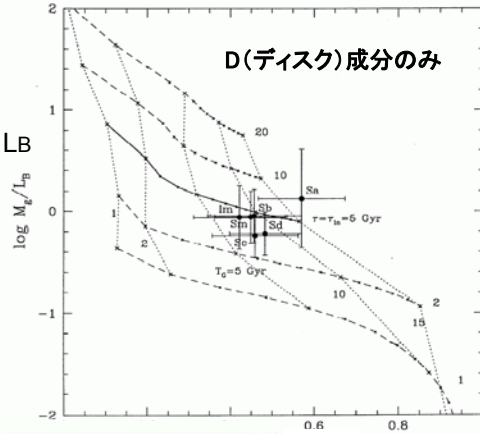
B(バルジ) :  $\tau = 0.1 \text{Gyr}$ ,  $\tau_{in} = 0.1 \text{Gyr}$

D(ディスク) :  $\tau = 5 \text{Gyr}$ ,  $\tau_{in} = 5 \text{Gyr}$

T(トータル) = B + D

ハッブル系列はB/Tの系列で近似できる。

Mgas / LB



B - V

Hubble type	B/T	observed					Model				
		U-V	B-V	V-R	V-I	V-K	U-V	B-V	V-R	V-I	V-K
Sa	0.41	0.96	0.74	0.54	1.02	2.94	0.85	0.76	0.53	1.17	3.02
Sb	0.24	0.66	0.61	0.46	1.04	2.79	0.63	0.66	0.49	1.07	2.84
Sc	0.09	0.45	0.53	0.53	1.08	2.84	0.45	0.57	0.43	0.95	2.61
Sd	0.02	0.37	0.50	0.47	1.02	2.59	0.36	0.52	0.41	0.89	2.47
Sm	0.00	0.33	0.50	0.41	0.75	2.30	0.33	0.50	0.40	0.87	2.42

Kodama et al.  
(1999a)

## スペクトルの赤方偏移とK補正

$$\lambda'(z) = (1+z)\lambda(0) \quad (57)$$

$$F'_\lambda(z)d\lambda' = F_\lambda(0)d\lambda \quad (58)$$

$$F'_\lambda(z) = F_\lambda(0) \frac{d\lambda}{d\lambda'} = \frac{1}{1+z} F_\lambda(0) \quad (59)$$

$$m_X(z) = -2.5 \left\{ \log \int F'_\lambda R_{X,\lambda} d\lambda - \log \int F_{\text{Vega},\lambda} R_{X,\lambda} d\lambda \right\} + C_X + 5 \log d_L(z) [\text{pc}] - 5 \quad (60)$$

$$m_X(z) = M_X^0(z) + 5 \log d_L(z) [\text{pc}] - 5 + K_X(z) \quad (61)$$

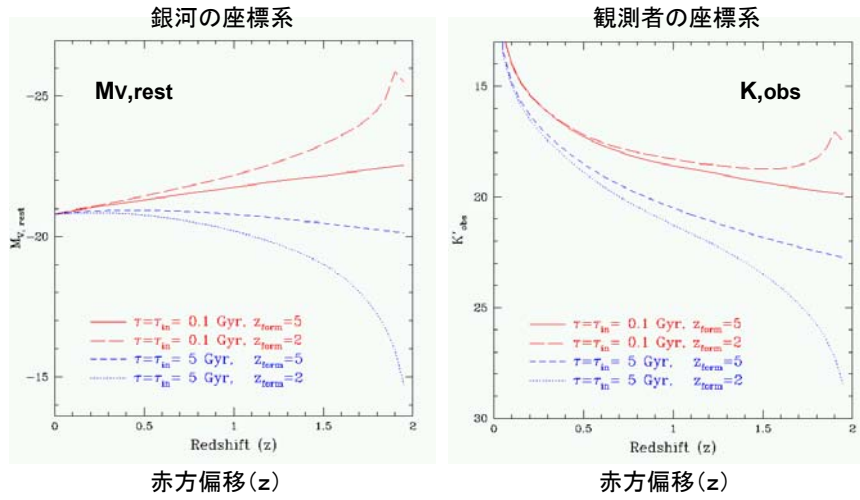
K補正の定義

$$EW'(z) = \int \left(1 - \frac{F'_{L,\lambda}}{F'_{C,\lambda}}\right) d\lambda' = (1+z)EW(0) \quad (62)$$

EWもredshiftに依ることに注意。

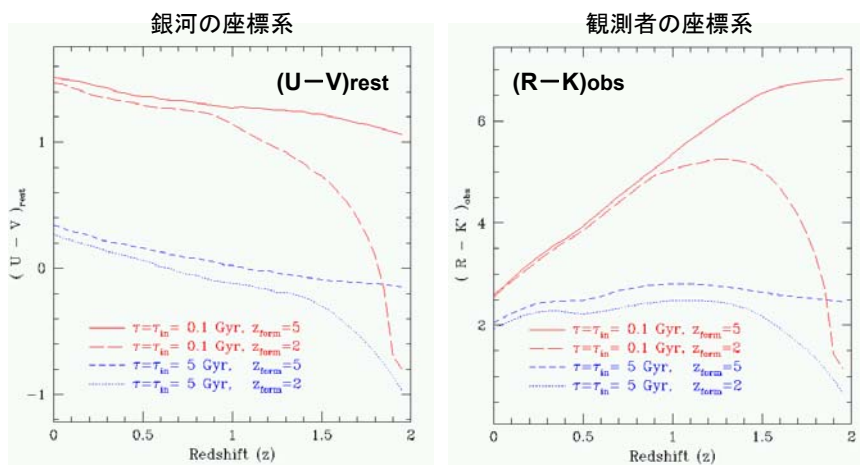
$d_L$  : luminosity distance in unit of pc

## 光度進化(複合種族モデル)



Kodama et al. (1999a)

## 色進化(複合種族モデル)

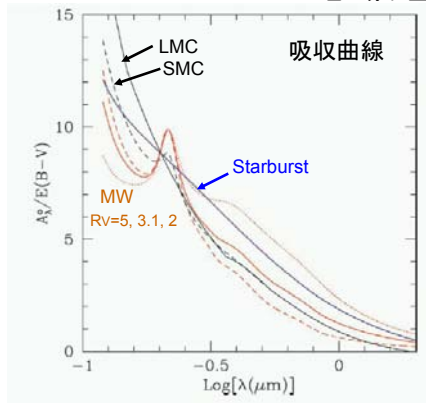


Kodama et al. (1999a)

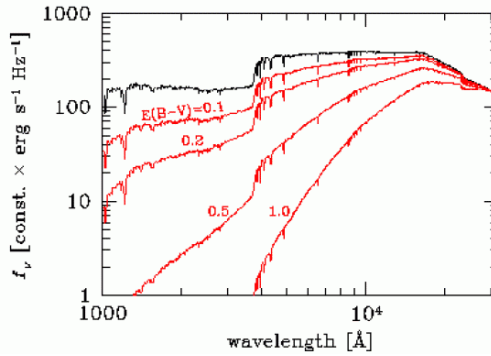
# ダスト吸収

星間空間に漂う固体微粒子(宇宙塵またはダスト)によって、星から出る光の一部は吸収される。波長が短い光ほど吸収が大きいため、スペクトルは赤くなる。ダストは若い星の質量放出によって作られるので、星形成領域ほどダストが多く、その比率が上がる遠方宇宙ではダスト吸収効果大きい。

B-Vの色の赤化量(E(B-V))が指標に用いられる。



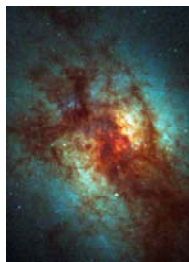
Calzetti (2001), PASP, 113, 1449



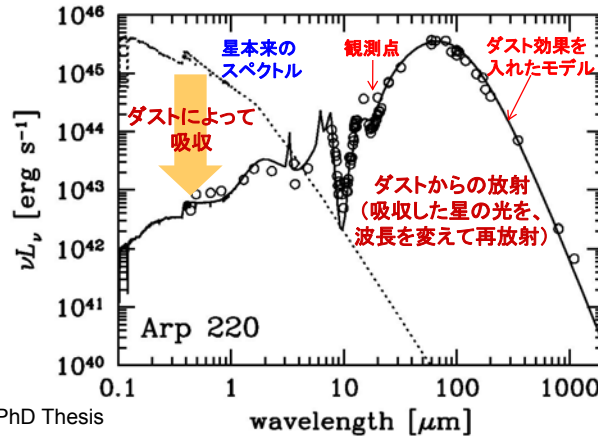
ダスト吸収の強い銀河は紫外線や可視光ではほとんど見えなくなる。

# ダスト吸収／放射を取り入れたモデル

形成途上銀河はダストに覆われており、紫外光から可視光が大きく削られ、遠赤外線で再放射される。あかり衛星やALMAの観測に有用なモデル。



Arp220 (HST)



Takagi (2001), PhD Thesis

吸収された光はダストを温め、ダスト温度(10~100K)に対応した遠赤外線波長(30~300  $\mu\text{m}$ )で輝く。遠方銀河ではこれが赤方偏移し、サブミリ波(300  $\mu\text{m}$ ~1mm)で観測される。ALMAのターゲット。

## 銀河の形成・進化モデル

- **解析的モデル(理想的)** *非現実的!*  
ハローの合体史のみ何とか計算可。
- **数値計算モデル(力づく)** *物理屋が好む。*  
SPH(ラグランジュ法)やAMR(オイラー法)など。  
計算機の進歩次第。まだ解像度が不十分( $10^6$ - $10^4 M_{\text{sun}}$ )。
- **準解析的モデル(パラメタ化)** *現実的妥協の産物(必要悪)。*  
一応宇宙論的枠組みの中で計算。  
観測データとの比較可。しかしパラメタの縮退が問題。
- **準経験的モデル(現象論的)** *有用なトイモデル。*  
観測データを物理量に変換し、現象論的に理論へ制限。
- **経験的モデル(観測データ)** *観測屋の醍醐味。*  
観測データから経験則により物理量を導出。

## 準解析的手法

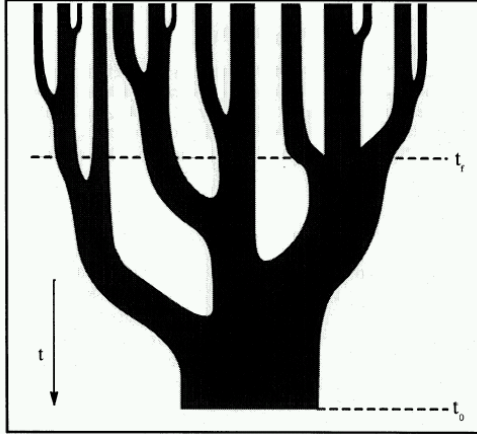
- ・ ハローの成長は、プレス・シェヒター理論または数値計算(N体)によって計算されたハロー合体史(マーキング・ツリー)を用いる。その上で個々のハローの中での銀河の形成(星形成と合体)は、ある程度理論的根拠のある数式とパラメタを用いて記述する。さらに種族合成モデルを用いて、疑似観測量を導出する。そして実際の観測量と比較して、モデルへフィードバックを与えようという手法。例えば足りない物理(パラメタ)があるか否かなどを検証する。



# ハローの質量成長史(合体史)

## “Merger Tree”

Lacey & Cole (1993)



この定式化は

Press & Schechter (1974)  
ApJ, 187, 425

を初めとして、拡張したものに

Bond et al. (1991), ApJ, 379, 440

Bower et al. (1991),  
MNRAS, 248, 332

Lacey & Cole (1993),  
MNRAS, 262, 627

Kauffmann & White (1993),  
MNRAS, 261, 921

など多数ある。

CDM宇宙では、小さいハローが先に形成され、それらが合体しながら成長する。

# 準解析的銀河形成モデル

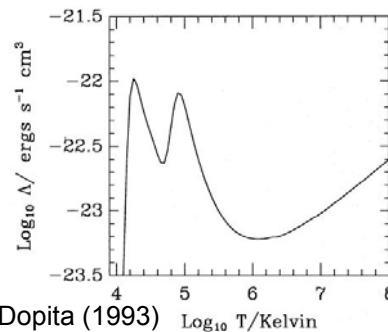
Cole et al. (1994), Cole et al. (2000) のレシピ

$$T_{\text{vir}} = \frac{1}{2} \frac{\mu m_{\text{H}}}{k} V_{\text{H}}^2, \quad (4.1)$$

$$\rho_{\text{gas}}(r) \propto 1/(r^2 + r_{\text{core}}^2). \quad (4.2)$$

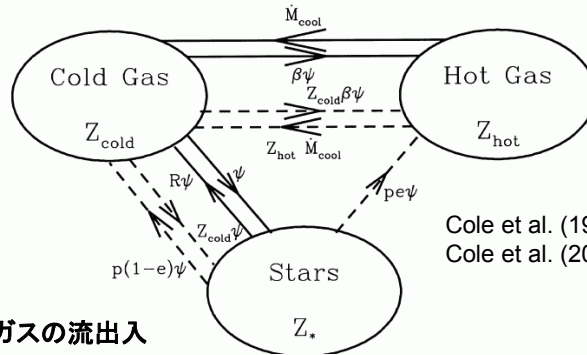
$$\tau_{\text{cool}}(r) = \frac{3}{2} \frac{1}{\mu m_{\text{H}} \rho_{\text{gas}}(r)} \frac{kT_{\text{gas}}}{\Lambda(T_{\text{gas}}, Z_{\text{gas}})}. \quad (4.3)$$

ガスの初期条件と冷却



Sutherland & Dopita (1993)

## 準解析的銀河形成モデル



Cole et al. (1994),  
Cole et al. (2000) のレシピ

### 星形成とガスの流出入

$$\psi = \dot{M}_{\text{cold}} / \tau_*, \quad (4.4)$$

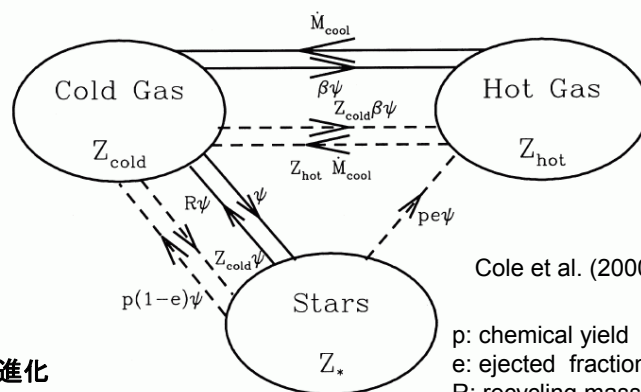
$$\dot{M}_{\text{eject}} = \beta\psi. \quad (4.5)$$

$$\dot{M}_* = (1 - R)\psi \quad (4.6)$$

$$\dot{M}_{\text{hot}} = -\dot{M}_{\text{cool}} + \beta\psi \quad (4.7)$$

$$\dot{M}_{\text{cold}} = \dot{M}_{\text{cool}} - (1 - R + \beta)\psi \quad (4.8)$$

## 準解析的銀河形成モデル



Cole et al. (2000) のレシピ

### 化学進化

$$\dot{M}_*^Z = (1 - R)Z_{\text{cold}}\psi \quad (4.9)$$

$$\dot{M}_{\text{hot}}^Z = -\dot{M}_{\text{cool}}Z_{\text{hot}} + (pe + \beta Z_{\text{cold}})\psi \quad (4.10)$$

$$\dot{M}_{\text{cold}}^Z = \dot{M}_{\text{cool}}Z_{\text{hot}} + [p(1 - e) - (1 + \beta - R)Z_{\text{cold}}]\psi, \quad (4.11)$$

## 準解析的銀河形成モデル

星形成のタイムスケールと質量放出割合(フィードバック)のスケーリング

Cole et al. (1994)

$$\tau_* = \tau_*^0 (V_H/300 \text{ km s}^{-1})^{\alpha_*} \quad \alpha_* = -1.5 \quad (4.12)$$

$$\beta = (V_H/V_{\text{hot}})^{-\alpha'_{\text{hot}}}, \quad \alpha'_{\text{hot}}=5.5, \quad V_{\text{hot}}=140 \text{ km/s} \quad (4.13)$$

Cole et al. (2000)

$$\tau_* = \epsilon_*^{-1} \tau_{\text{disc}} (V_{\text{disc}}/200 \text{ km s}^{-1})^{\alpha_*} \quad (4.14)$$

$$\beta = (V_{\text{disc}}/V_{\text{hot}})^{-\alpha_{\text{hot}}}, \quad (4.15)$$

## 準解析的銀河形成モデル

銀河の合体

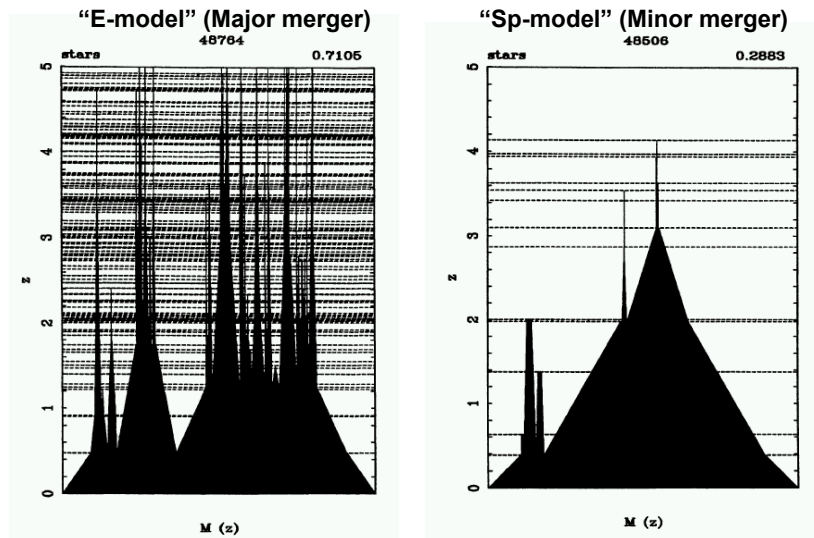
$$\tau_{\text{mrg}} = f_{\text{df}} \Theta_{\text{orbit}} \tau_{\text{dyn}} \frac{0.3722}{\ln(\Lambda_{\text{Coulomb}})} \frac{M_H}{M_{\text{sat}}}. \quad (4.16)$$

(a) If the mass ratio of merging galaxies, defined in terms of stars and cold gas only, is  $M_{\text{sat}}/M_{\text{cen}} \geq f_{\text{ellip}}$ , then the merger is said to be ‘violent’ or ‘major’, and a single bulge or elliptical galaxy is produced. Any gas present in the discs of the merging galaxies is converted into stars in a burst. We use the standard star formation and feedback rules, but now based on the circular velocity and dynamical time of the spheroid that is formed rather than the disc, and with a very much shorter time-scale, similar to the dynamical time-scale of the spheroid.

(b) Alternatively, if  $M_{\text{sat}}/M_{\text{cen}} < f_{\text{ellip}}$ , then the merger is classed as ‘minor’, and, unless explicitly stated otherwise, the stars of the accreted satellite are added to the bulge of the central galaxy, while any accreted gas is added to the main gas disc without changing the disc’s specific angular momentum.

$$0.3 < f_{\text{ellip}} < 1$$

## 銀河の合体史と銀河の形態



星質量の成長史 (Baugh et al., 1996, MNRAS, 283, 1361)

## 準経験的手法

- ・ 銀河の星形成史を簡単なパラメタ ( $z_{\text{form}}$ ,  $\tau_*$ ,  $\tau_{\text{in}}$ ) で表し、銀河のSEDの進化を種族進化モデルにより計算し、観測されるスペクトルや色と比較してパラメタに制限を与える。星年齢、重元素量、星形成率、星質量などの物理量を導出する。

# ハッブル系列はBulge/Disk比の違いでも可

インフォールモデル

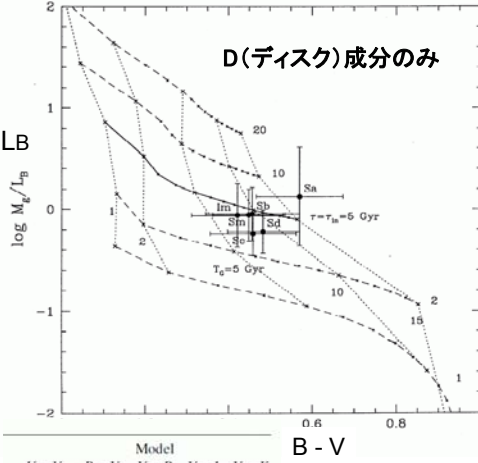
$$\psi(t) = \frac{1}{\tau} M_g(t)$$

$$\xi_{in}(t) = \frac{M_T}{\tau_{in}} \exp\left(-\frac{t}{\tau_{in}}\right)$$

B(バルジ) :  $\tau = 0.1 \text{Gyr}, \tau_{in} = 0.1 \text{Gyr}$   
 D(ディスク) :  $\tau = 5 \text{Gyr}, \tau_{in} = 5 \text{Gyr}$   
 T(トータル) = B + D

ハッブル系列はB/Tの系列で近似できる。

Mgas / LB



Hubble type	B/T	observed					Model				
		U-V	B-V	V-R	V-I	V-K	U-V	B-V	V-R	V-I	V-K
Sa	0.41	0.96	0.74	0.54	1.02	2.94	0.85	0.76	0.53	1.17	3.02
Sb	0.24	0.66	0.61	0.46	1.04	2.79	0.63	0.66	0.49	1.07	2.84
Sc	0.09	0.45	0.53	0.53	1.08	2.84	0.45	0.57	0.43	0.95	2.61
Sd	0.02	0.37	0.50	0.47	1.02	2.59	0.36	0.52	0.41	0.89	2.47
Sm	0.00	0.33	0.50	0.41	0.75	2.30	0.33	0.50	0.40	0.87	2.42

B - V

Kodama et al.  
(1999a)

## 数値計算モデル

## SPHシミュレーションにおける星形成則 (典型例)

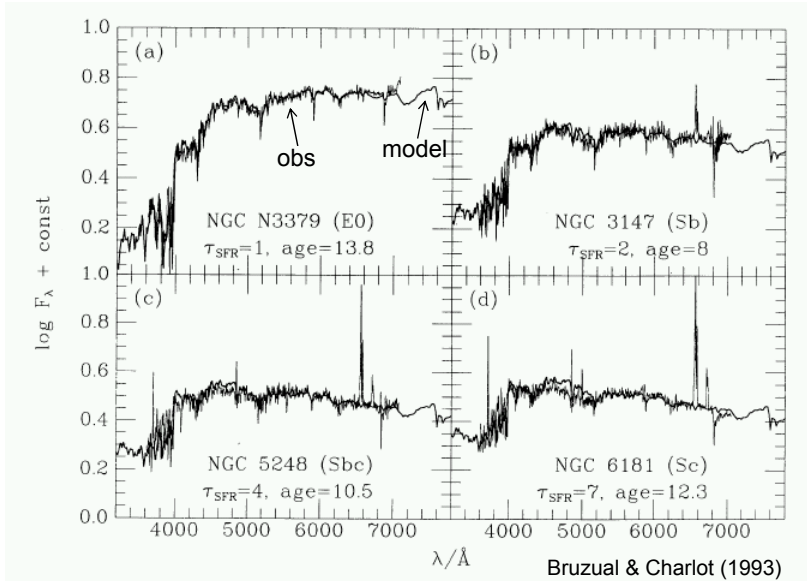
星形成領域の判定条件

- $\nabla \cdot \mathbf{v} < 0$  (convergence flow)
- $t_{\text{cool}} < t_{\text{dyn}}$  (cooling efficient)
- $t_{\text{dyn}} < t_{\text{sound}}$  (Jeans unstable)

この上でシュミット則を仮定する。

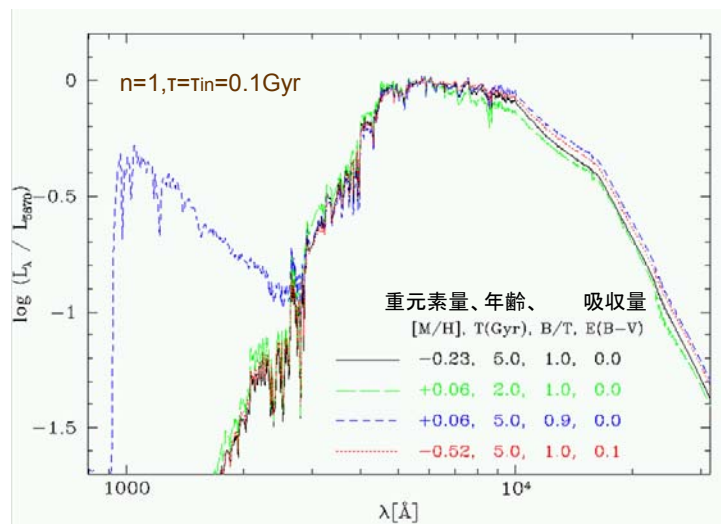
### 3. 観測から得る物理量と銀河の選択

## 銀河スペクトルと複合種族モデルの比較



ハッブル系列の星種族はおおまかに星形成のタイムスケール( $\tau$ )の系列になっている。

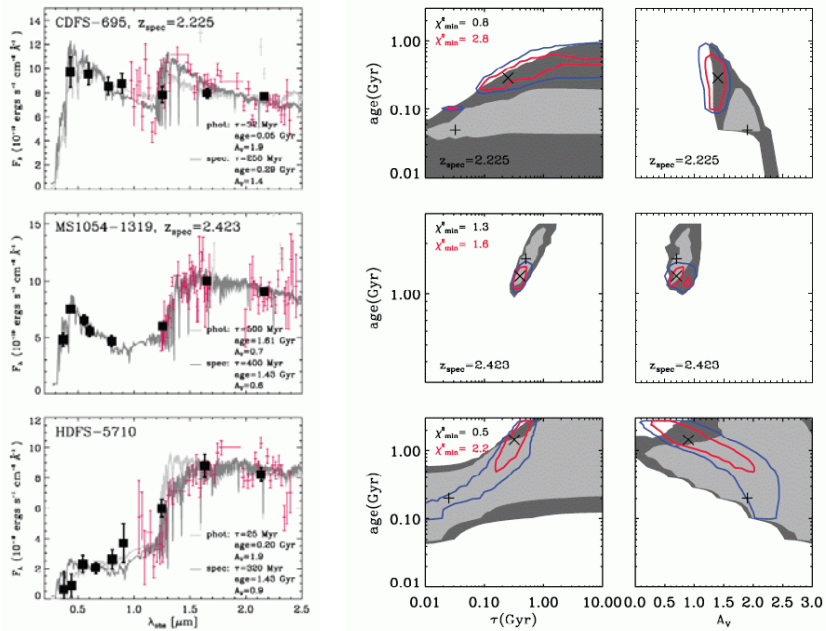
## 年齢と重元素量とダスト吸収の縮退



$\Delta[M/H] : \Delta \log T : \Delta E(B-V) = 6 : 9 : 2$  -- Worthey's (1994) 2/3 law

# SEDフィットの縮退

z~2.5の赤い銀河 Kriek et al. (2006)



## どうやって縮退を解くことができるか？

(1) 年齢と重元素量それぞれに敏感な指標を共用する。

Lick指標

(年齢: 水素バルマー線、  
重元素量: 鉄やマグネシウムの吸収線)

(2) 時系列に銀河のスペクトル(色)を比較する。

$\Delta [M/H] / \Delta \log T = -2 / 3$  (Worthey's law) は、  
異なる時刻で同時に成立しない。



# (1) Lick天文台のスペクトル指標

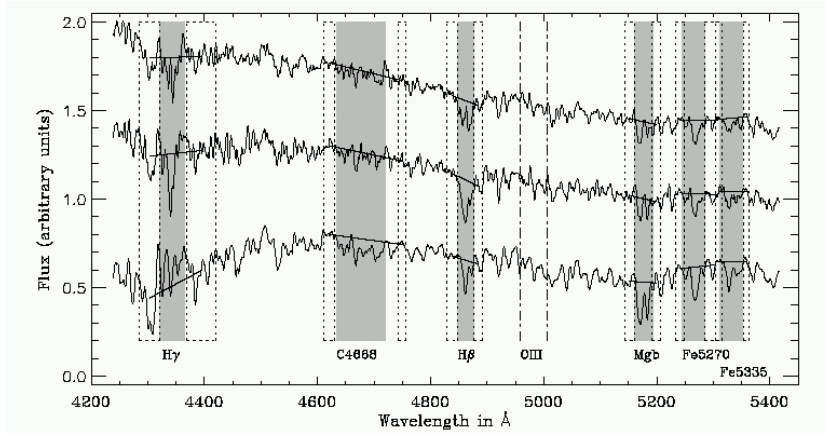
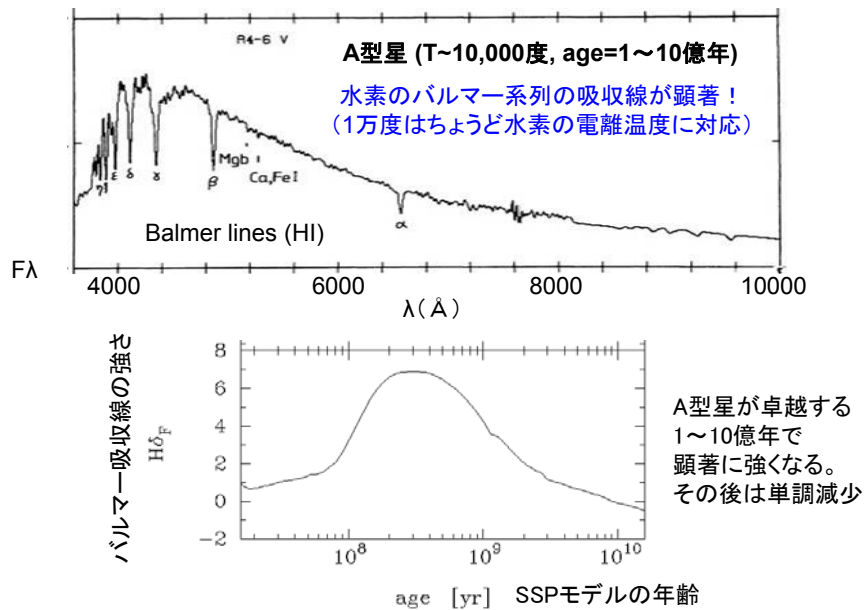


Figure 3. The spectra of ESO358-G25, ESO359-G02 and NGC 1336 (from the top) are shown. The shaded areas mark the central passbands of the indices considered in this Letter. The thick solid lines indicate the pseudo-continuum defined by two side-passbands (dashed boxes). We have also marked the position where O III emission at 4959 and 5007 Å would be found if present. The spectra are *not* broadened to the Lick resolution in order to illustrate the different line strengths. Note the emission in Hβ and Hγ for ESO358-G25, and that the spectra of both ESO galaxies do not drop bluewards of 4500 Å but stay constant.

Kuntschner & Davies (1998), see Worthey et al. (1994) for original definitions

## 水素バルマー吸収線は最近終了した星形成活動の指標

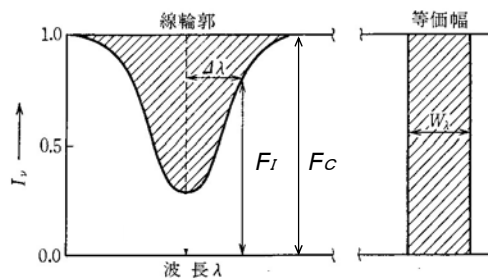


# スペクトル指標

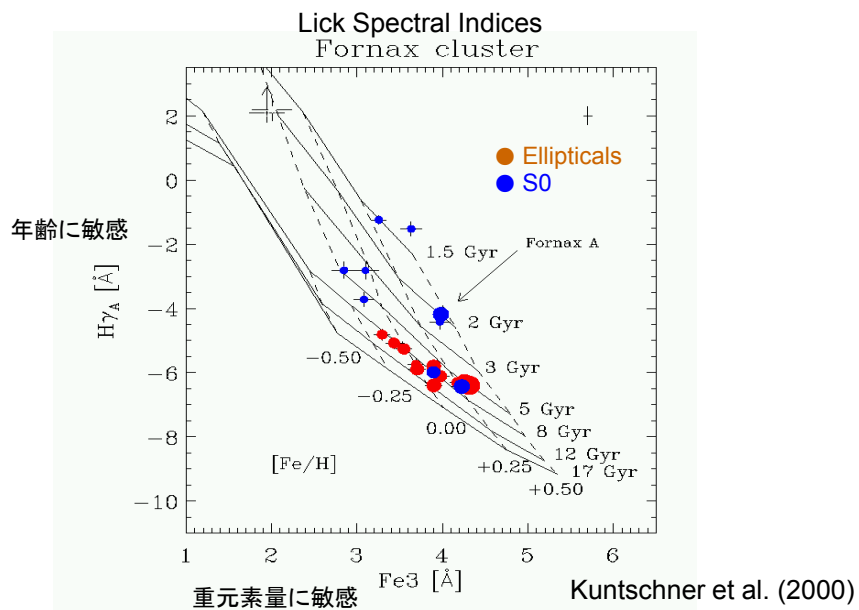
$$EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(1 - \frac{F_{L,\lambda}}{F_{C,\lambda}}\right) d\lambda \quad (55)$$

$$Mag = -2.5 \log \left\{ \frac{1}{\lambda_2 - \lambda_1} \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_{L,\lambda}}{F_{C,\lambda}} d\lambda \right\} \quad (56)$$

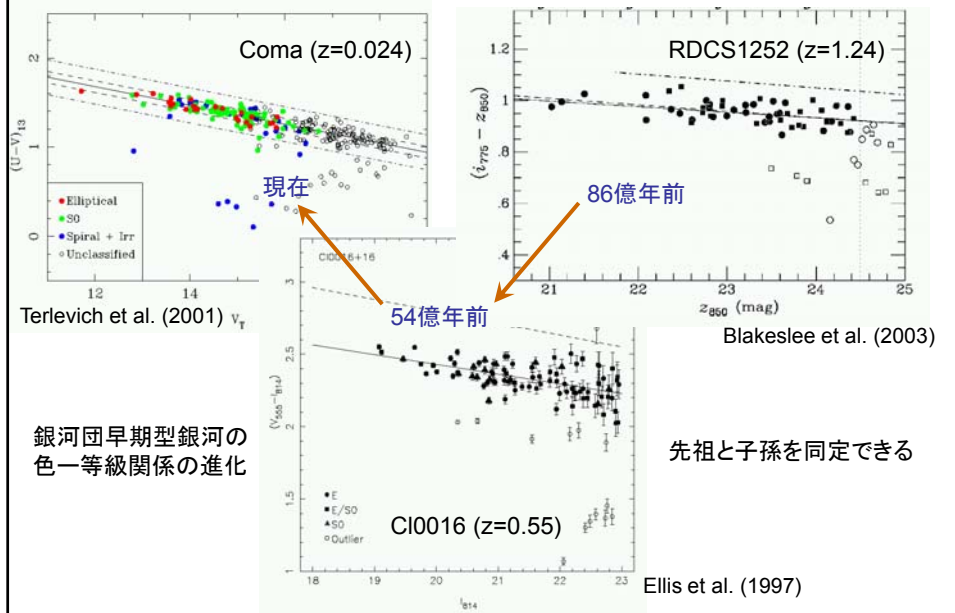
- $F_{L,\lambda}$  ... Flux at a line
- $F_{C,\lambda}$  ... Continuum flux at the line
- $\lambda_1 < \lambda < \lambda_2$  ... Wavelength range of the line
- EW, Mag ... Line indices presented by equivalent width or magnitude



# 年齢と重元素量の縮退のブレイク

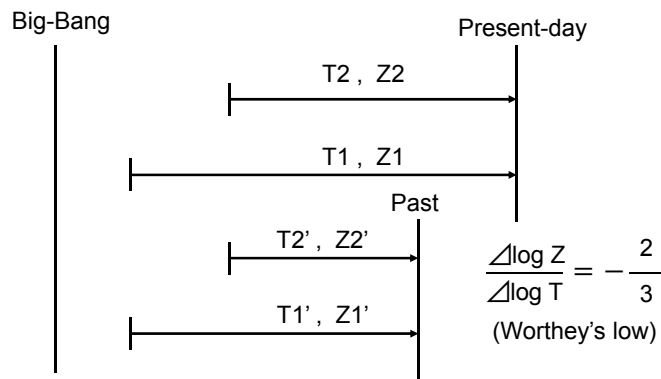


## (2) 時系列比較 (low-z vs. high-z)



## (2) 時系列比較

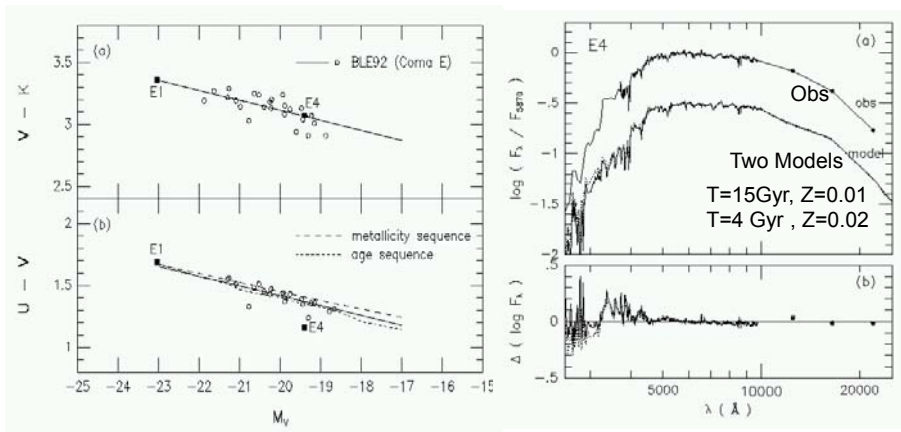
年齢と重元素量の縮退の破綻



$$\frac{T_2'}{T_1'} \neq \frac{T_2}{T_1} \quad \text{or} \quad \Delta \log T' \neq \Delta \log T$$

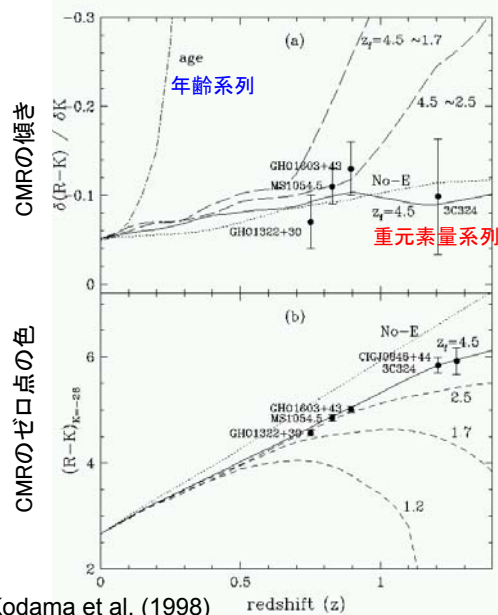
$$\text{but } \Delta \log Z' \doteq \Delta \log Z \quad \therefore \frac{\Delta \log Z'}{\Delta \log T'} \neq -\frac{2}{3}$$

## 橈円銀河の色等級関係の起源は？ 年齢系列それとも重元素量系列？



ある時点で、ある同じ色を再現するには、無数の(T, Z)の組み合わせがある。  
しかし、これらのモデルは昔に遡るとそれぞれ異なる色を示すので区別が可能。

## 過去の銀河の色を見てやると、両者が区別できる。



CMRの傾きが時間を遡ってもほぼ一定なことから、CMRに沿って銀河の年齢差がほとんど無いことが分かる。

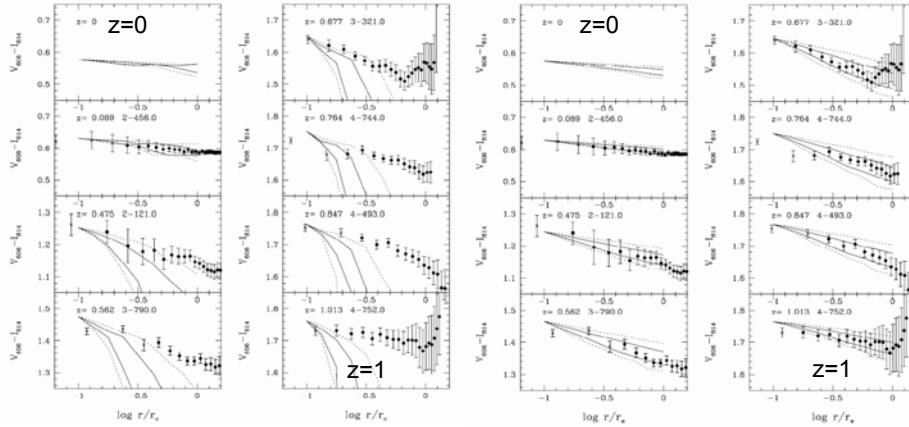
CMRのゼロ点の色の進化量から、絶対年齢の推定ができ、 $z > 2$ より昔にほとんどの星が形成されたことが分かる。つまり100億歳以上。

Kodama et al. (1998)

## 楕円銀河の色勾配(外側ほど青い)の起源

年齢勾配モデル(外側ほど若い)

重元素量勾配モデル(外側ほどメタル少ない)



$0 < z < 1$ の楕円銀河のHSTによる色勾配データに対し、同様の解析を適用することによって、色勾配の起源が重元素量の違い(外側ほどメタルが少ない)であることが導かれる。

Tamura, Kobayashi, TK, et al. (2000)

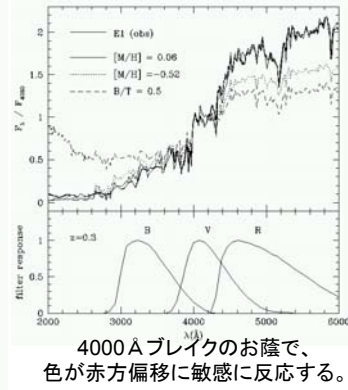
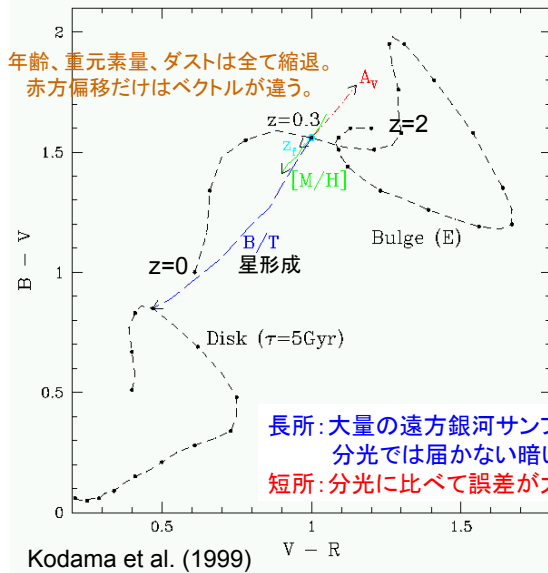
年齢と重元素量(とダスト吸収)の縮退が  
一つだけ役立つことがある！

それは “Photometric Redshift”

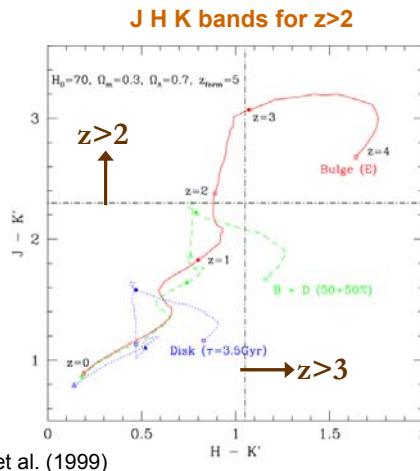
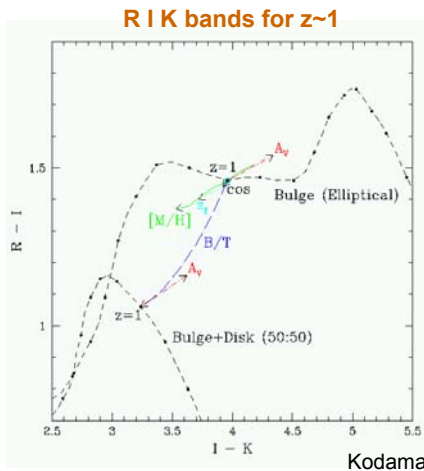
年齢や重元素量、ダストの効果などは全て縮退しているが、  
赤方偏移の効果だけは、これらと違うスペクトル(色)変化  
をもたらす。

従って、銀河の種族構造やダストによる吸収量などは  
知らなくても、スペクトルの形(色)から赤方偏移( $z$ )  
だけは推定することができる。

## 測光学的距離推定法 (Photometric Redshift)

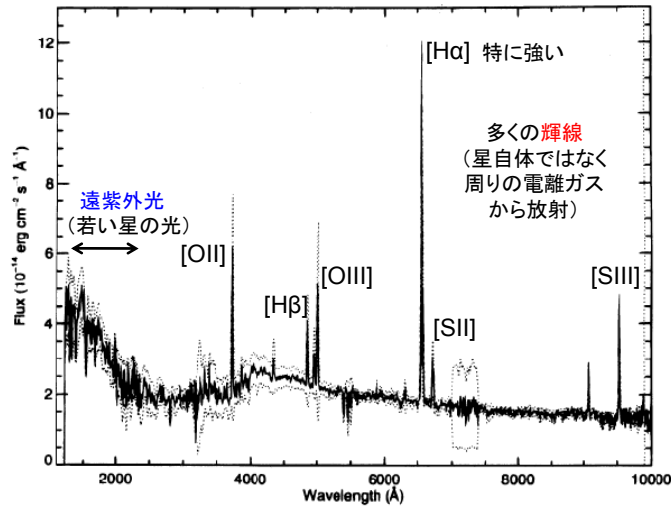


## 遠方銀河 ( $z > 1$ ) の測光学的距離推定



# 銀河の星形成率の測り方

典型的な星形成銀河のスペクトル



Kinney et al. (1996)

## 星形成率の測り方

### ○遠紫外線 (1500 – 2500 Å)

若い(一億年以内)、高温の(1-2万度)、重い星(5Msun以上)からの紫外線が卓越するため、その明るさは若い大質量星の数に比例。初期質量関数を仮定すれば、生まれる星の総和が求まる。

**長所:** 星からの光を直接測定

**短所:** 遠紫外線はダストに吸収されやすいので、その補正の不定性が大きい。

### ○水素の再結合線(H $\alpha$ 6563 Å)

重い星からの電離紫外線( $\lambda < 912 \text{ \AA}$ )によって電離された周辺ガス(HII領域)から、再結合して中性ガスに戻る際に出る H $\alpha$  線の強度を測定する。電離紫外線の強度(10Msun 程度以上の重い星の形成率に比例)。

**長所:** ダスト吸収の影響は比較的小さい

**短所:** 星からの光を直接測っているのではない。

遠方では赤外域に赤方偏移するので観測が困難

### ○遠赤外線(8-1000 $\mu\text{m}$ )

紫外線がダストに吸収されてダストが暖まり、遠赤外線を放射。

**長所:** ダスト吸収の強い銀河で測定可能。

**短所:** 星からの光を直接測っているのではない。

吸収されなかった分は遠紫外線法などで補完する必要あり。

### ○電波 HII 領域や超新星残骸からの熱制動放射やシンクロトン放射

### ○X 線 若いX線連星、超新星残骸、HII領域の高温プラズマ

嶋作氏講義ノートより

## 星形成率への換算

Kennicutt 1998, ARA&A, 36, 189

遠紫外線: 1500–2000 Å

$$\text{SFR}(M_{\odot} \text{ year}^{-1}) = 1.4 \times 10^{-28} L_{\nu}(\text{ergs s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}).$$

再結合線: H $\alpha$  6563 Å

$$\text{SFR}(M_{\odot} \text{ year}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L(\text{H}\alpha) (\text{ergs s}^{-1})$$

禁制線: [OII] 3727 Å

$$\text{SFR}(M_{\odot} \text{ year}^{-1}) = (1.4 \pm 0.4) \times 10^{-41} L[\text{OII}] (\text{ergs s}^{-1}),$$

遠赤外線: 8–1000  $\mu\text{m}$

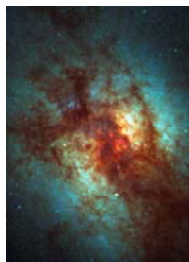
$$\text{SFR}(M_{\odot} \text{ year}^{-1}) = 4.5 \times 10^{-44} L_{\text{FIR}} (\text{ergs s}^{-1}) (\text{starbursts}),$$

ただしこれらの式ではSalpeter IMF with  $0.1 < M/M_{\text{sun}} < 100$  を仮定していることに注意。

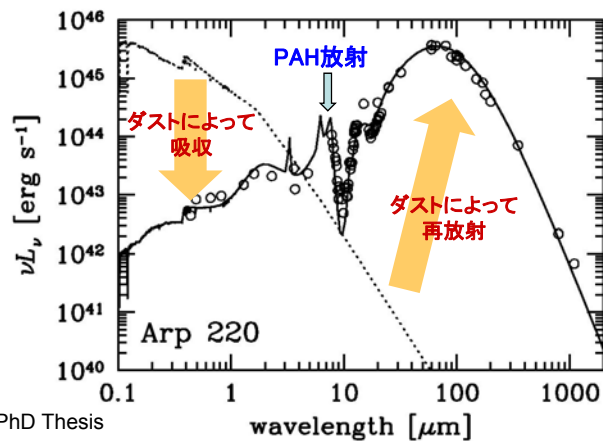
電波については Bell 2003, ApJ, 586, 794  
 Condon 1992, ARA&A, 30, 575  
 X線については Ranalli et al. 2003, A&A, 399, 39

嶋作氏講義ノートより

## ダスト吸収の強い銀河の星形成率の測り方



Arp220 (HST)

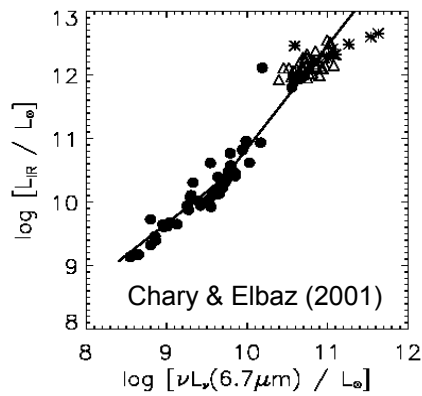


Takagi (2001), PhD Thesis

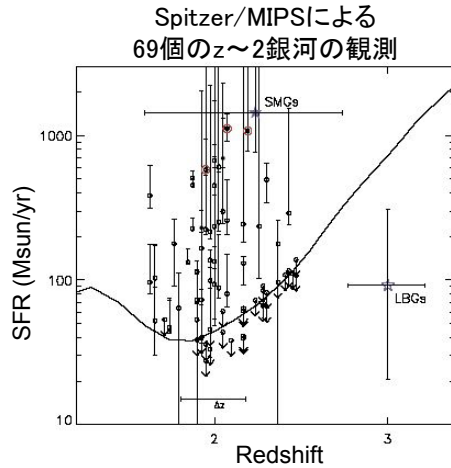
吸収された光はダストを温め、ダスト温度(10~100K)に対応した遠赤外線波長(30~300  $\mu\text{m}$ )で輝く。また、ダストの一種であるPAHからの放射(6-9  $\mu\text{m}$ )も強く出る。



## PAH (6~9 $\mu$ m)放射を使った方法



6-9 $\mu$ m付近のPAHと暖かいダストからの放射強度は星形成とよい相関がある。



$z \sim 2$ の時、PAH がちょうどMIPSの24 $\mu$ mにくる。

## 遠方銀河の星質量の測り方

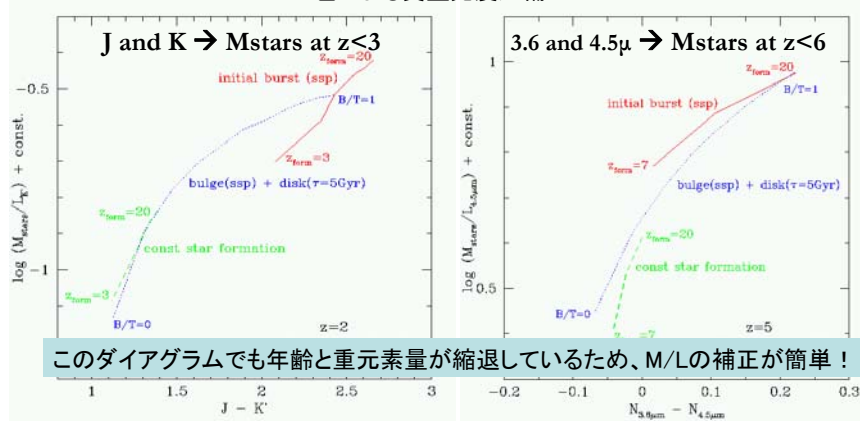
近赤外線バンドで銀河の明るさを測定する。

なぜなら、若くて青い大質量星(質量割合小)からの寄与が少なく、

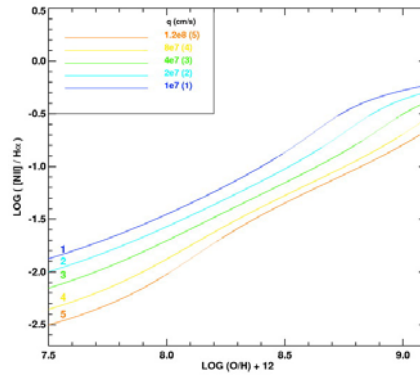
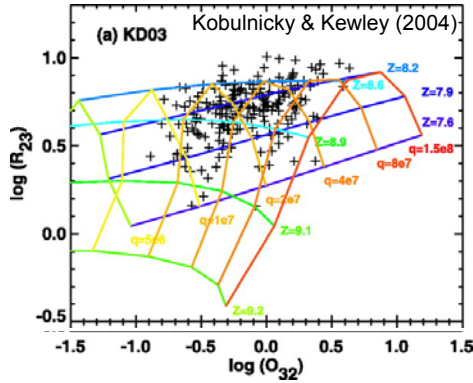
赤い低質量星(質量割合大)をトレースする。

また、ダストの吸収や再放射の影響も小さい、優れた遠方宇宙の窓。

色による質量光度比補正



## 銀河ガスの重元素量の測り方(輝線比を使う)



OII, OIII, H $\beta$ を使う方法

$$\log R_{23} \equiv \frac{I_{[\text{O II}]\lambda 3727} + I_{[\text{O III}]\lambda 4959} + I_{[\text{O III}]\lambda 5007}}{I_{\text{H}\beta}}$$

重元素量に敏感

$$\log O_{32} \equiv \log \left( \frac{I_{[\text{O II}]\lambda 4959} + I_{[\text{O III}]\lambda 5007}}{I_{[\text{O II}]\lambda 3727}} \right)$$

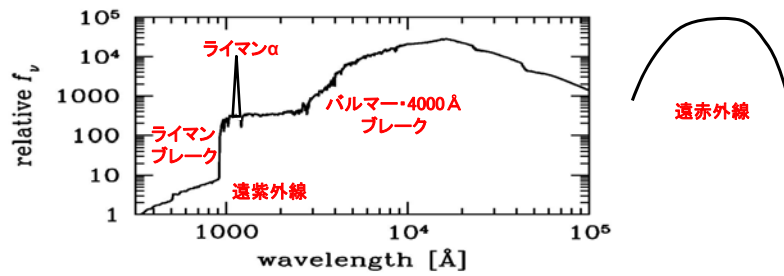
電離温度に敏感

[NII]/H $\alpha$ を使う方法  
(すぐお隣同志のラインで簡便)

R23/O32だけでは解が一意に決まらないことに注意。NII/H $\alpha$ を併用すれば良い。

## 遠方銀河の選択

## 選択波長 vs 銀河の性質

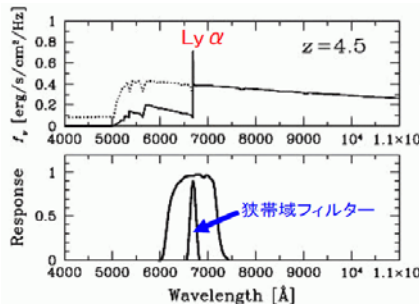


波長帯	遠紫外	可視～近赤外	遠赤外
何の光を見ているか	若い(重い)星	古い(軽い)星	ダスト
何を測っているか	星形成率	星の総質量	ダストに埋もれた星形成率
どんな銀河か	星形成銀河 (若い、軽い、重元素少)	進化した銀河 (古い、重い、重元素多)	星形成銀河 (重い、ダスト多い)

銀河の選択に使う波長帯によって銀河の特徴が決まってしまうことに注意！

嶋作氏講義ノートより

## Lyman Alpha Emitters (LAE)

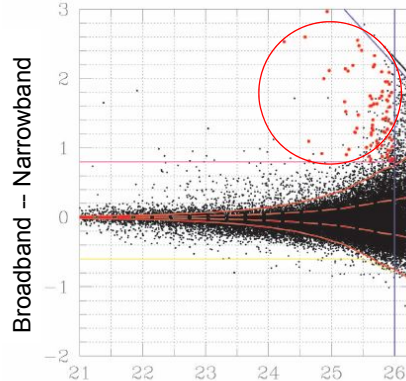


### Ly $\alpha$ 1216Å

- 星形成銀河はしばしば強い Ly $\alpha$  輝線を持つ
- Ly $\alpha$  輝線を持たない銀河も多い (むしろ吸収線が多いかもしれない)

赤方偏移した Ly $\alpha$  輝線の波長の狭帯域フィルターと、それと同じ中心波長の広帯域フィルターを使う  
 ⇒ Ly $\alpha$  輝線が入ると、狭帯域フィルターの等級が相対的に明るくなる  
 狭帯域フィルターの幅が狭いほど、弱い輝線を拾える

可視光カメラでは  $3 < z < 7$  が探査可能

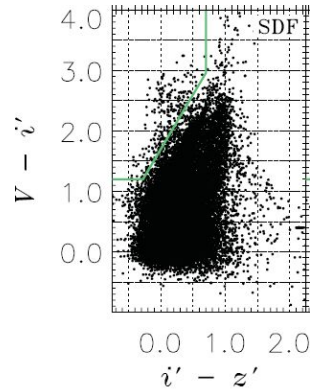
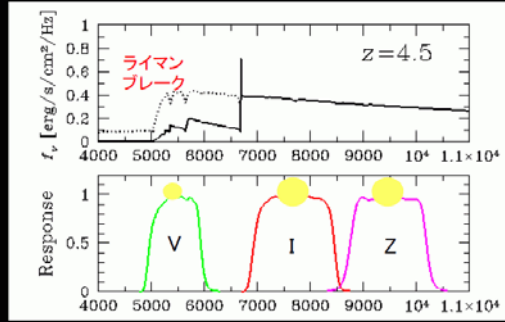


Ouchi et al. (2003)

Ly $\alpha$  輝線が強く連続光が相対的に弱い星形成銀河

# Lyman Break Galaxies (LBG)

U-drop:  $z \sim 2.5$  R-drop:  $z \sim 5$   
 B-drop:  $z \sim 4$  I-drop:  $z \sim 6$   
 V-drop:  $z \sim 4.5$



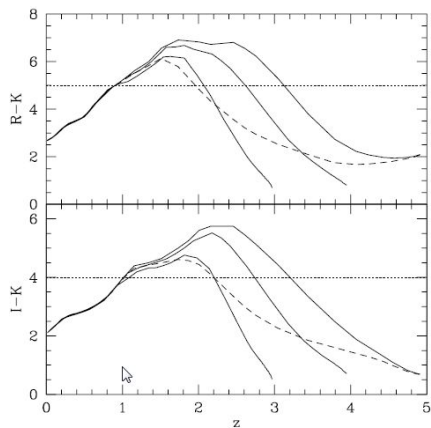
Ouchi et al. (2004)

–ライマンブレイクのために、 $912 \times (1+z)$  Å より短い波長からはほとんど光が来ない  
 –視線にある銀河間中性水素の吸収で、ライマン $\alpha$ 波長 ( $1216 \times (1+z)$  Å) より短い波長でも光が弱まる  
 V, I, Z バンドで画像を撮り、V だけ極端に暗い天体を探せば、それは赤方偏移が 4.5 付近の銀河の可能性が高い

静止波長でUV選択の星形成銀河

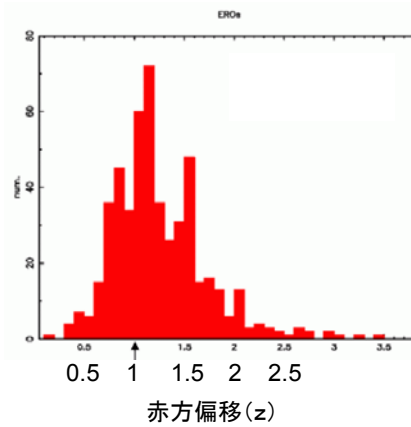
# Extremely Red Objects (ERO)

$R-K > 5$ ,  $I-K > 4$



Moriondo et al. (2000)

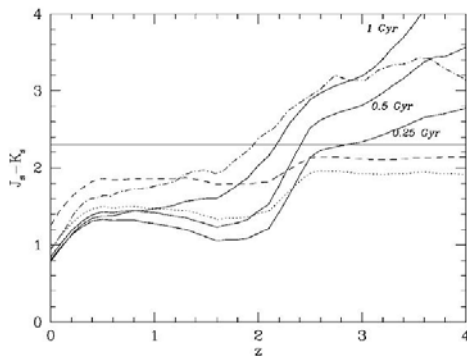
$0.7 < z < 2.0$   
 古いまたはダスティーな銀河



バルマー・ブレイク( $\sim 4000$  Å)が $z > 0.7-1.0$ でR, I-bandを超えるため色が赤くなる。

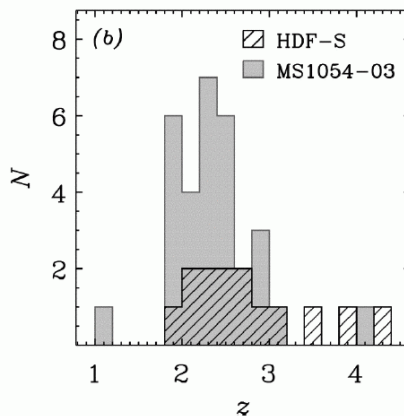
# Distant Red Galaxies (DRG)

$J - K > 2.3$



Franx et al. (2003)

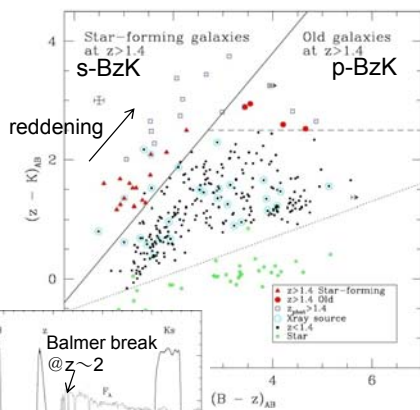
$2 < z < 3$  の古いまたはダスター銀河



(Foster Schreiber et al. 2004)

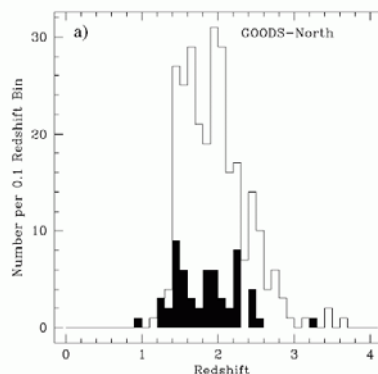
バルマー・ブレイク( $\sim 4000 \text{ \AA}$ )が $z > 2$ でJ-bandを超えるためJ-Kの色が赤くなる。

# BzK selected galaxies



Daddi et al. (2004)

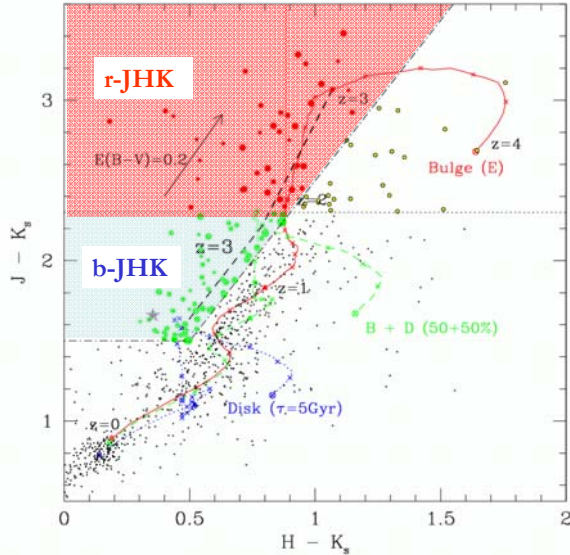
Old / Star-forming galaxies at  $1.4 < z < 2.5$



Daddi et al. (2007)

バルマー・ブレイク( $\sim 4000 \text{ \AA}$ )を利用。2色を組み合わせることによって星形成銀河も取り出すことができるのが特長。

## JHK selected galaxies



$$(J-K) > 2(H-K) + 0.5 \quad \& \quad J-K > 1.5$$

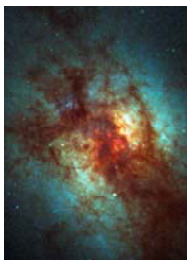
passive/dusty ( $2 < z < 3.3$ )  
star-forming ( $2.4 < z < 3.1$ )

バルマー・ブレイク( $\sim 4000 \text{ \AA}$ )が  
 $z \sim 2$ でJ-bandを $z \sim 3$ でH-band  
をそれぞれ通過することを利用。  
BzK同様星形成銀河も取り出せる。

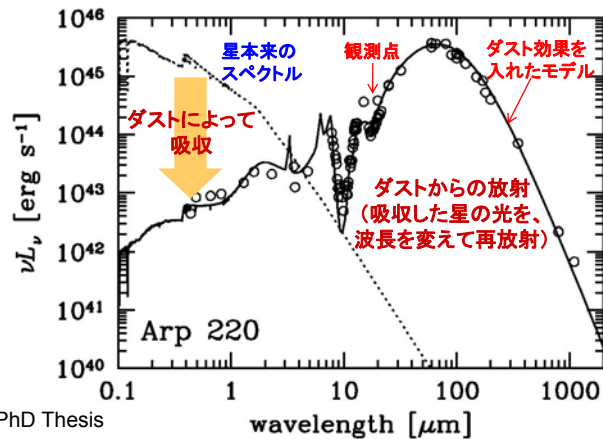
Kajisawa et al. (2006), Kodama et al. (2007)

## サブミリ銀河

形成途上にある星形成バースト銀河(多くは合体銀河)。  
星形成率は  $\sim 1000 M_{\text{sun}}/\text{yr}$  にもなる。



Arp220 (HST)

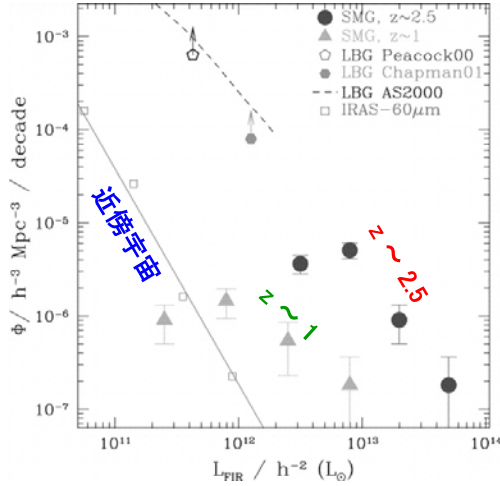


Takagi (2001), PhD Thesis

吸収された光はダストを温め、ダスト温度( $10 \sim 100 \text{ K}$ )に対応した  
遠赤外線波長( $30 \sim 300 \mu\text{m}$ )で輝く。遠方銀河ではこれが赤方偏移し、  
サブミリ波( $300 \mu\text{m} \sim 1 \text{ mm}$ )で観測される。ASTEやALMAのターゲット。

# サブミリ波銀河は遠方で急増する

サブミリ波銀河の光度関数



サブミリ波強度  $\propto$  星形成率

$$L(\text{FIR}) = E+12 L_{\text{sun}}$$

$\leftrightarrow$

$$\text{SFR} \sim 1000 \text{ Msun/yr!}$$

遠方宇宙 ( $z \sim 2$ ) にはダストを伴った爆発的な星形成銀河が極めて多い

- 現在の宇宙の 1000 倍
- QSO の数の進化に似ている
- 楕円銀河の祖先?
- 遠方宇宙の星形成活動に大きな寄与

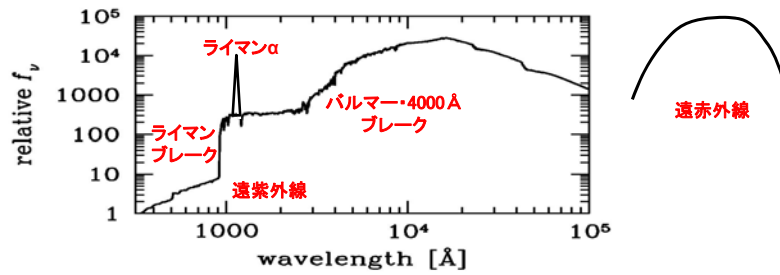
サブミリ波銀河の観測は極めて不十分

→ 銀河形成の重要な側面・種族を見逃している恐れ

Chapman et al. 2005

嶋作氏講義ノートより

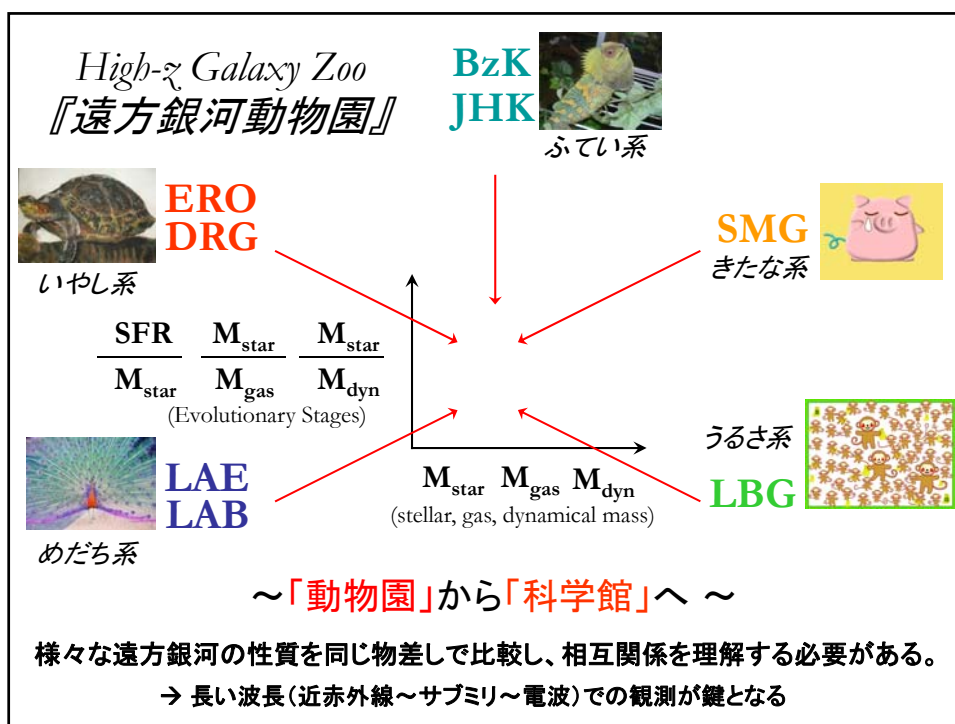
# 選択波長 vs 銀河の性質



波長帯	遠紫外	可視～近赤外	遠赤外
何の光を見ているか	若い(重い)星	古い(軽い)星	ダスト
何を測っているか	星形成率	星の総質量	ダストに埋もれた星形成率
どんな銀河か	星形成銀河 (若い、軽い、重元素少)	進化した銀河 (古い、重い、重元素多)	星形成銀河 (重い、ダスト多い)

銀河の選択に使う波長帯によって銀河の特徴が決まってしまうことに注意!

嶋作氏講義ノートより

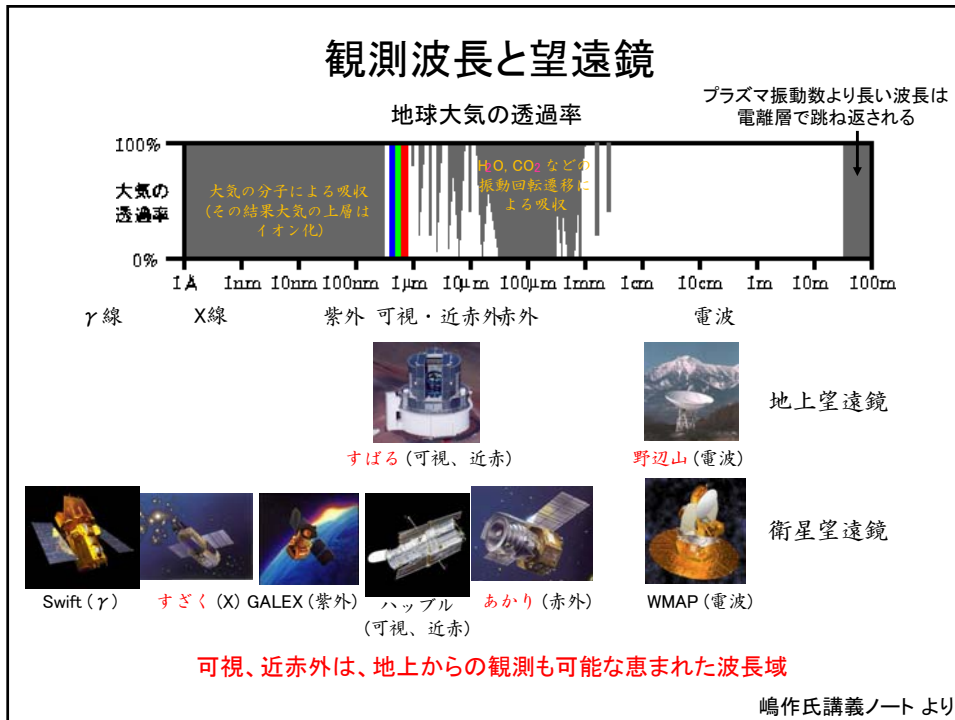


## 4. すばる望遠鏡による遠方宇宙の観測

- 4.1 すばる望遠鏡の特長
- 4.2 銀河考古学(時間)
- 4.3 銀河生態学(環境)
- 4.4 銀河の序列(質量)

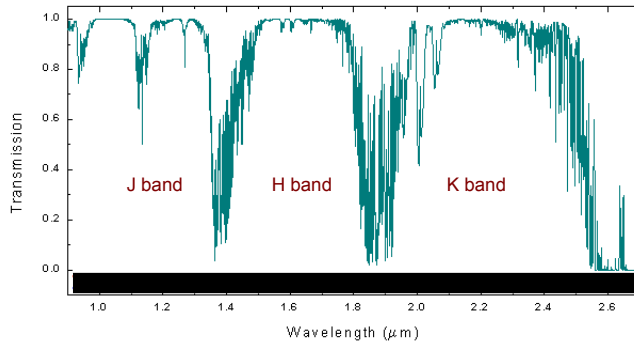


## 4.1 すばる望遠鏡の特長



## 地上からの可視・近赤外観測の障害 (1) : 大気の吸収

近赤外での大気の透過率  
(ハワイ島 Mauna Kea 山頂: 標高4200m)



主に H<sub>2</sub>O 分子の振動  
回転遷移による吸収

Gemini Observatory,  
ATRAN modelling software (Lord, S.D. 1992, NASA Technical Memor. 103957)

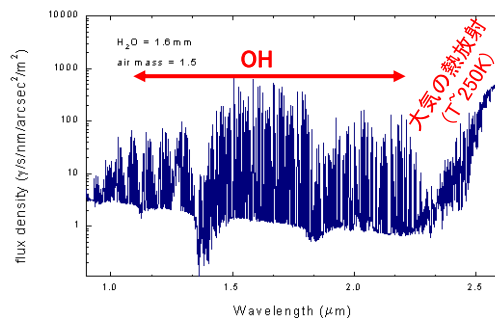
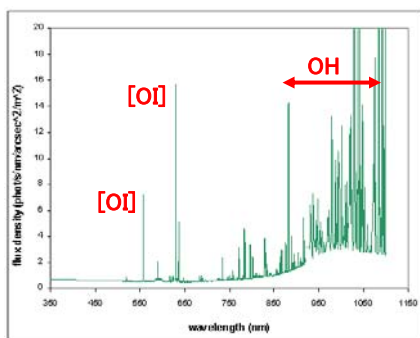
- J, H, K バンドは、大気吸収の小さい波長帯 (大気の窓) として定義
- 可視域では顕著な吸収がないので、バンドは好きなように定義できる

嶋作氏講義ノートより

## 地上からの可視・近赤外観測の障害 (2) : 大気の発光 (夜光)

可視の夜光スペクトル (Mauna Kea 山頂)

近赤外の夜光スペクトル (Mauna Kea 山頂)



Gemini Observatory <http://www.gemini.edu/sciops/ObsProcess/>

- 黄道光、星野光、Na や O の輝線

- OH ラジカルからの輝線 (OH 夜光)
- 大気中からの熱放射 (主に水蒸気)

近赤外の夜空は可視よりはるかに明るい

B(0.44micron) = 22.3 mag/arcsec<sup>2</sup>    H(1.6micron) = 13.4 mag/arcsec<sup>2</sup>

嶋作氏講義ノートより

## 可視・赤外の三大観測適地



高い標高が必須  
晴天率  
大気の透明度  
水蒸気量  
シーイング



Canary Island (La Palma)  
Gran-Te-Can, WHT,...



Hawaii Big Island (Mauna Kea)  
Subaru, Gemini-N, Keck-I, Keck-II,...

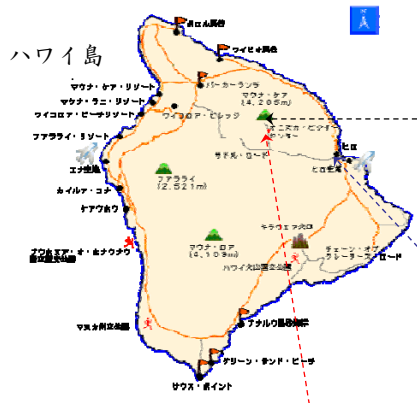


Chile Atacama (Paranal,...)  
VLT, Gemini-S, Magellan,...



## すばるへの道

マウナケア山頂観測所群 (標高4200m)



ハレポハク「石の家」  
(中間宿泊施設、  
標高2800m)



ハワイ観測所ヒロベース(山麓施設)



# マウナケア山頂のすばる望遠鏡

1998年12月ファーストライト。ちょうど10周年！



オペレーション棟(観測はここです)

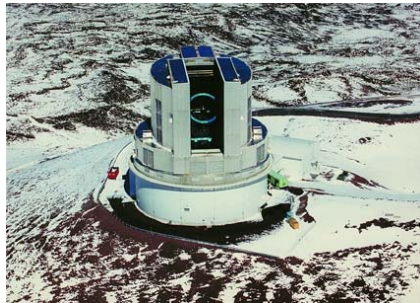


すばる望遠鏡(口径8.2メートル)

## すばる望遠鏡 vs ハッブル宇宙望遠鏡

地上

スペース

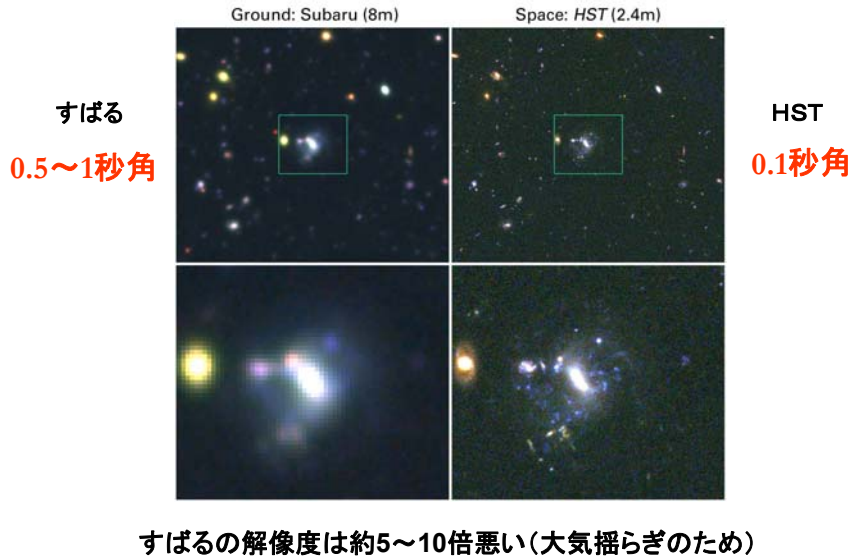


すばる望遠鏡(地上4200m、口径8.2メートル)

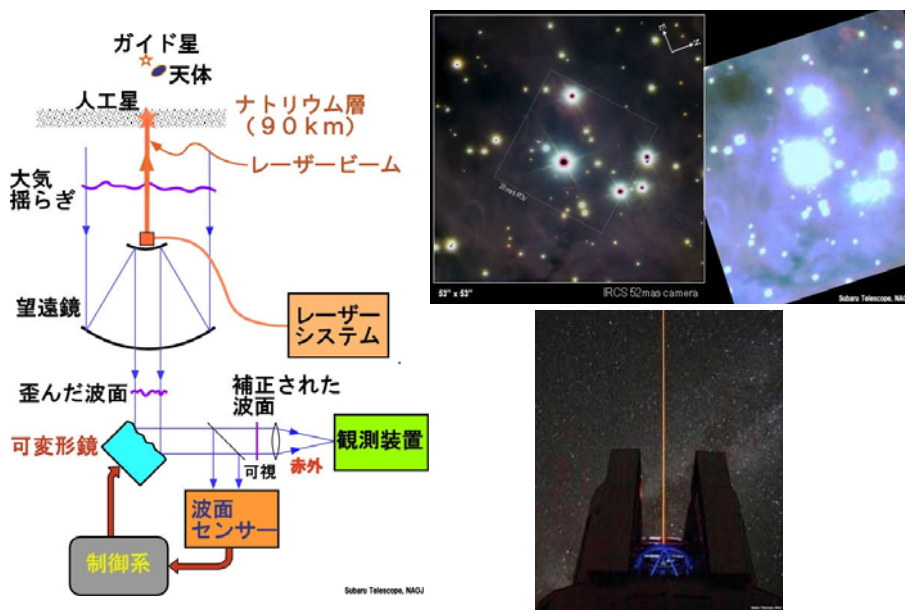


HST(スペース、口径2.4メートル)

## すばる望遠鏡 vs ハッブル宇宙望遠鏡 (解像度)



## すばる望遠鏡の補償光学システム(AO)



## すばる望遠鏡 vs ハッブル宇宙望遠鏡 (視野)

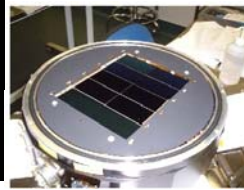
すばる(30分角=満月)



HST(3分角)



すばるの視野は約100倍広い  
(大型装置が可能)  
両者は相補的!



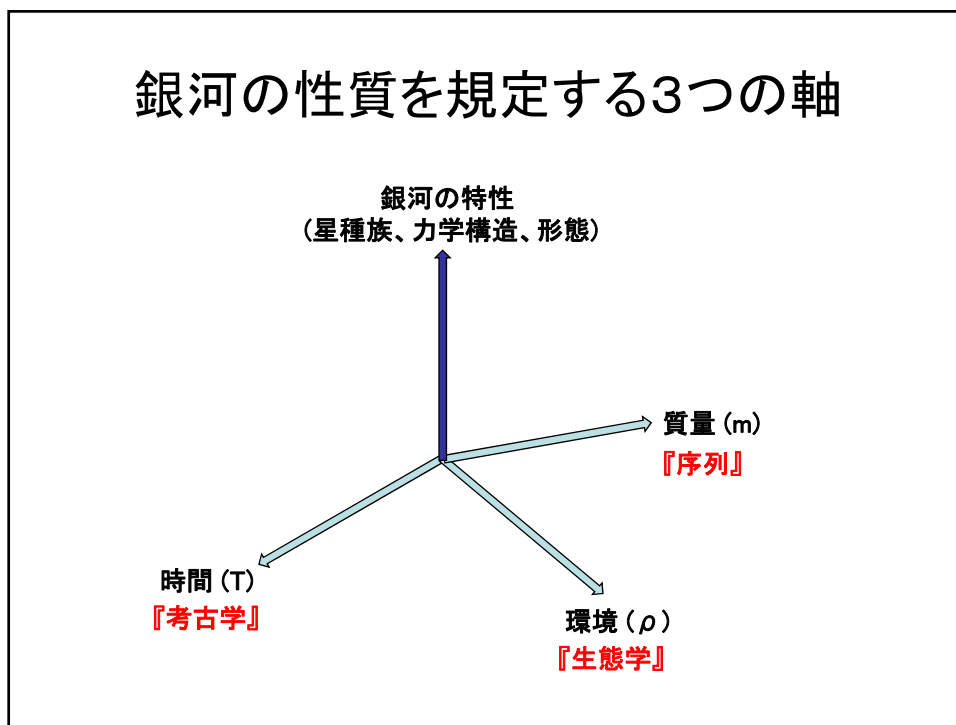
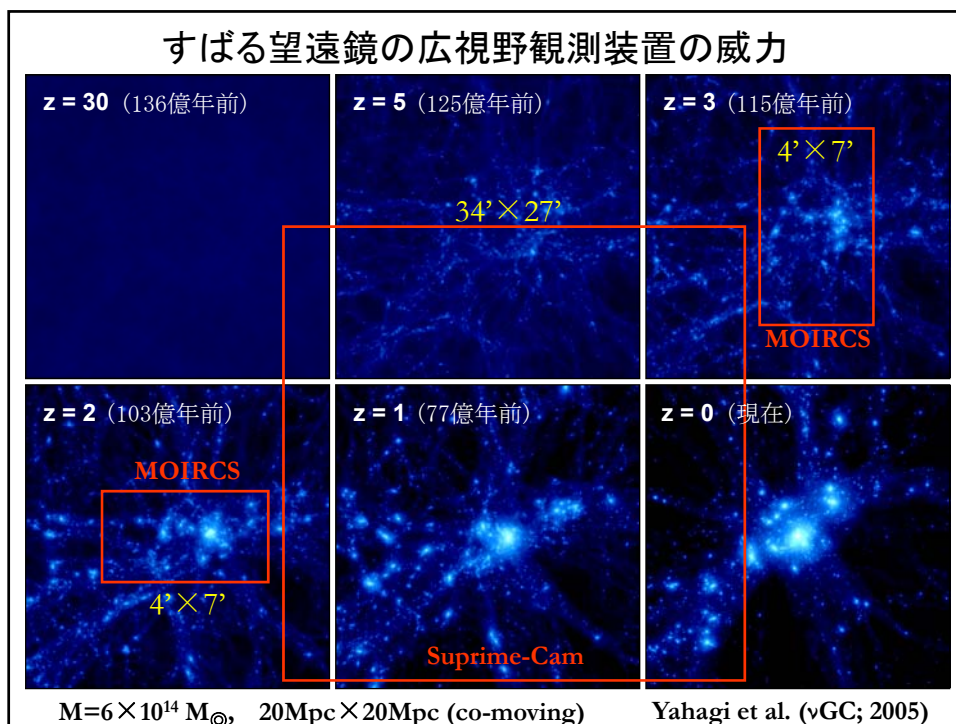
巨大なデジカメ  
8400万画素!

## 遠方宇宙を俯瞰する、すばる望遠鏡

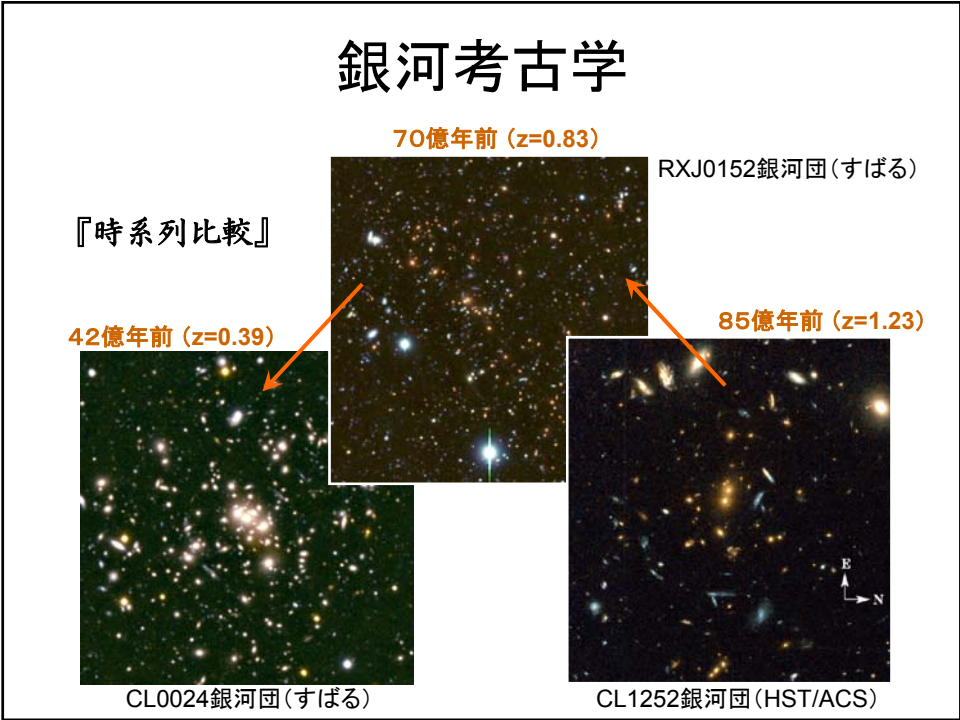
ユニークな広視野装置によって、  
遠方宇宙のパノラマ地図が得られる!

- Suprime-Cam (34' × 27') 可視光線の撮像
- MOIRCS (7' × 4') 近赤外線撮像と分光
- FMOS (30'Φ) 近赤外線の分光

→ 宇宙の様々な時代の様々な環境下(銀河団から一般フィールドまで)にある銀河を俯瞰し、比較することができる!



## 4.2 銀河考古学





# 現在の銀河

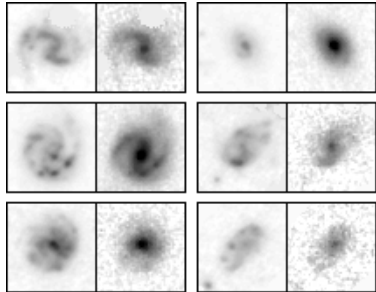


# 銀河形態の発現は $z=1$ と $2$ の間?

$z \sim 1$  (80億年前)

$z \sim 2-3$  (100~110億年前)

$\lambda_{rest}=3000 \text{ \AA}, 6500 \text{ \AA}$

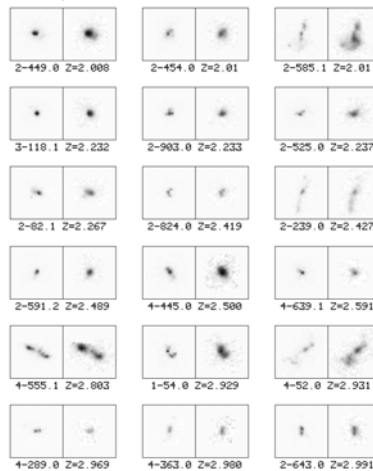


4 x 4 arcsec<sup>2</sup> squares

Dickinson (2000), HDF-N  
ハッブル宇宙望遠鏡

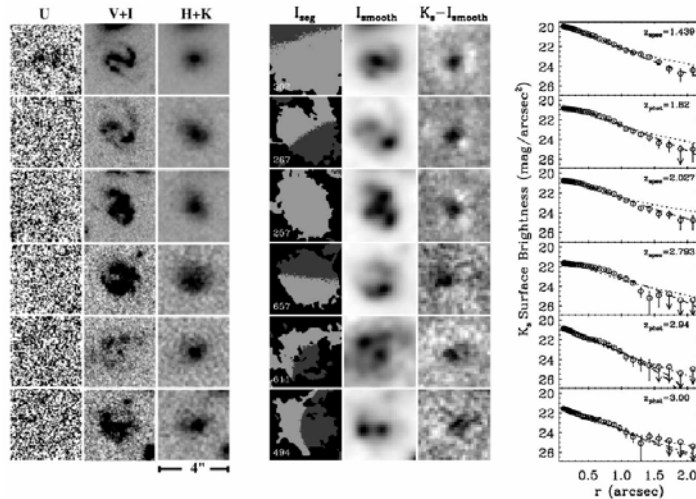
$\lambda_{rest}=1700 \text{ \AA}, 4300 \text{ \AA}$

LBGs



# 大きなディスク銀河( $1.4 < z < 3$ )

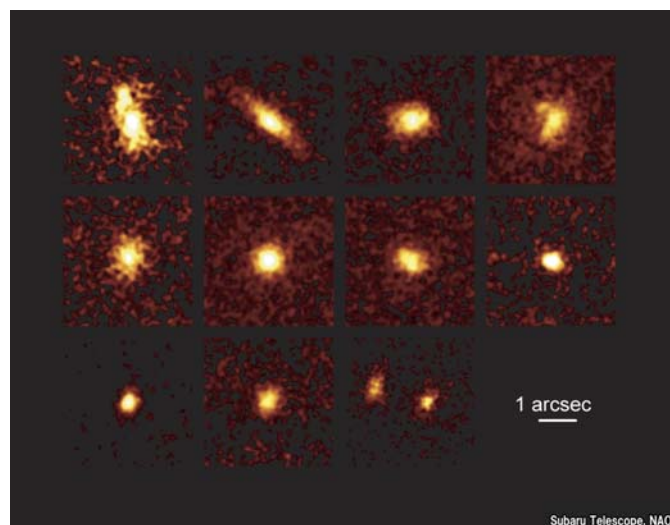
WFPC2(HST) + ISAAC (VLT) 102hr JHK imaging in HDF5



$R_e = 5 \sim 7.5$  kpc !

Labbe et al. (2003)

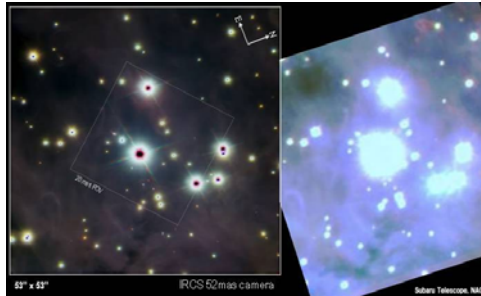
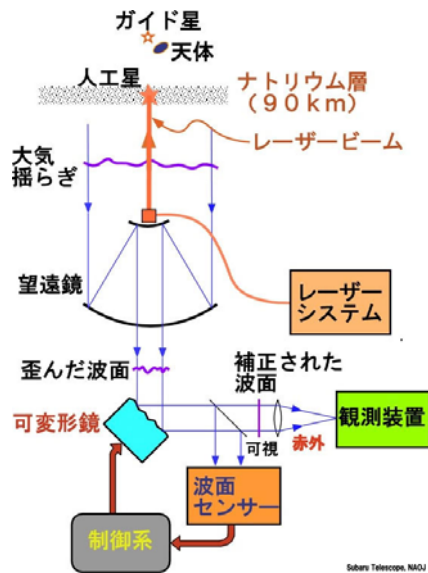
# すばるAO撮像観測で見た 110億年前の銀河の姿



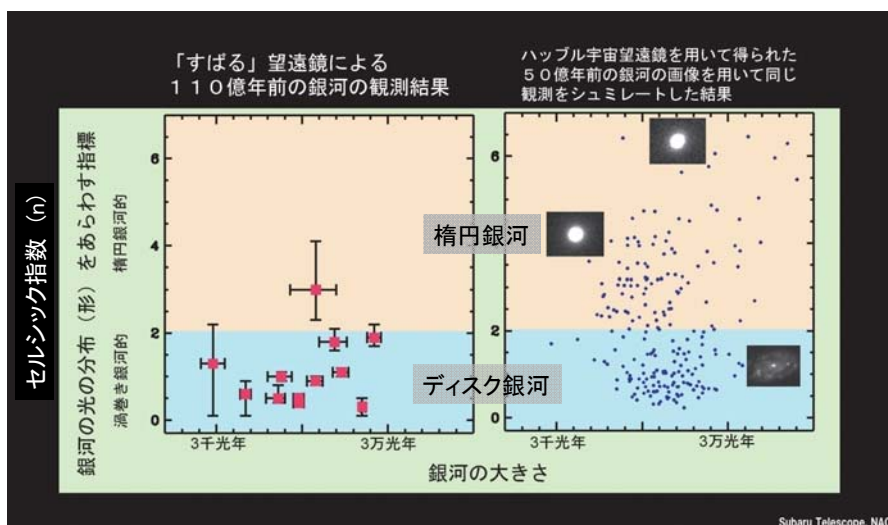
K-band

Akiyama et al. (2007)

## すばる望遠鏡の補償光学システム(AO)



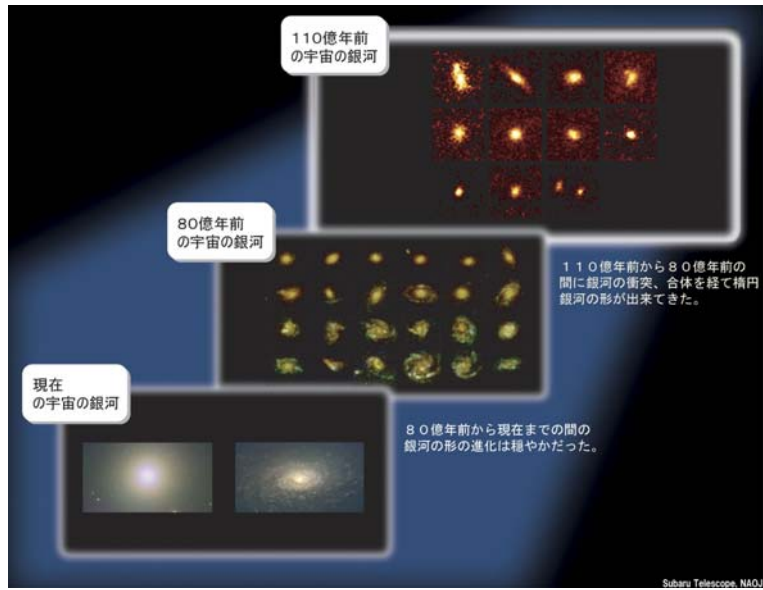
## 銀河の形態進化



遠方銀河はディスク銀河が多い!

Akiyama et al. (2007)

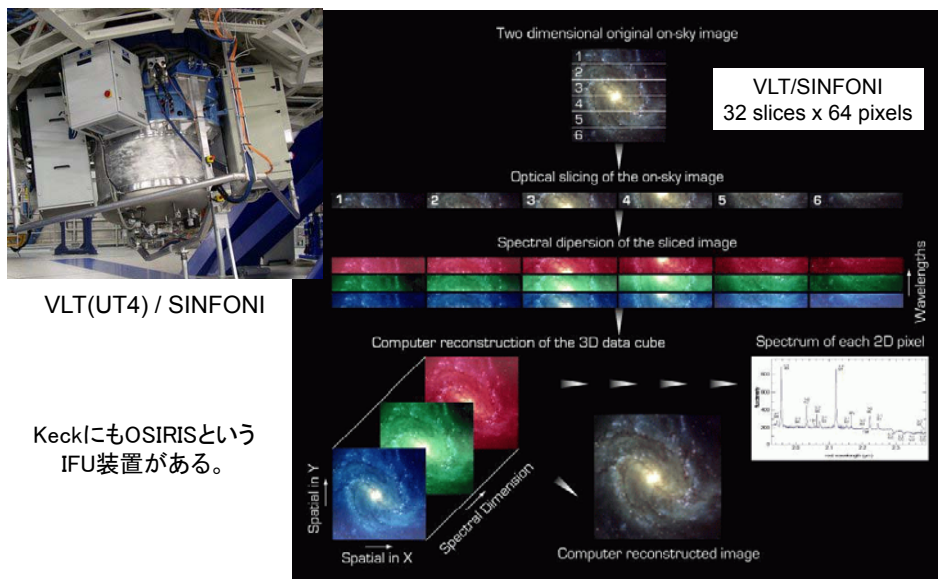
# 銀河の形態進化



Akiyama et al. (2007)

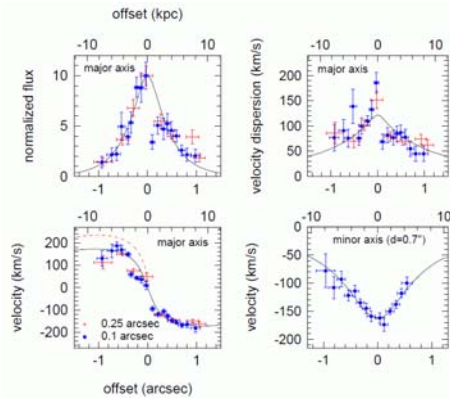
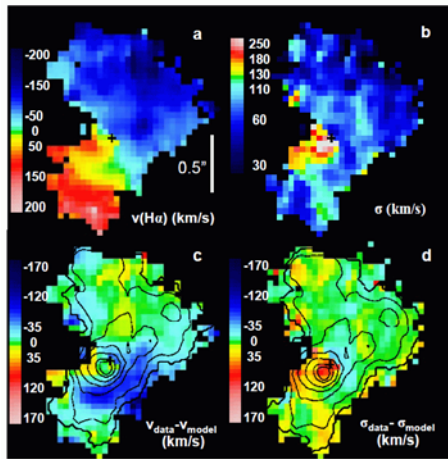
# 面分光装置 (Integral Field Unit)

(銀河の力学的内部構造を詳しく調べられる)



# 遠方星形成銀河の回転

SINFONI(IFU) + AO → 0.15" resolution (~1.2kpc@z=2.38)



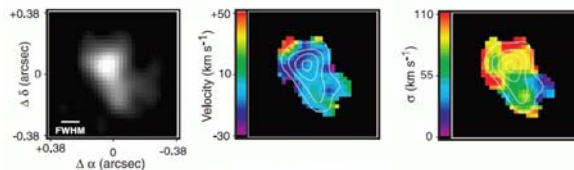
$z=2.38$ ,  $K_s=19.2$ ,  $M_{\text{dyn}}=1.13 \times 10^{11} M_{\odot}$  ( $V_c=230 \text{ km/s}$ ),  
 $M_{\text{stars}}=7.7 \times 10^{11} M_{\odot}$ ,  $R_e=4.5 \text{ kpc}$ ,  $M_{\text{gas}}(\text{H}\alpha)=4.3 \times 10^{10} M_{\odot}$

Genzel et al. (2006, Nature) See also Foerster-Schreiber et al. (2006)

# 遠方星形成銀河のランダム運動

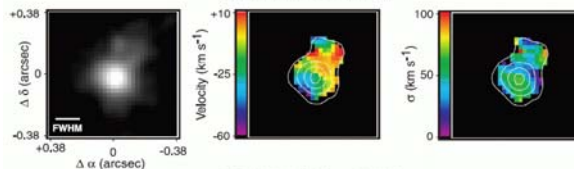
Keck/OSIRIS(IFU) + AO → 0.11~0.15" resolution (~1kpc@z=2~3)

Q1623-BX453 ( $z = 2.1820$ )



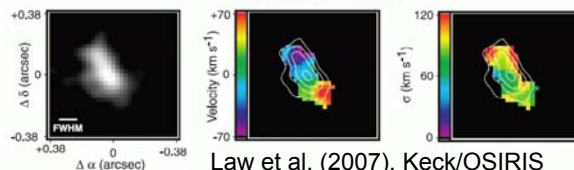
ランダム運動が卓越

Q0449-BX93 ( $z = 2.0067$ )



ランダム運動が卓越

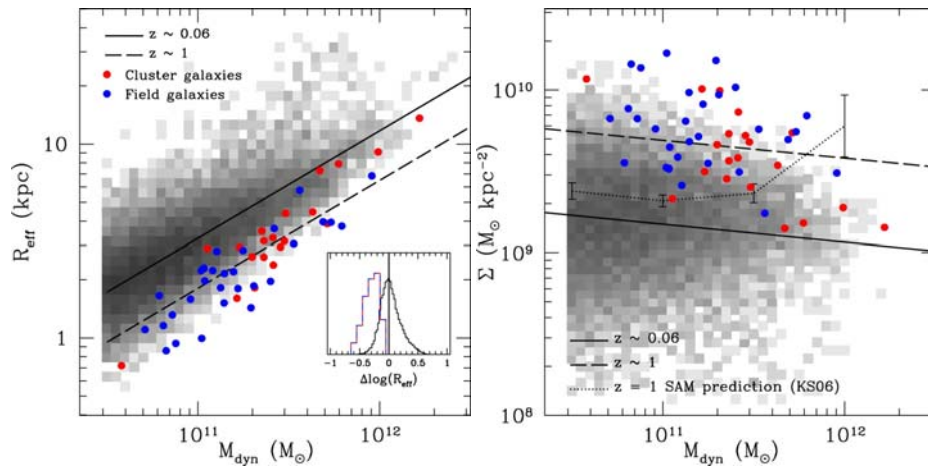
DSF2237a-C2 ( $z = 3.3172$ )



回転+ランダム運動

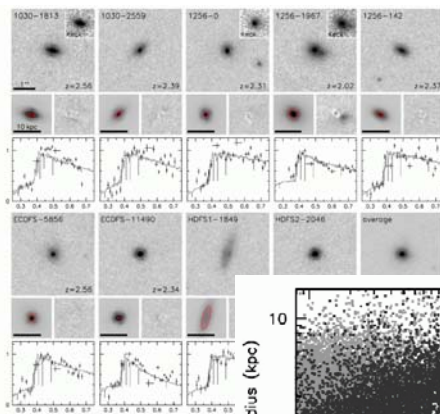
Law et al. (2007), Keck/OSIRIS

## コンパクトな $z \sim 1$ の大質量早期型銀河



van der Wel et al. (2008)

## 非常にコンパクトな遠方の大質量銀河 ( $z \sim 2.3$ , 受動的進化)

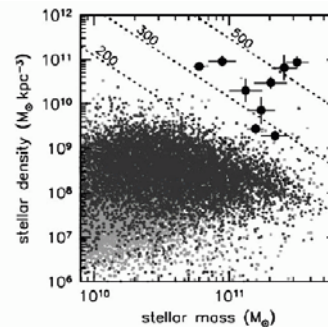
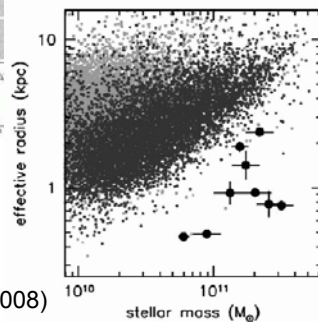


Median stellar mass:  $1.7 \times 10^{11} M_{\odot}$   
Median effective radius: 0.9 kpc

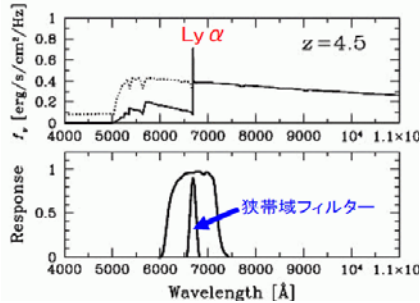
同じ質量の近傍楕円銀河より  
5倍小さく、密度は2桁高い!

HST/NIC2  
Keck/LGS-AO

van Dokkum et al. (2008)



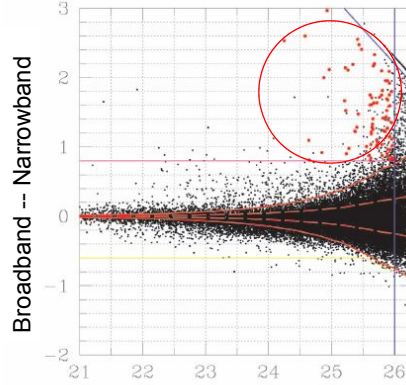
# Lyman Alpha Emitters (LAE)



**Ly $\alpha$  1216A**  
 - 星形成銀河はしばしば強い Ly $\alpha$  輝線を持つ  
 - Ly $\alpha$  輝線を持たない銀河も多い (むしろ吸収線が多いかもしれない)

赤方偏移した Ly $\alpha$  輝線の波長の狭帯域フィルターと、それと同じ中心波長の広帯域フィルターを使う  
 ⇒ Ly $\alpha$  輝線が入ると、狭帯域フィルターの等級が相対的に明るくなる  
 狭帯域フィルターの幅が狭いほど、弱い輝線を拾える

可視光カメラでは  $3 < z < 7$  が探査可能

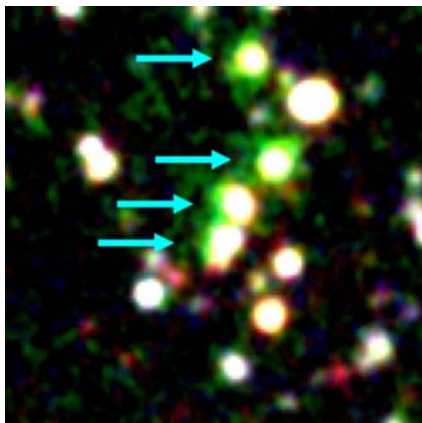


Ouchi et al. (2003)

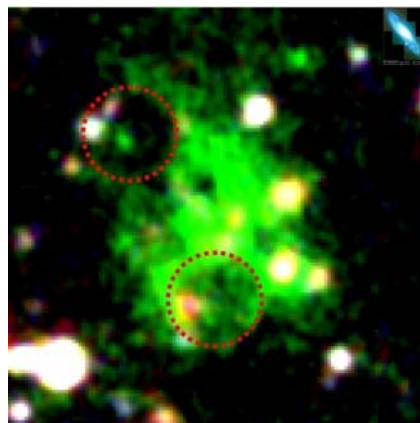
Ly $\alpha$  輝線が強く連続光が相対的に弱い星形成銀河

## すばるが見た形成途上銀河

115億年前



複数の塊に分裂して存在

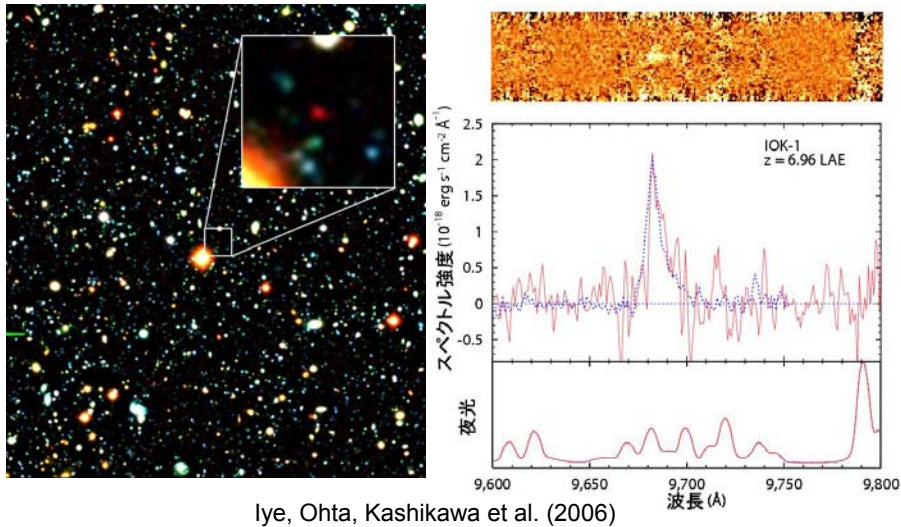


巨大な電離ガス雲 (Ly $\alpha$  輝線で輝いている)

Matsuda et al. (2003)

# 分光確認された最も遠い銀河

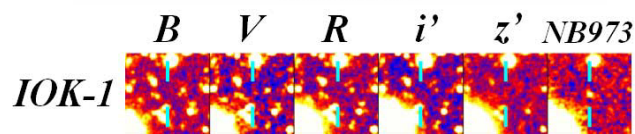
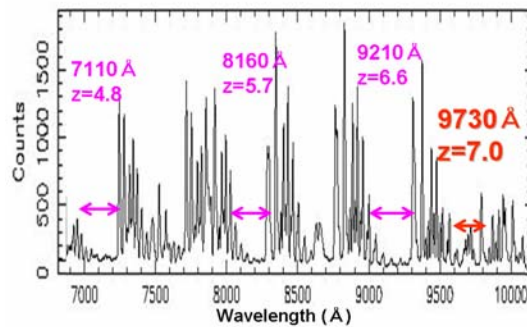
$z=6.96$  (ビッグバンから7億年しか経過していない)



# すばる狭帯域フィルターによる $z \sim 7$ 銀河の探査

このような遠方銀河は非常に稀なため、探査にはすばるの広い視野が必要。

地球大気のOH夜光スペクトルとすばる狭帯域フィルター

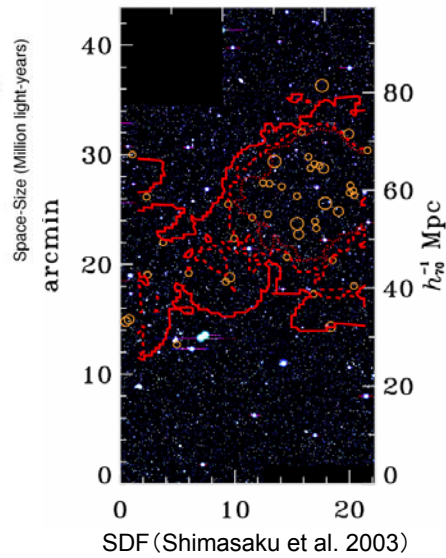
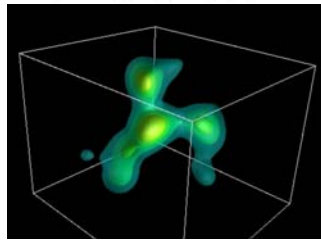
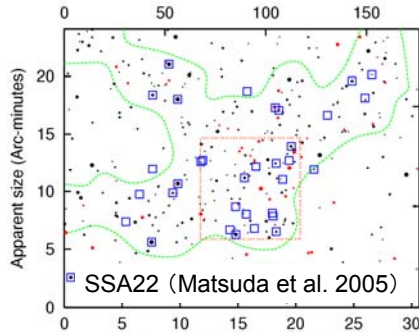




## 初期宇宙の大規模構造(Ly $\alpha$ )

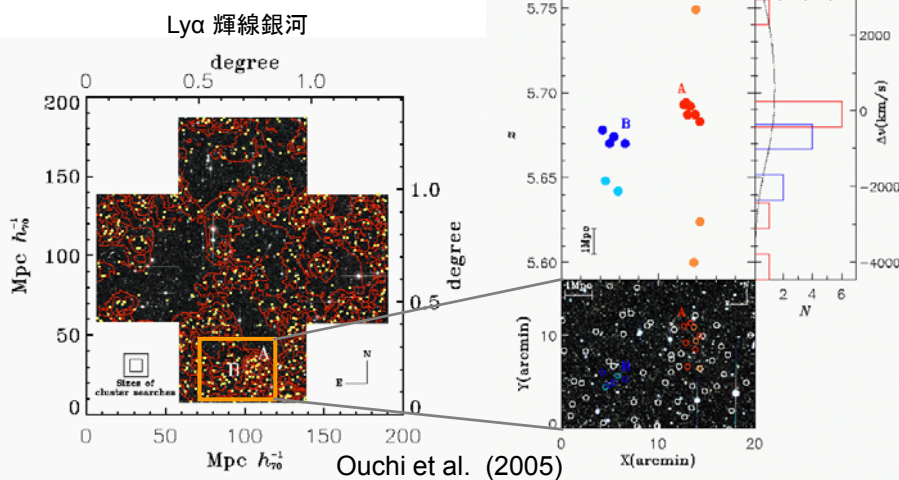
$z \sim 3$  (11.5 Gyrs ago)

$z \sim 5$  (12.5 Gyrs ago)



## これまでに確認された最も遠方の原始銀河団( $z=5.7$ ) (125億年前またはビッグバンから10億年後)

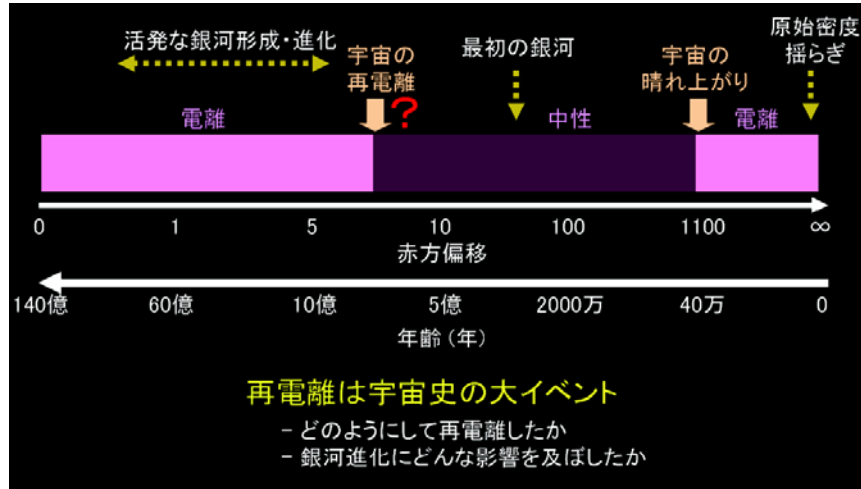
by すばる望遠鏡



これまで11個の輝線銀河が銀河団メンバーであることが確認されている。

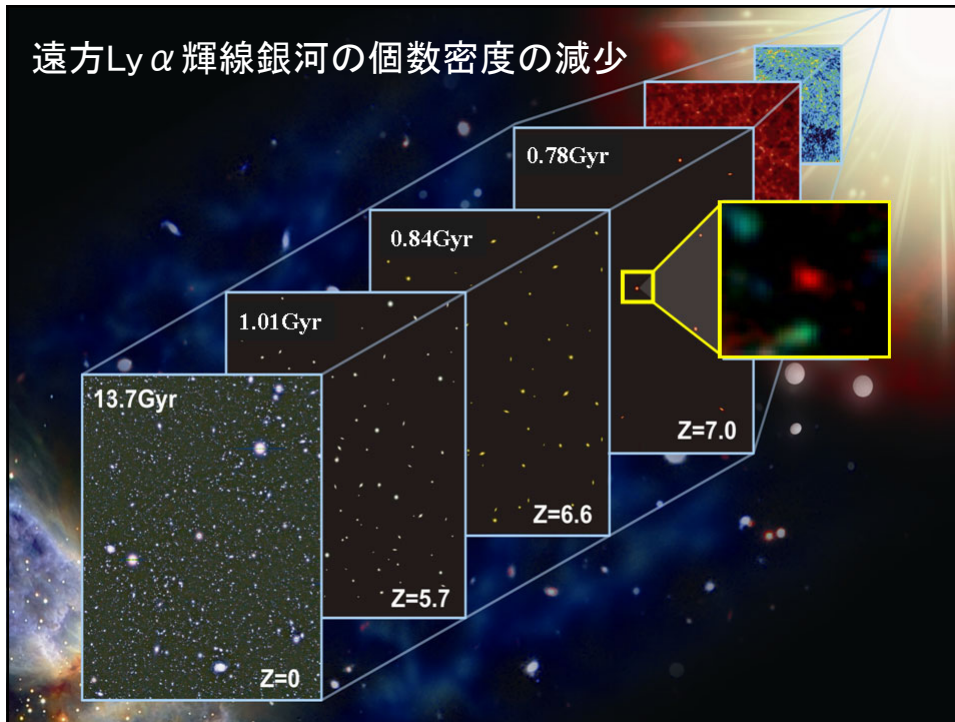
# 宇宙の電離史

ビッグバンから40万年後、宇宙が冷えて水素が一旦中性化(再結合)したが、数億年後に初代銀河からの強い紫外線によって再び電離されたと考えられる。

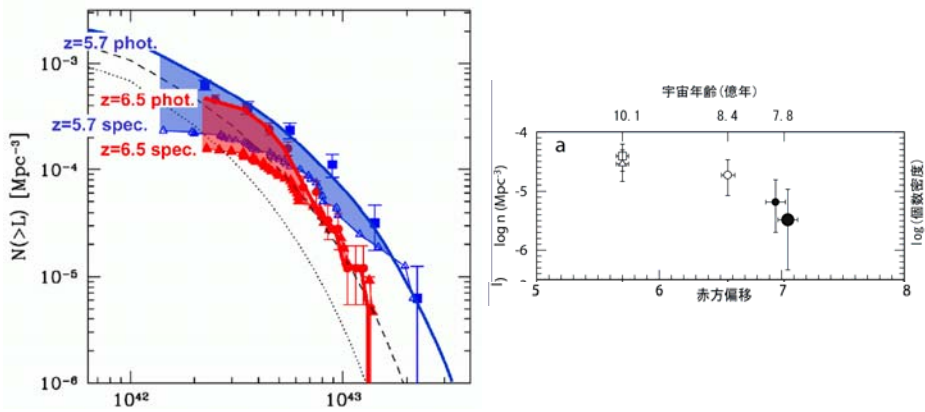


嶋作氏講義ノートより

## 遠方Ly $\alpha$ 輝線銀河の個数密度の減少



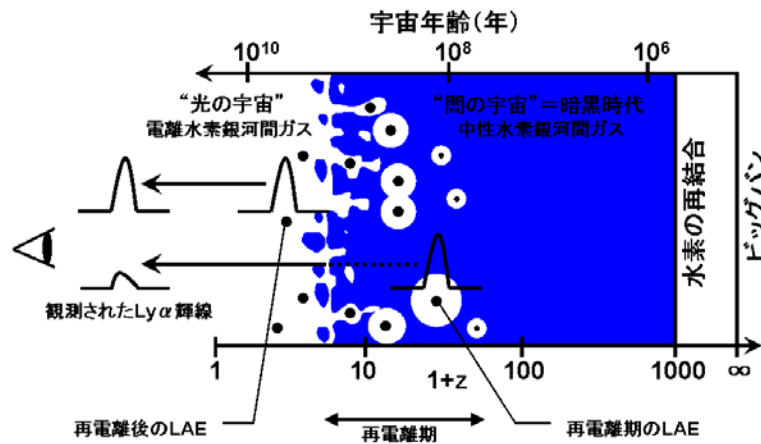
## 遠方Ly $\alpha$ 銀河の個数密度の減少



この進化はそもそも銀河がこの短い時間差に急発達したせいなのか、  
それとも宇宙が再電離してLy $\alpha$ 光子に対して透明化したせいなのか？

## 宇宙暗黒時代の終焉？

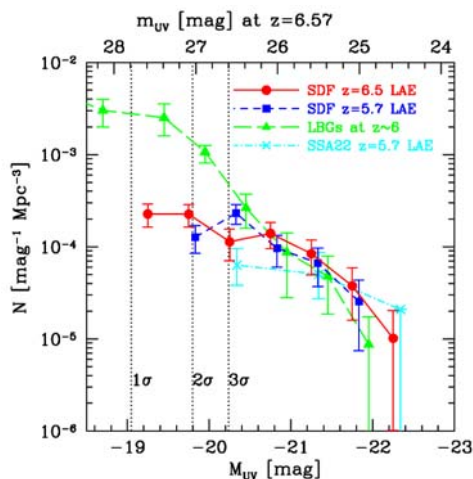
ビッグバンから40万年後、宇宙が冷えて水素が一旦中性化（再結合）したが、  
数億年後に初代銀河からの強い紫外線によって再び電離されたと考えられる。



中性時代は原始銀河からのLy $\alpha$ 輝線は中性水素により散乱・吸収され我々まで届かないものが多いが、再電離が進むと急激に見え出す。

Kashikawa et al. (2006), Iye et al. (2006), Ota (2007)

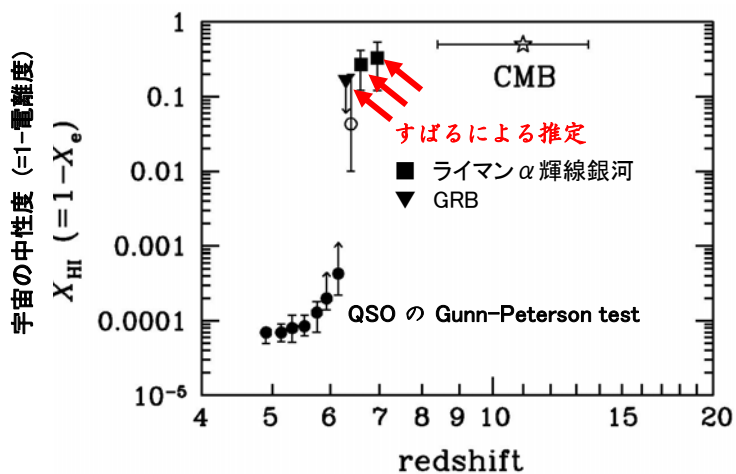
## Ly $\alpha$ 銀河のUV連続光の光度進化



$z=5.7$ と $z=6.5$ とでLy $\alpha$ 輝線銀河のUVの光度進化は見られないことから、  
Ly $\alpha$ 輝線銀河の個数密度の進化はIGMの電離化を支持する。

## 宇宙の再電離は $z \sim 15$ から $z \sim 6$ の間に起きたらしい

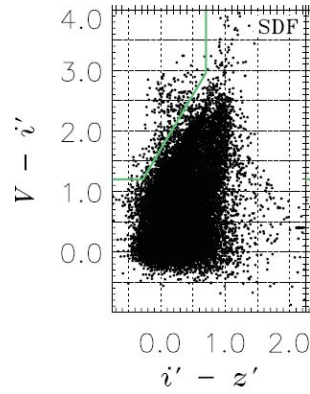
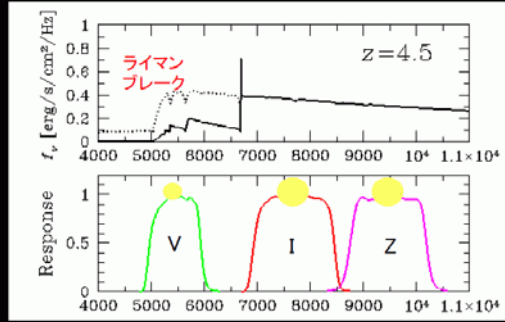
3 億歳                      10 億歳



鳴作氏講義ノートより

# Lyman Break Galaxies (LBG)

U-drop:  $z \sim 2.5$  R-drop:  $z \sim 5$   
 B-drop:  $z \sim 4$  I-drop:  $z \sim 6$   
 V-drop:  $z \sim 4.5$



Ouchi et al. (2004)

–ライマンブレイクのために、 $912 \times (1+z)$  Å より短い波長からはほとんど光が来ない  
 –視線にある銀河間中性水素の吸収で、ライマン $\alpha$ 波長 ( $1216 \times (1+z)$  Å) より短い波長でも光が弱まる  
 V, I, Z バンドで画像を撮り、V だけ極端に暗い天体を探せば、それは赤方偏移が 4.5 付近の銀河の可能性が高い

静止波長でUV選択の星形成銀河

## 遠方銀河(LBG@ $z=4$ )のクラスタリング

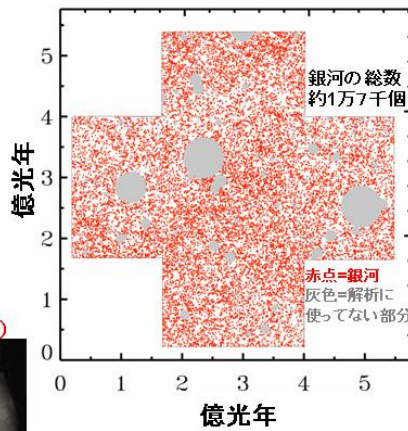
すばるで得た画像



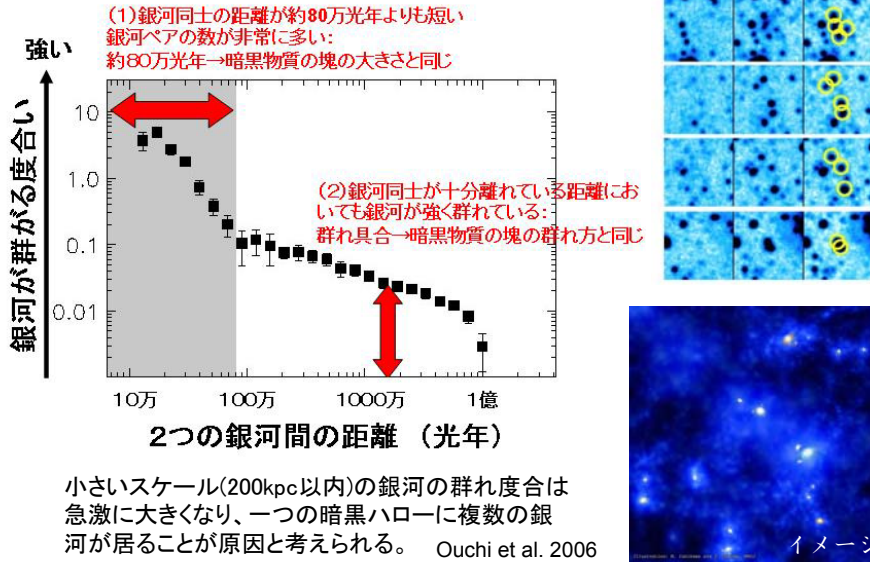
120億光年彼方の銀河の位置



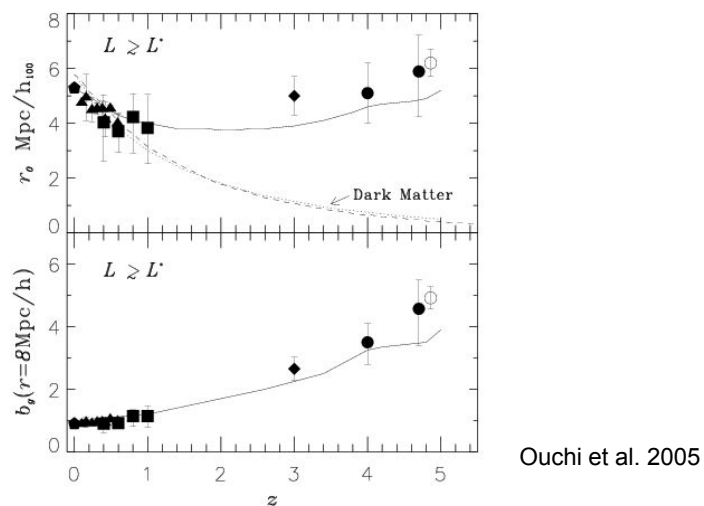
月の大きさ  
(比較のため)



## 遠方銀河 (LBG@z=4) のクラスタリング

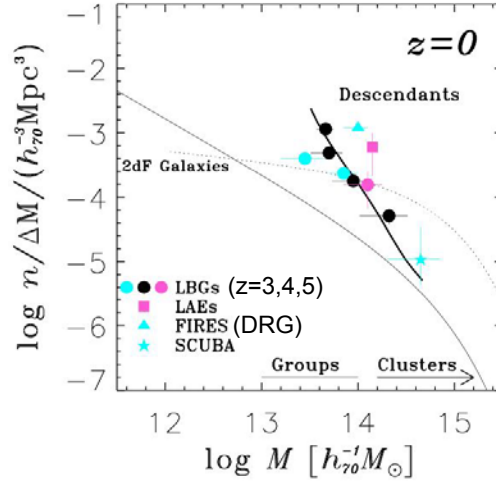


## 遠方銀河のクラスタリングとバイアス



$3 < z < 5$ のLBGやLy $\alpha$ 輝線銀河は当時のダークマター分布に比べてクラスタリングがずっと大きく、強くバイアスされた領域に存在している。

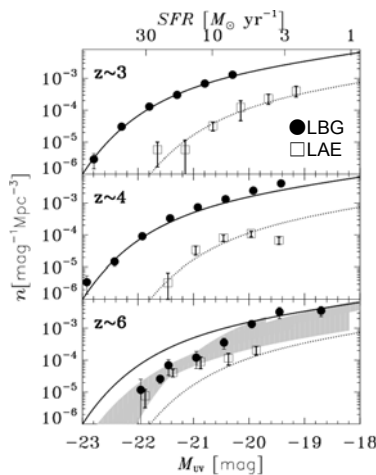
## 遠方銀河が将来属するハロー質量



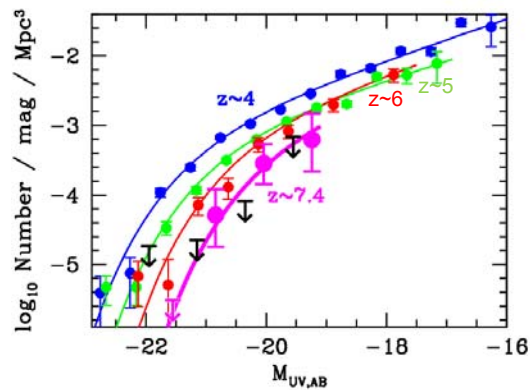
Ouchi et al. 2004

それぞれの種類の銀河のクラスタリング強度から推定されるハローの質量を、現在まで進化させたもの。遠方で見ている銀河の大半は現在の銀河群や銀河団へと進化することが予想される。

## LBGのUV光度関数の進化

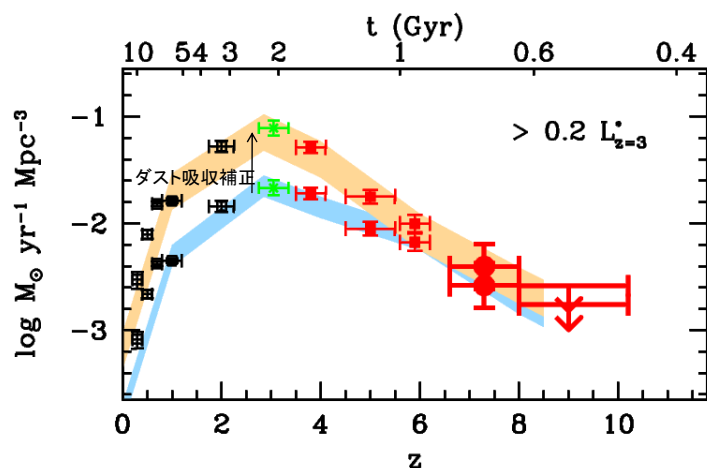


Subaru, SXDS (1deg<sup>2</sup>)  
Ouchi et al. (2008)



HST, GOODS  
Bouwens et al. (2008)

## 宇宙の大局的な星形成率密度の進化



Bouwens et al. (2008)

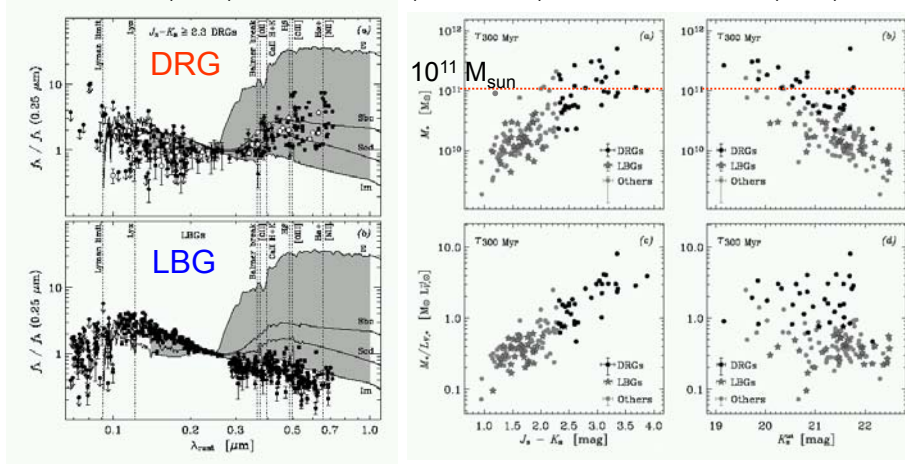
## 可視光サーベイ(Ly $\alpha$ 銀河、LBGなど)から 近赤外線サーベイ(星質量選択)へ

- ・ 可視光(銀河の座標では紫外線)でのサーベイ(Ly  $\alpha$  輝線銀河やLBG)では、若くて活発な星形成中の銀河のみ捕らえることができる。
- ・ しかし銀河進化の全体像を得るには、星形成率の低くなった銀河も含めた、星質量選択のサンプルを構築する必要がある。
- ・ それには、近赤外線(銀河の座標で可視光)での観測が重要である。すばるの広視野近赤外線カメラ(MOIRCS)が生かされる。



# 遠方 ( $2 < z < 3$ ) の大質量銀河 Distant Red Galaxies

Franx + (2003), van Dokkum + (2003; 2004), Forster Schreiber + (2004)

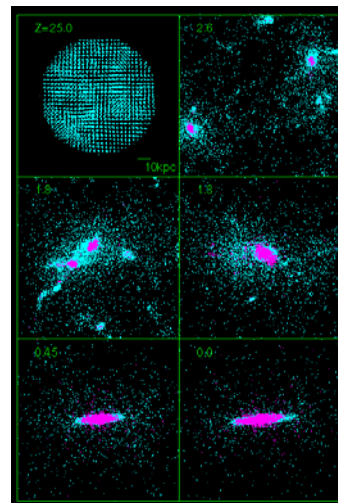
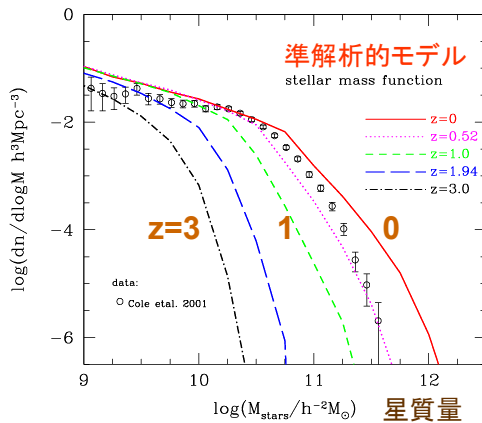


$2 < z < 3$  の宇宙では、DRGはLBGの2倍もの星質量密度を担っている。

# 銀河の質量集積過程 (モデル)

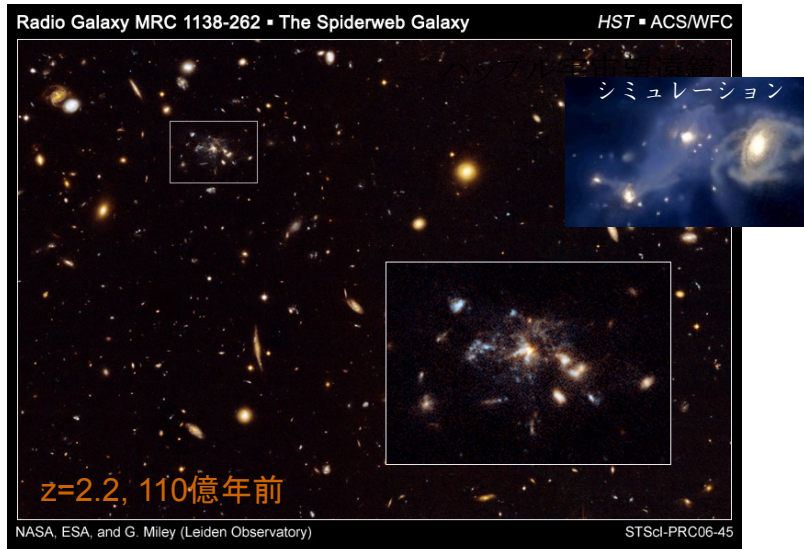
Bekki & Chiba (2001)

Baugh et al. (2002)



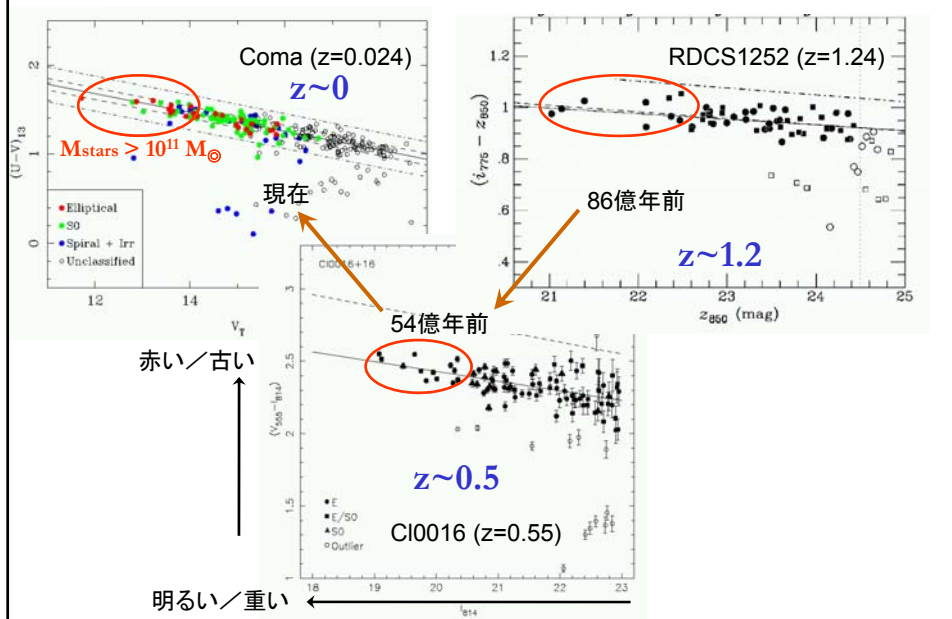
階層的銀河形成モデルでは銀河の質量関数が時間と共に大きく変化する。

## 蜘蛛の巣銀河 (銀河集積過程の現場)

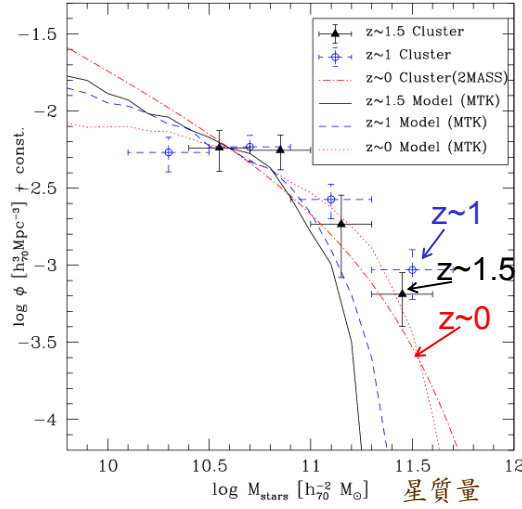


Miley et al. (2006) Hubble Space Telescope

## 大質量銀河はいつ生まれたか？



## しかし、 $z < 1.5$ の銀河団中ではほぼ無進化



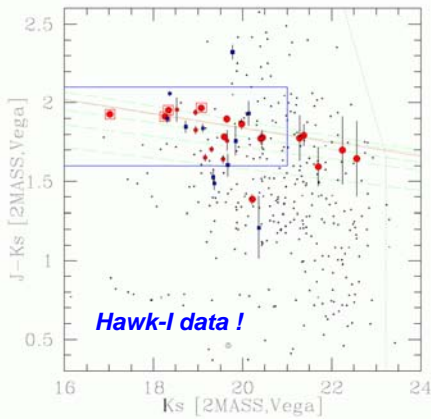
しかし実際の銀河団の観測では、 $z=1.5$ までに星集積はほとんど完了している。  
Kodama & Bower (2003), Kodama et al. (2004a)

## $z \sim 1.5$ (40億年)の銀河団

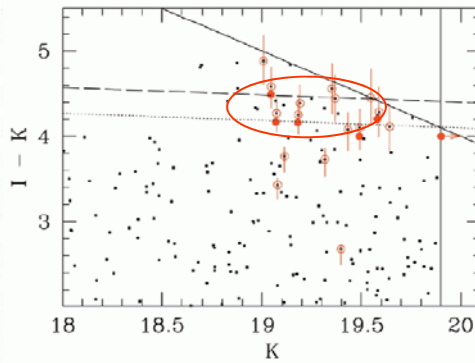
広がったX線源として検出されている最も遠い銀河団

XMMJ2235 ( $z=1.39$ )

XMMJ2215 ( $z=1.45$ )



Lidman et al. (2008)



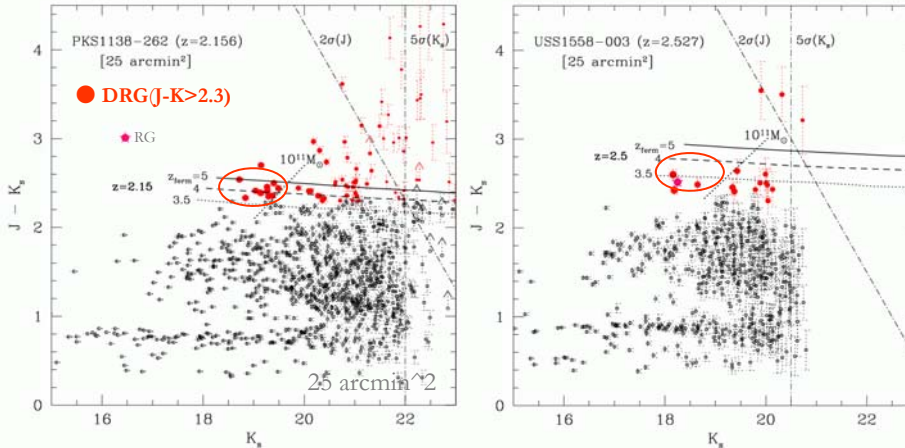
Stanford et al. (2006)

重い(楕円)銀河は既に形成されている。

## z=2 (30億年) ~ 2.5の銀河団

PKS1138 (z=2.16)

USS1558 (z=2.53)

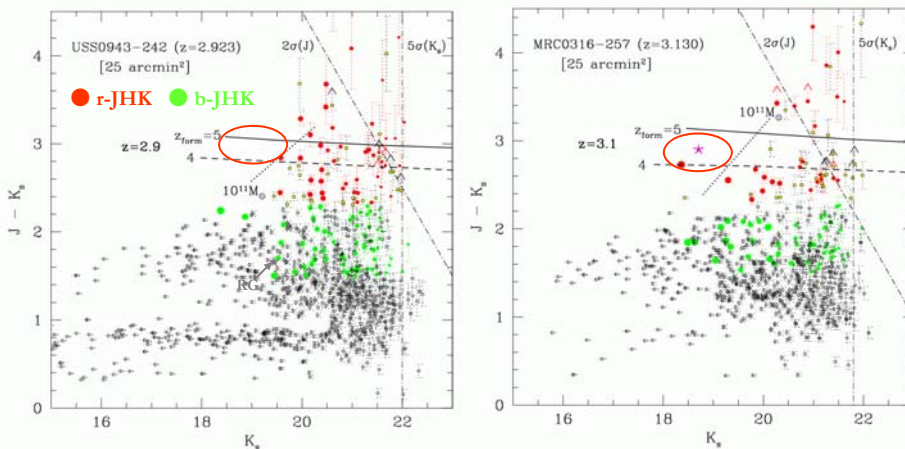


赤くて重い銀河の系列がはっきり見られる。色は  $z > 3$  に生まれたのと整合的。  
星質量が重いことに注目 ( $> 10^{11} M_{\odot}$ )!

## z~3 (20億年) の銀河団

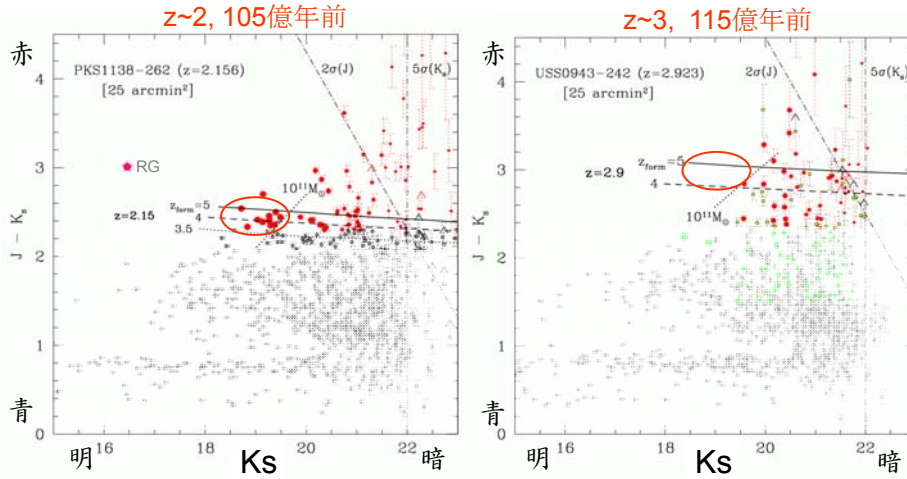
USS0943 (z=2.92)

MRC0316 (z=3.13)



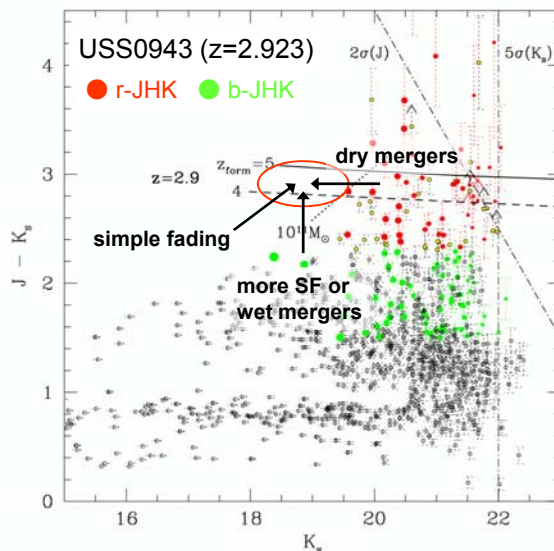
赤い銀河の超過は見られ、色は  $z > 4$  に生まれたのと整合的。  
しかし星質量が重い銀河はほとんど居ない ( $< 10^{11} M_{\odot}$ )!

## 大質量銀河の出現現場 ( $2 < z < 3$ ) すばる/MOIRCSによる原始銀河団の近赤外撮像



重い銀河は宇宙年齢が20億年から30億年の間に急成長したと考えられる。  
Kodama et al. (2007)

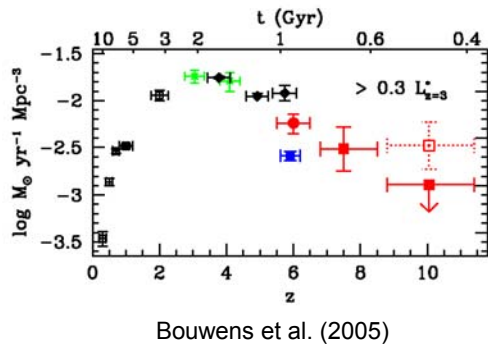
## $z \sim 2$ の重い銀河の $z \sim 3$ での祖先は?



単に星形成を止めるだけでは駄目。活発な星形成や合体・降着が必要。

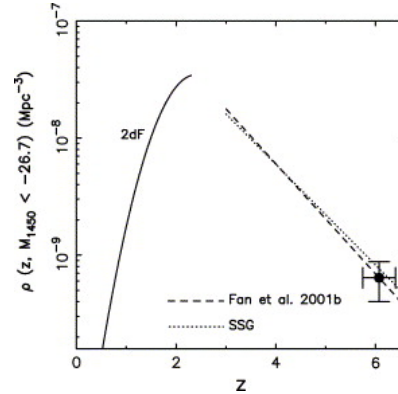
## z=3~2の宇宙は銀河の活動性がピーク ( $T_{\text{univ}} = 2 \sim 3 \text{ Gyr}$ )

大局的な星形成率



Bouwens et al. (2005)

QSOの個数密度

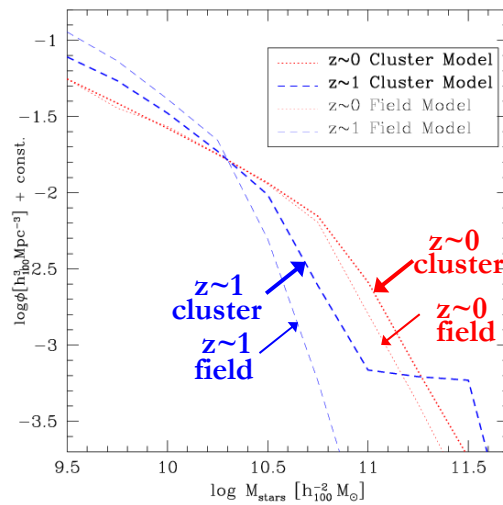


Fan et al. (2006)

$$\Delta t(2 < z < 3)$$

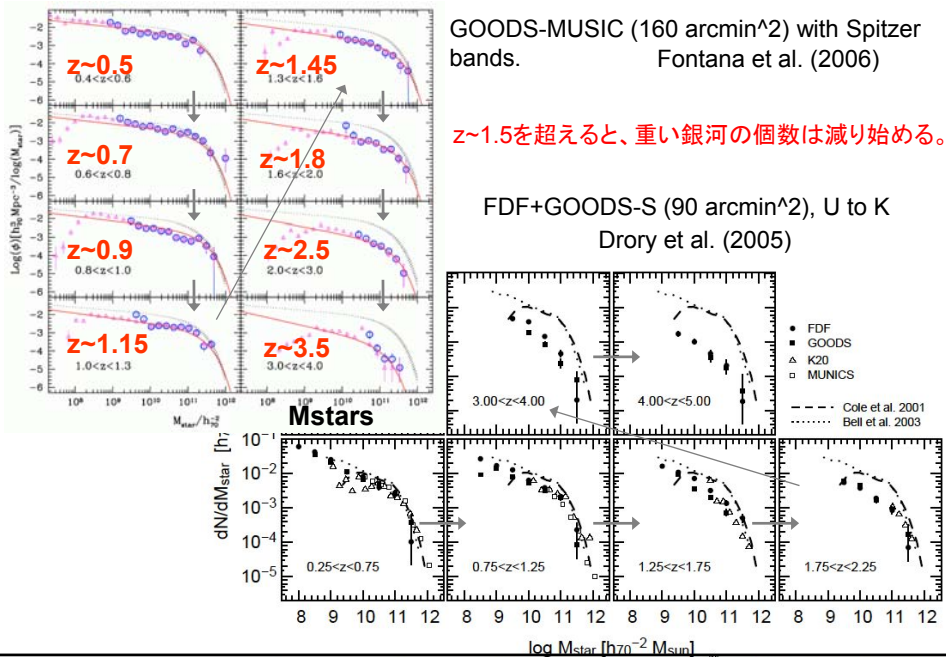
$$10^{11} \text{ Msun} / 1 \text{ Gyr} = 100 \text{ Msun/yr}$$

## 星質量関数の環境依存性(モデル)

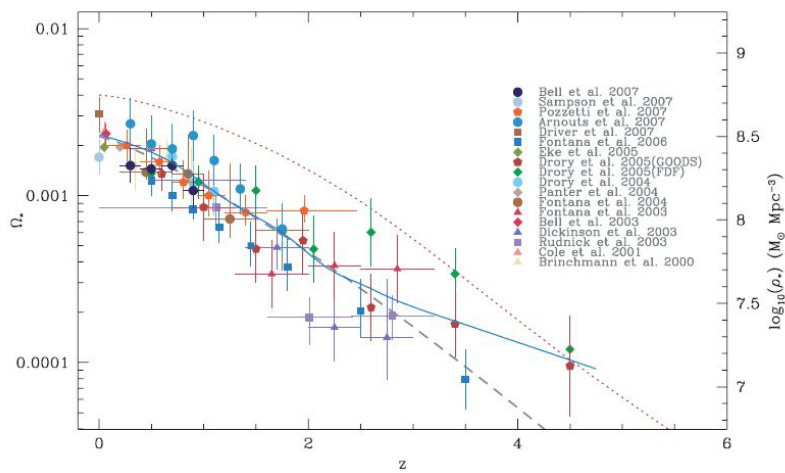


Baugh et al.

## 星質量関数の進化 (z~4-5まで)

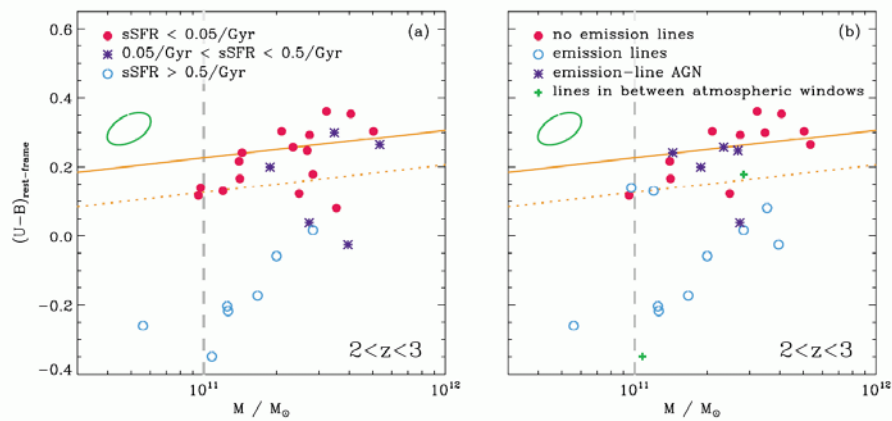


## 宇宙の大局的な星質量密度の進化



Wilkins et al. (2008a)

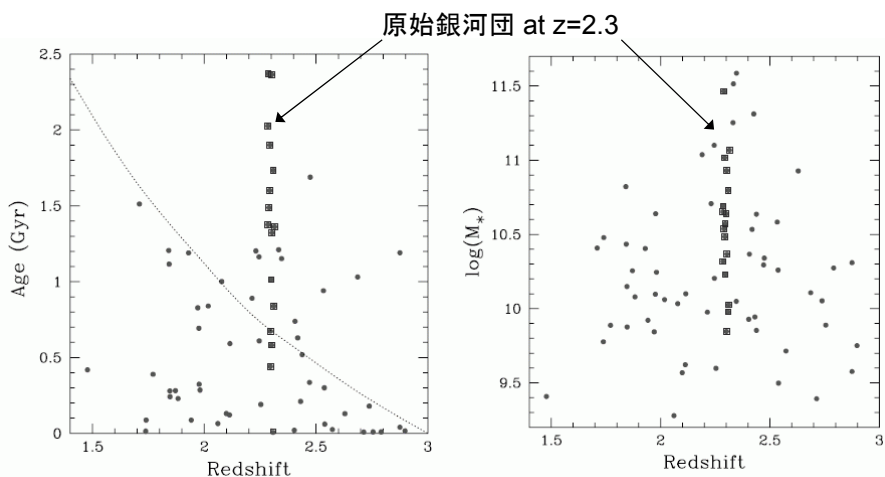
## z~2.3の一般フィールドにおける 赤くて重い銀河系列



Kriek et al. (2008)

大質量銀河の形成に環境効果(バイアス)は見られるか？  
原始銀河団領域との定量的な比較はまだ。

## z~2.3での星年齢と星質量の環境依存性



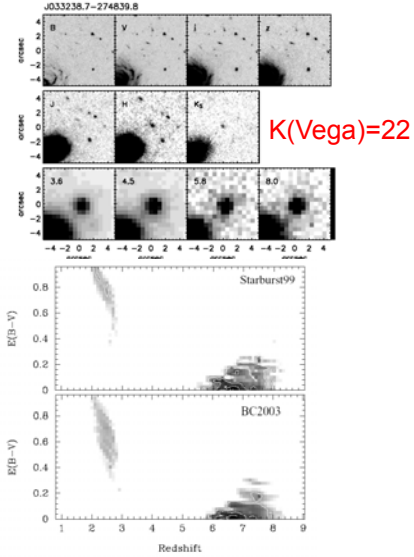
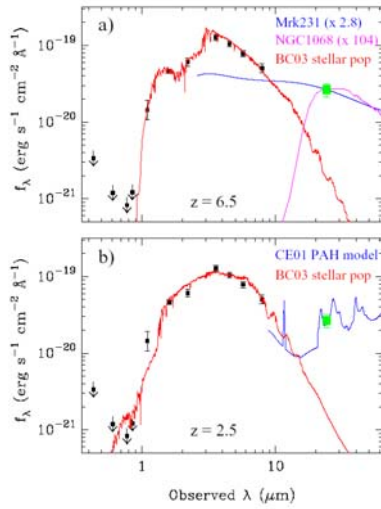
原始銀河団中の銀河はその外側の銀河よりも年齢と星質量ともに約2倍大きい？

Steidel et al. (2005)



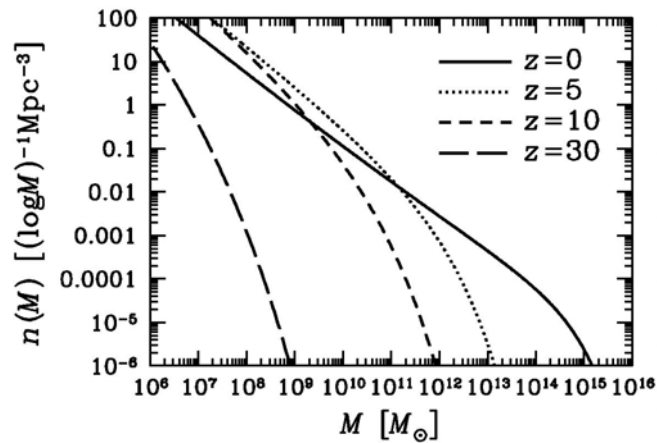
## z~6.5の大質量のポストスターバースト銀河!?

Mobasher et al. (2005, ApJ, 635, 832), HUDF



$$M_{\text{star}} = 6 \times 10^{11} M_{\text{sun}} !$$

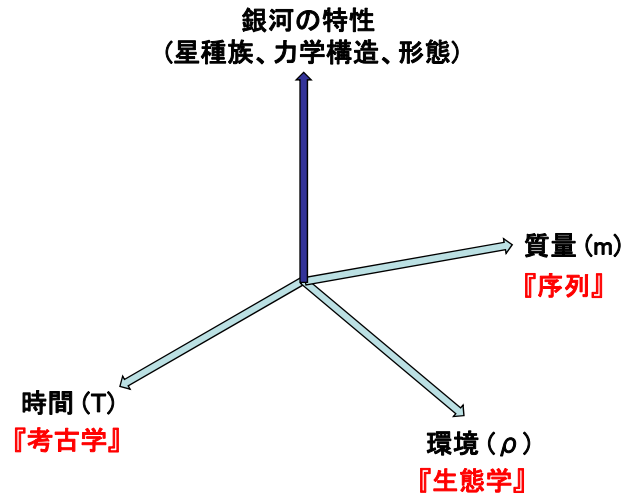
## ダークハローの質量関数



$n = -2$

by K. Shimasaku

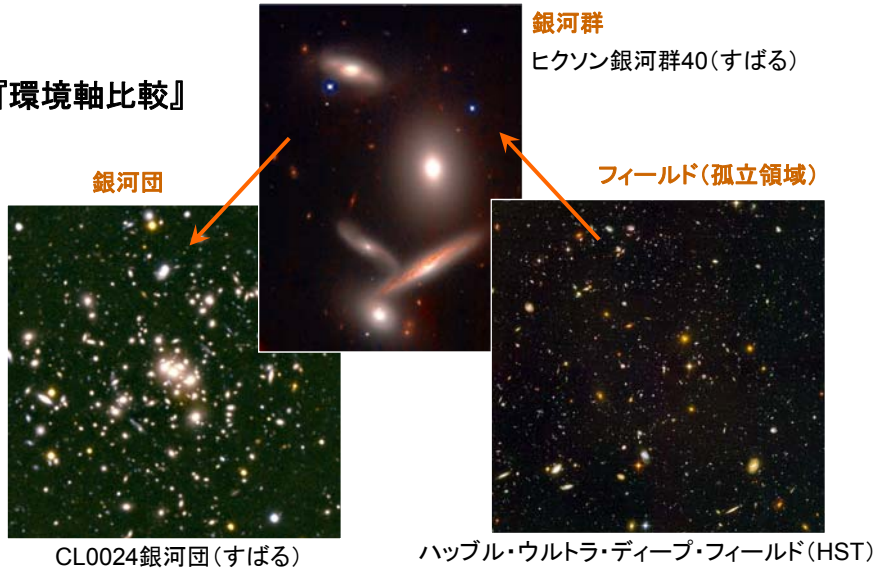
## 銀河の性質を規定する3つの軸



### 4.3 銀河生態学

# 銀河生態学 (銀河進化と環境との関わり)

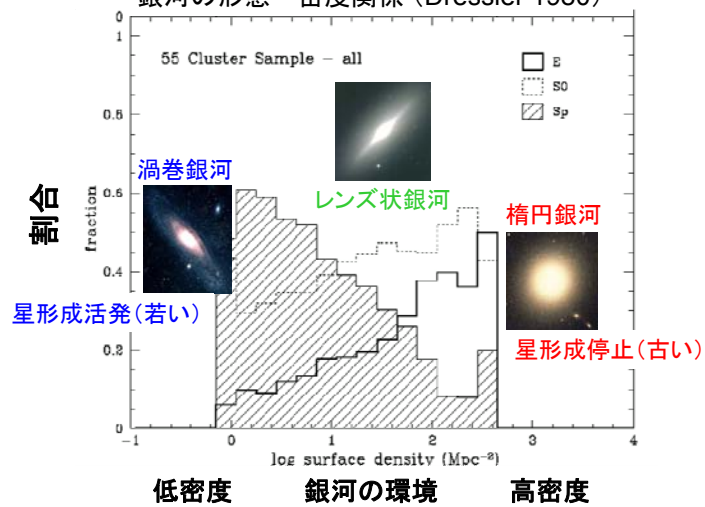
『環境軸比較』



# 銀河形態の環境依存性

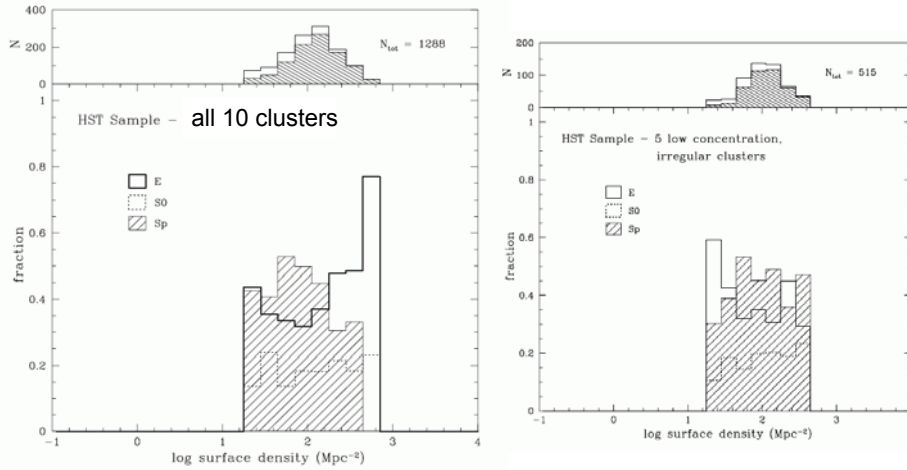
$z = 0$

銀河の形態—密度関係 (Dressler 1980)



# 銀河形態の環境依存性

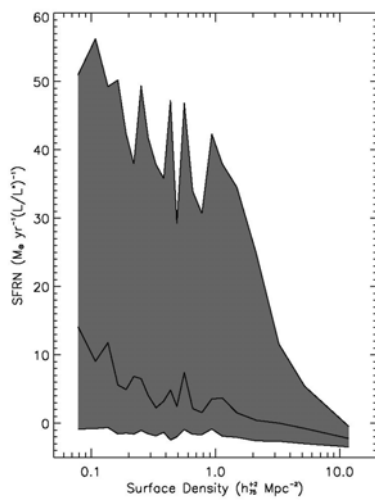
$0.36 < z < 0.57$



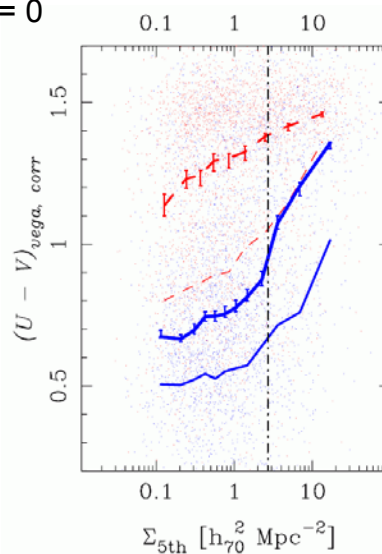
Dressler et al. (1997)

# 星形成活動の環境依存性

$z = 0$



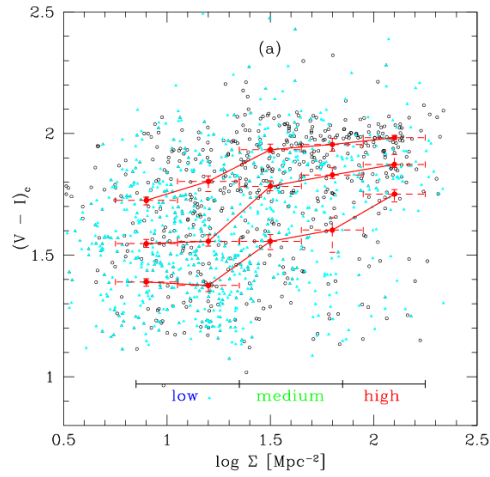
Gomez et al. (2003), ApJ, 584, 210



Tanaka, TK, et al. (2005), MNRAS, 362, 268

# 星形成活動の環境依存性

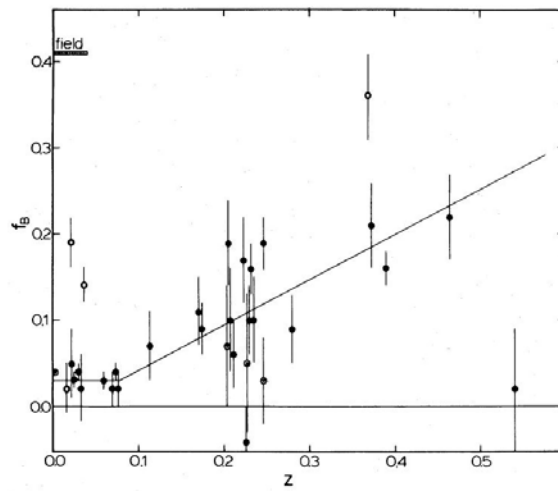
$z = 0.4$



Kodama et al. (2001)

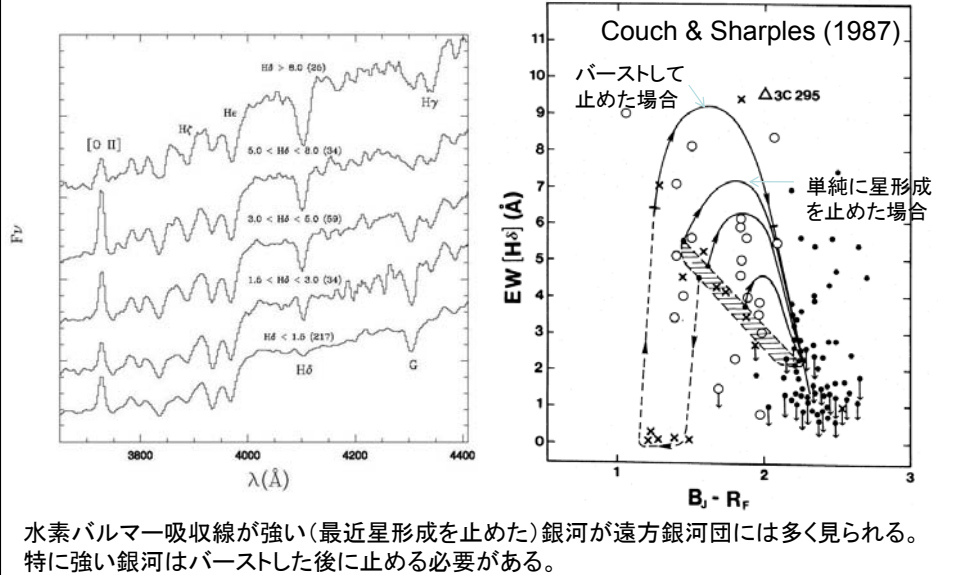
# 測光学的ブッチャー・エムラー効果

Butcher & Oemler (1984)

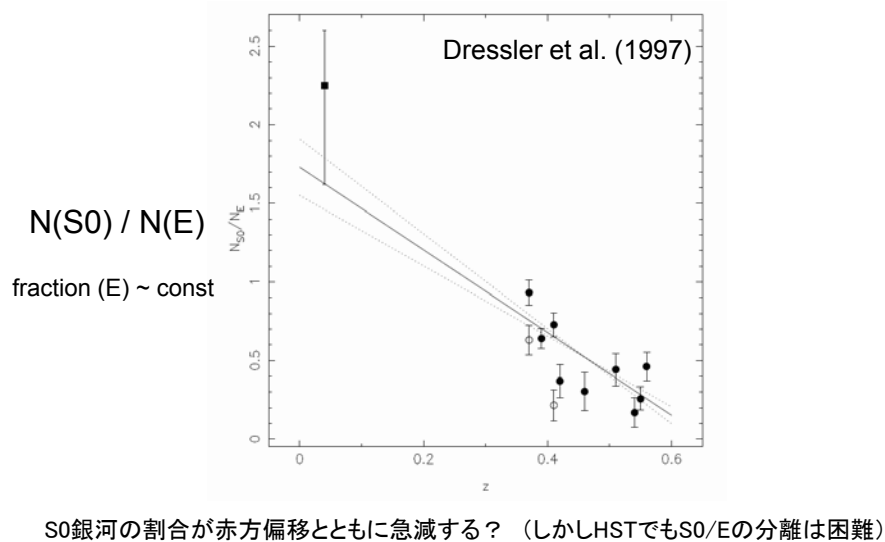


銀河団中の青い銀河の割合が赤方偏移とともに増加する

## 分光学的ブッチャー・エムラー効果

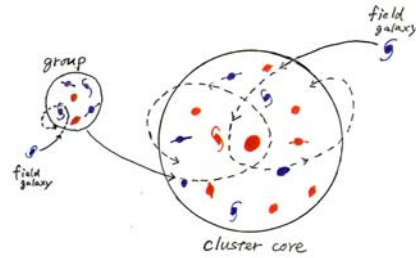
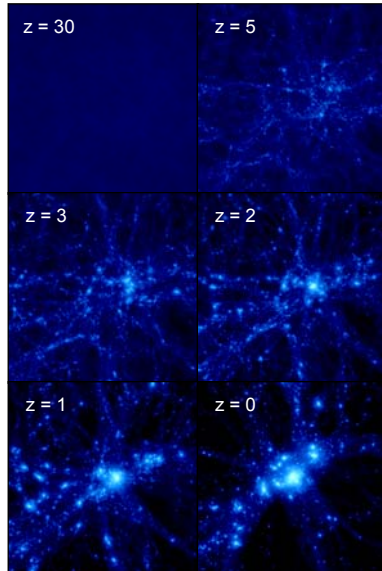


## 形態学的ブッチャー・エムラー効果



## 銀河種族の棲み分けの起源は？

N-body simulation (Dark matter)



先天的？

もともと楕円銀河は初期宇宙に銀河団で生まれ、渦巻き銀河は少し遅れてフィールドで生まれる。(銀河形成バイアス)

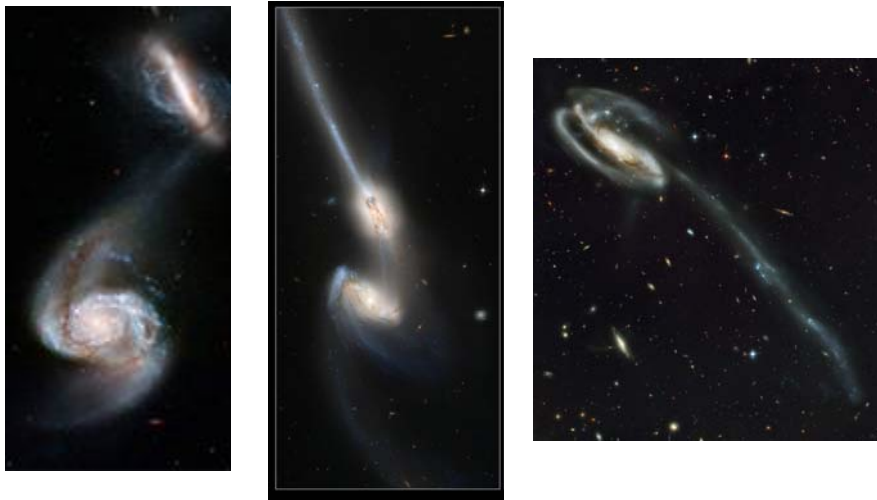
後天的？

集団化の過程で渦巻き銀河が楕円銀河やレンズ状銀河に変化する。

Yahagi et al. (2005)

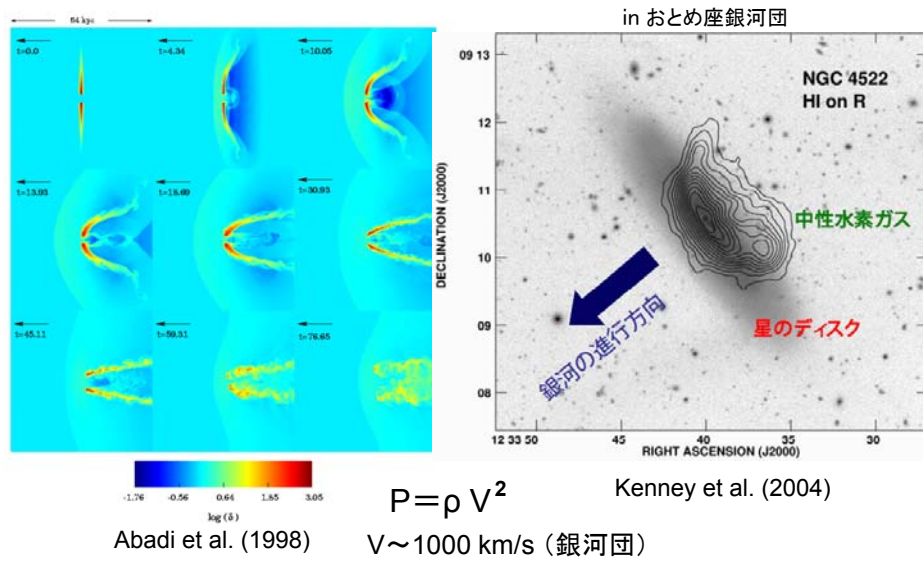
## 銀河の衝突、合体

(秒速、数百キロメートル！)

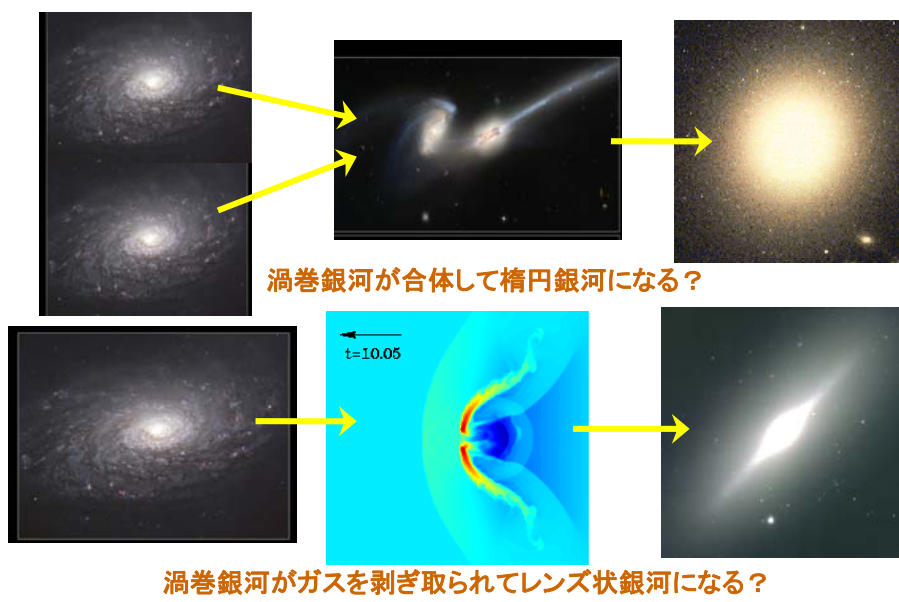


衝突合体中の銀河 (ハッブル宇宙望遠鏡)

## 動圧 (ram-pressure) によるガスの剥ぎ取り



## 銀河の形態は高密度領域で変化する？





# すばるの広視野観測の威力

Panoramic Imaging and Spectroscopy of Cluster Evolution with Subaru (PISCES)

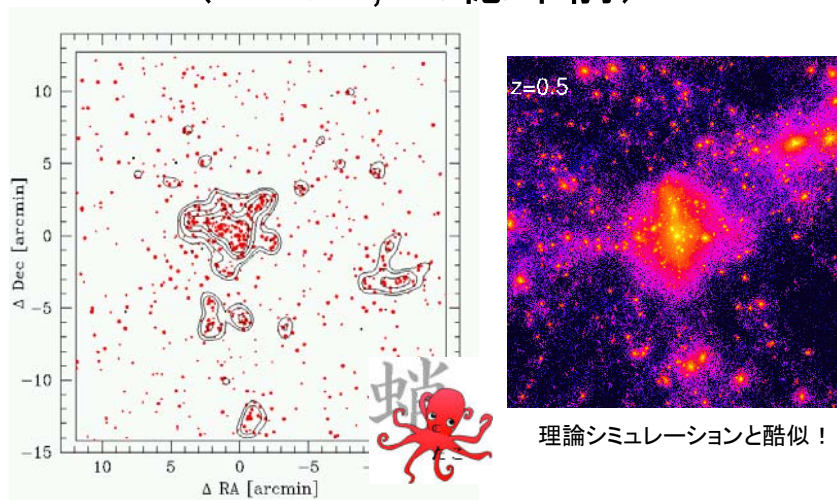
『うお座』、『魚』



一辺の30分角は  
銀河団の距離では  
3千万光年にもなる

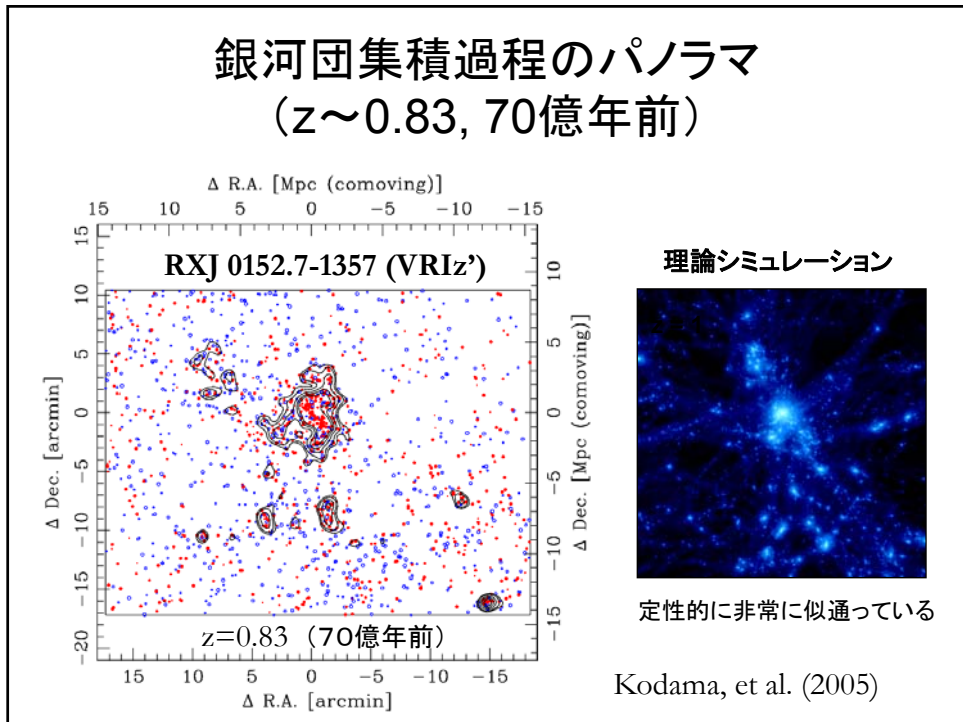
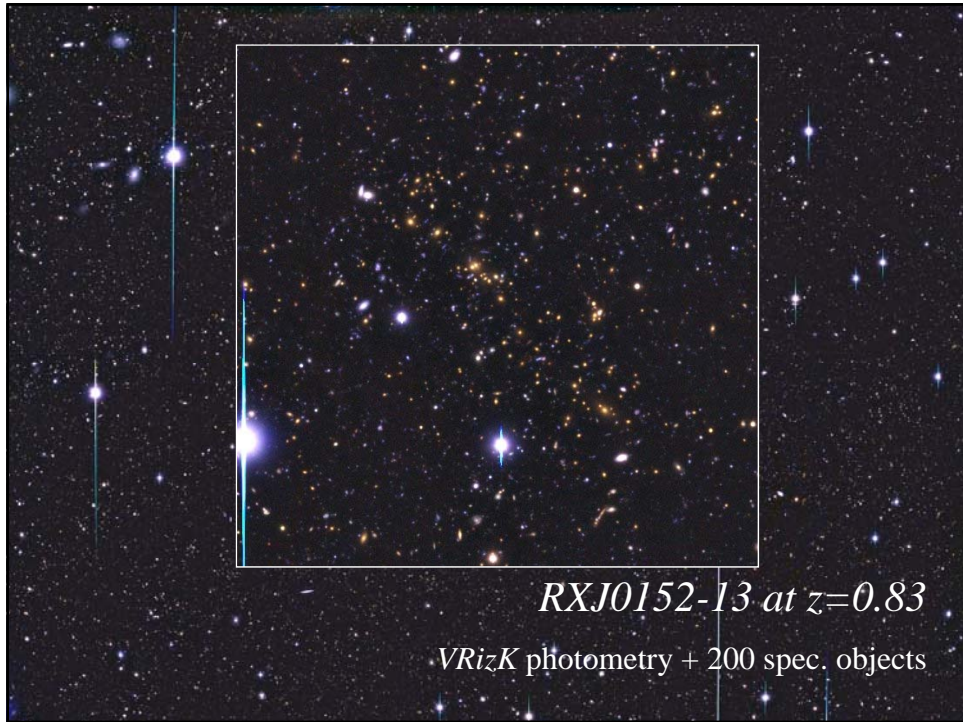
すばる/Suprime-Camで見たCL0939銀河団 ( $z=0.41$ 、43億年前) のパノラマ

## 銀河団集積過程のパノラマ ( $z \sim 0.4$ , 43億年前)

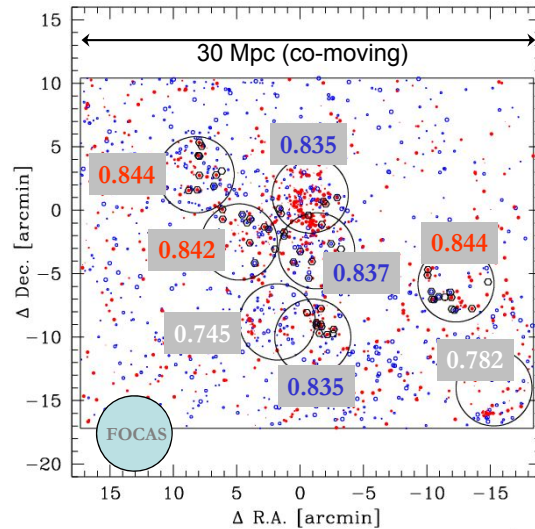


理論シミュレーションと酷似！

中心に赤い銀河に占められた大きな塊があり、そこから四方八方に向かって  
蛸足のようにフィラメント構造が伸びており、それらに沿って銀河の塊が並ぶ。



# 分光による大規模構造の確認



大きさ ~ 15-20 Mpc!  
(共動座標系)

$\Delta V_r < 1000$  km/s  
Two filaments?  
 $z \sim 0.837, 0.844$

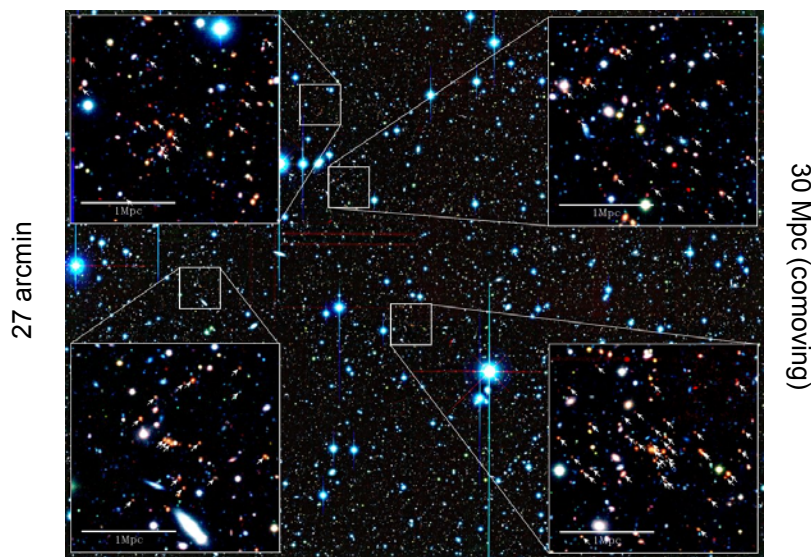
$\sigma_v \sim 300-500$  km/s

Tanaka, TK,  
et al. (2005b)

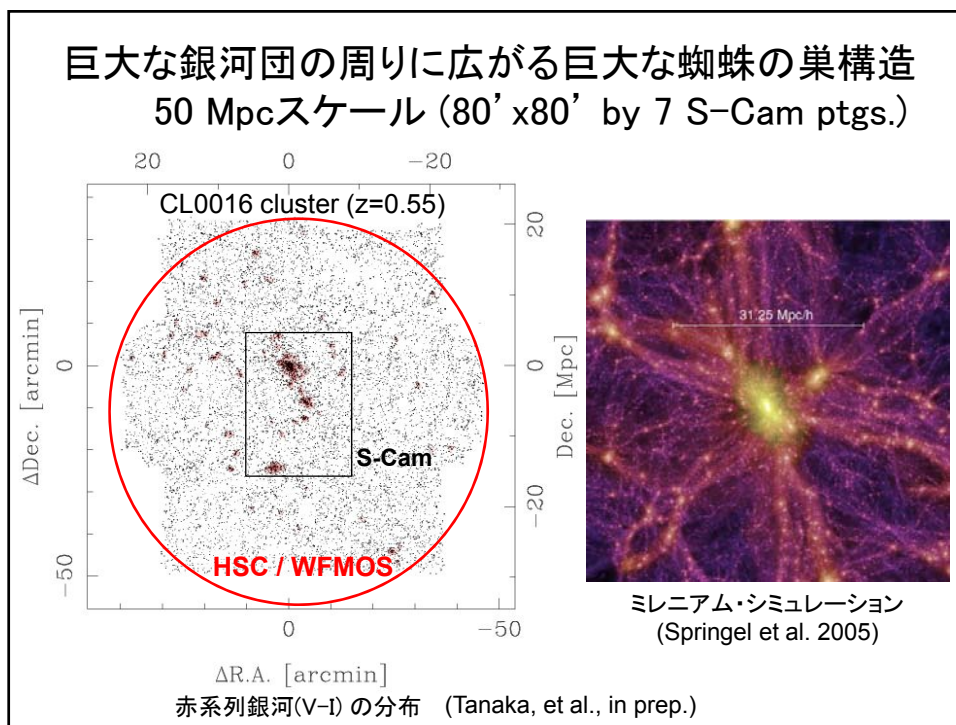
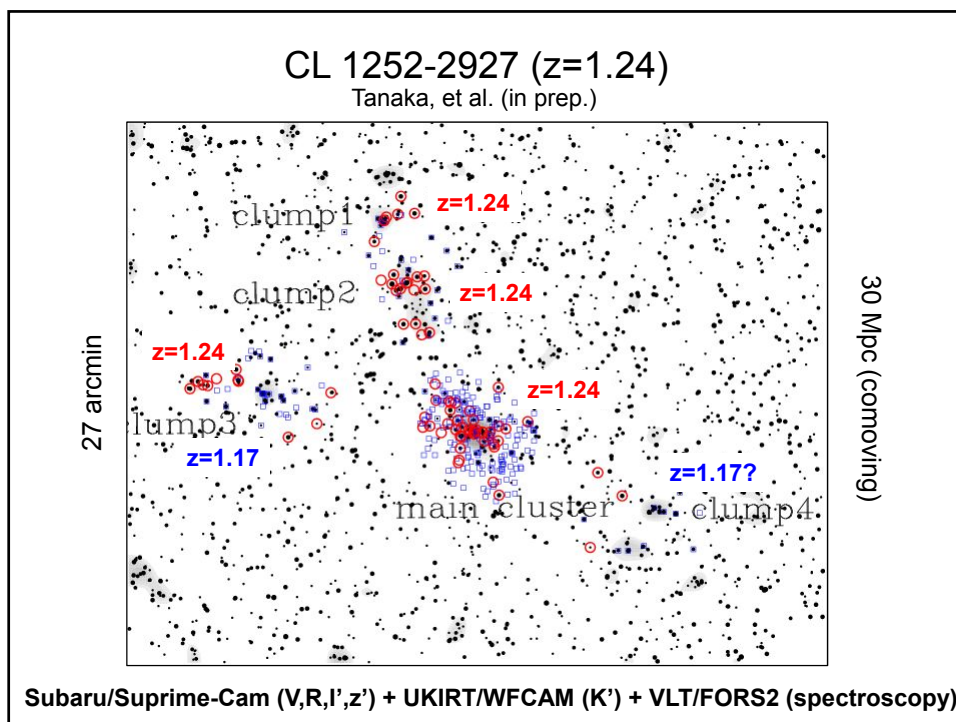
8つの銀河群のうち、6つは銀河団本体とほぼ同じ距離にあることを確認。  
(各銀河群あたり10個程度のメンバー銀河を同定)

## CL 1252-2927 ( $z=1.24$ )

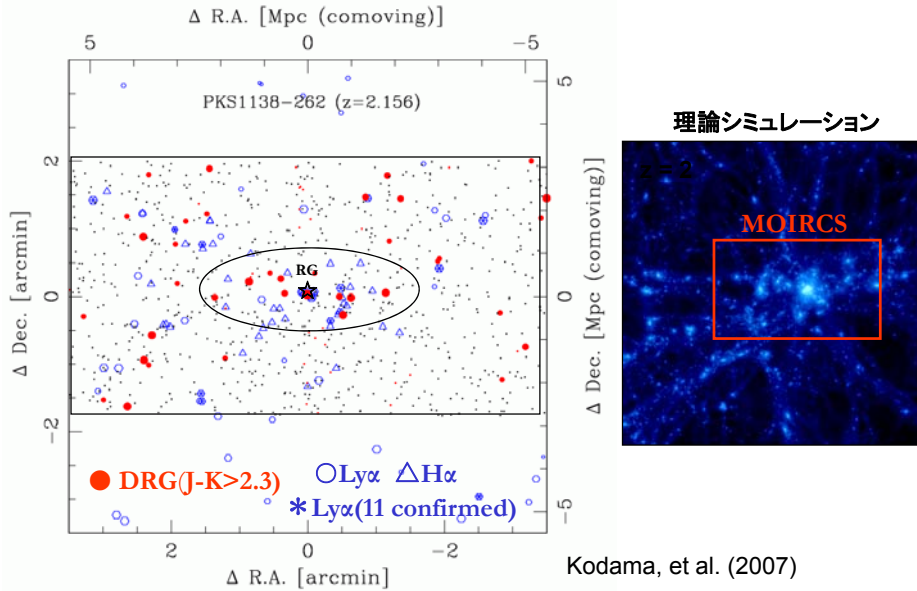
Tanaka, et al. (in prep.)



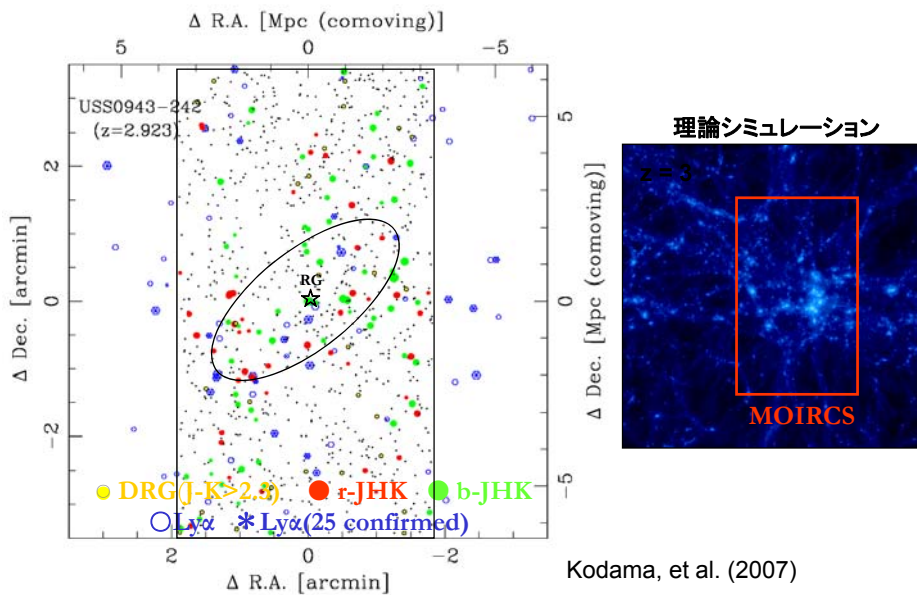
Subaru/Suprime-Cam (V,R,I',z') + UKIRT/WFCAM (K')



## 原始銀河団構造 ( $z \sim 2$ , 105億年前)

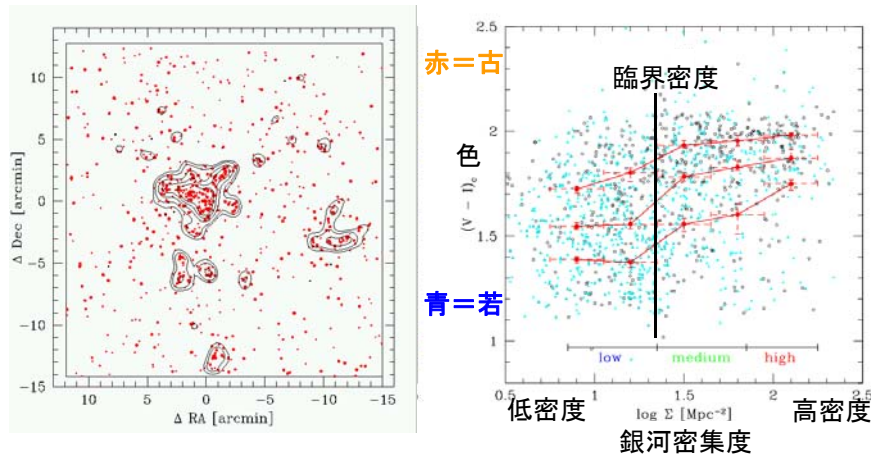


## 原始銀河団構造 ( $z \sim 3$ , 115億年前)



# 星形成活動の環境依存性

CL0939銀河団 ( $z=0.41$ )



銀河団に合体する前の周辺グループの環境で、星形成活動が1桁近く急減する。

Kodama et al. (2001), Tanaka, TK, et al. (2005)

## 何が星形成を止めるのか？

- Ram-Pressure Stripping ( $\sim 10^7$  yrs)

銀河が銀河団ガスに突っ込む時にラム圧を受けてガスが剥ぎ取られる。

銀河の運動速度(数百km/s)がそれほど速くない銀河群環境ではあまり効かない。

- Galaxy-Galaxy Mergers ( $\sim 10^8$  yrs)

銀河同士の衝突や合体によりガスが剥ぎ取られたり星形成バーストによって消費されたりする。

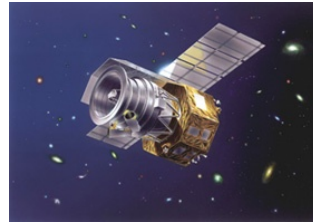
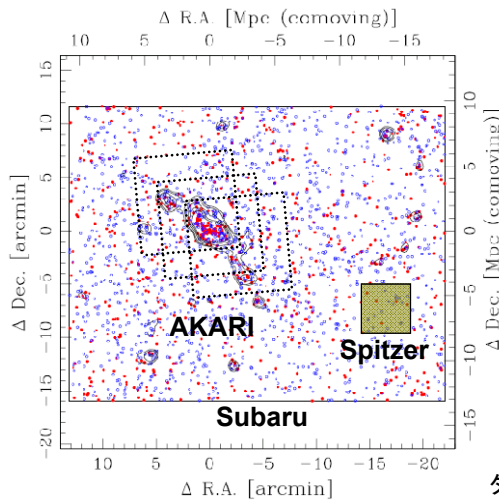
星形成のバーストを伴う。

- Suffocation ( $\sim 10^9$  yrs)

弱い銀河間相互作用やラム圧によって、重力的に束縛の弱いハローのガスが剥ぎ取られ、ディスクへのガス供給が終止し、銀河は窒息する。

星形成のバーストを伴わない。

## AKARI によるNEP銀河団RXJ1716 (z=0.81)の 広視野かつ深い赤外線観測



**N3 (3μm) = 105 min**

**S7 (7μm) = 115 min**

**L15 (15μm) = 120 min**

PAH (7.7μm) at z=0.81

ダスティーな星形成銀河 (LIRG/ULIRG)  
SFR > 20 Msun/yr ( $L_{IR} > 10^{11} L_{sun}$ )

## 銀河群やフィラメントに見られる星形成バースト

$z' \sim$  Stellar Mass

L15  $\sim$  Star Formation Rate

$z' - L15$

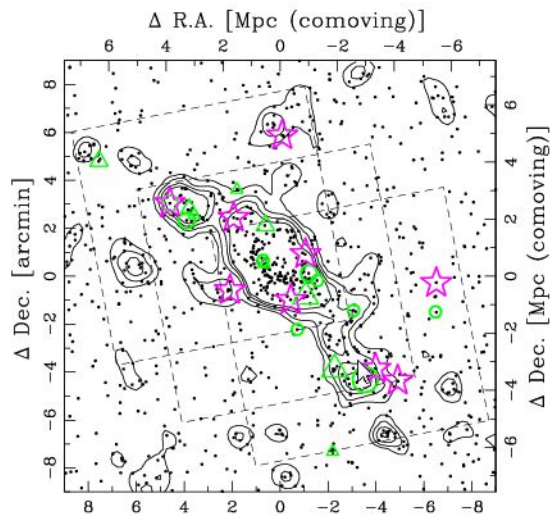
$$= -2.5 \log [f(z') / f(15)]$$

$\sim$  SFR / M(star)

"specific star formation rate"

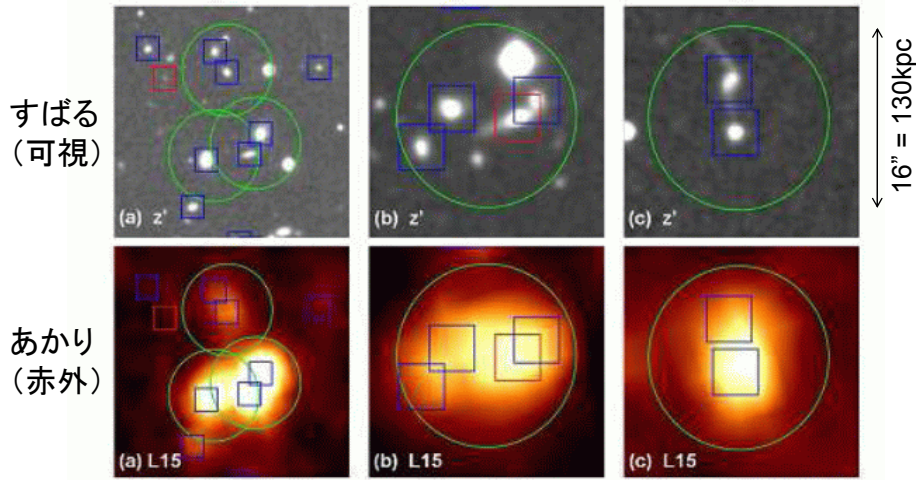
large  $z' - L15$

$\Leftrightarrow$  large SF efficiency



★ダスティー星形成バースト Δ R.A. [arcmin]

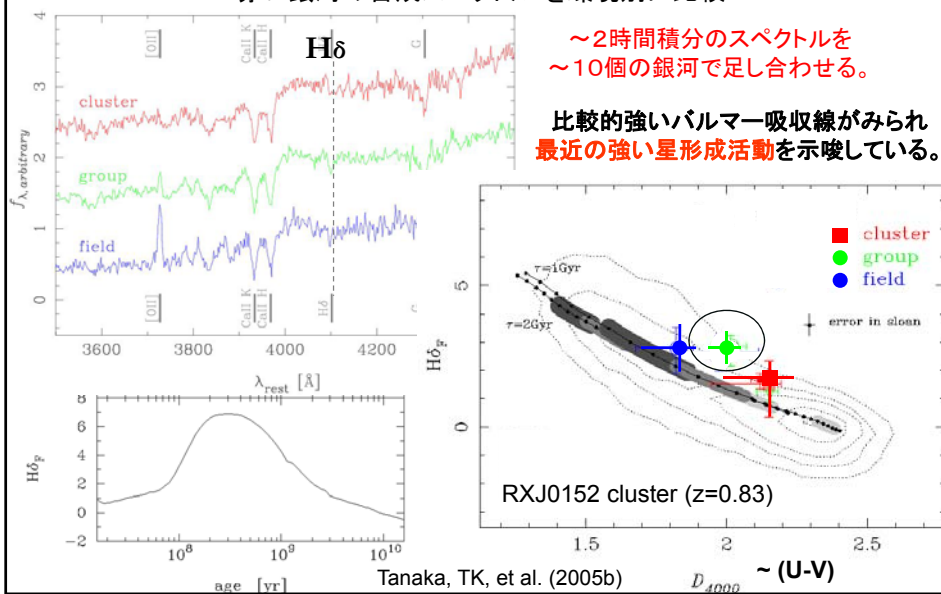
## あかり(15 $\mu\text{m}$ )で受かった相互作用銀河



Koyama, Kodama, et al. (2008), in press

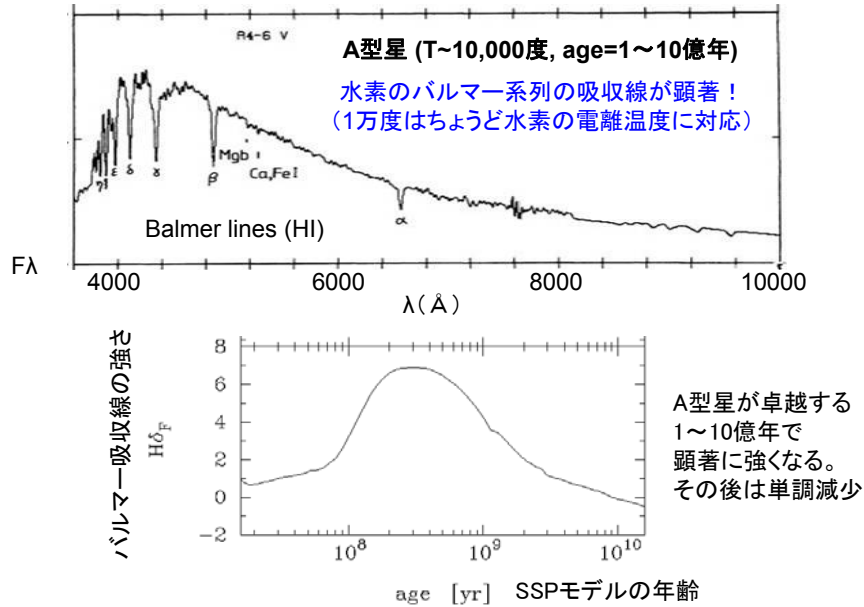
## 銀河群環境に見られるポストスターバースト銀河

赤い銀河の合成スペクトルを環境別に比較

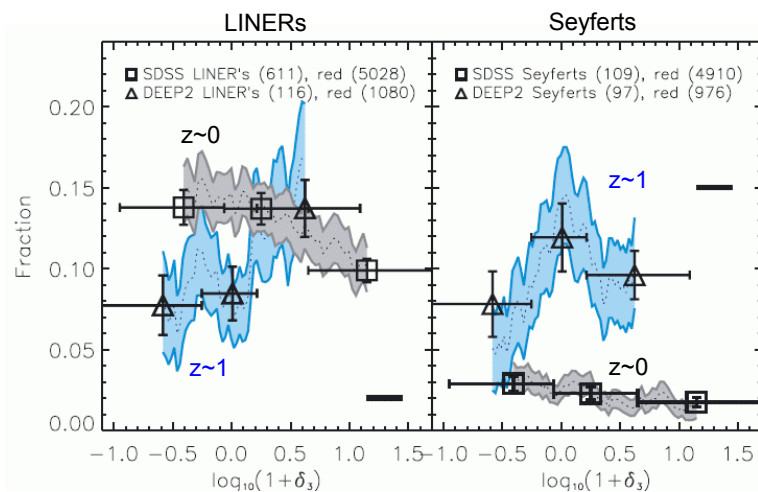




## 水素バルマー吸収線は最近終了した星形成活動の指標



## AGN vs Environment

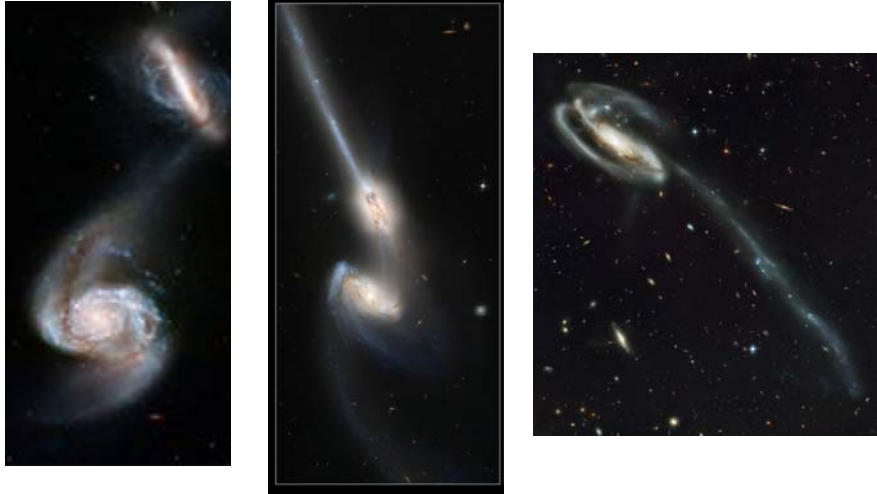


セイファートは $z \sim 1$ では中間(平均)密度領域に多い。しかしLINERs(低光度)はより高い密度を好む。

Montero-Dorta et al. (2009)

## 銀河の衝突

(秒速、数百キロメートル!)



衝突合体中の銀河 (ハッブル宇宙望遠鏡)

## すばるによる遠方銀河団研究のまとめ

- 銀河団周辺の銀河群環境が星形成活動の終焉(環境効果)の鍵を握っている。  
→ 後天的環境効果と関係(銀河間相互作用)
- $2 < z < 3$ の時代が高密度環境での大質量銀河の形成の鍵を握っている。  
→ 先天的環境効果と関係(銀河形成バイアス)

## 銀河の生態

- ・ **銀河は群れる**: 銀河は、お互いの重力によって引き合い、銀河群、銀河団へと集団化し、より大きな構造を作ってゆく。
- ・ **銀河は個性が変わる**: 群れ集まる過程では、銀河はお互いの衝突や、ガスの剥ぎ取りなどを経験し、その形態や星形成活動に変化を来たす。

## 銀河界と人間界の類似



都市構造

人口流入

年齢格差

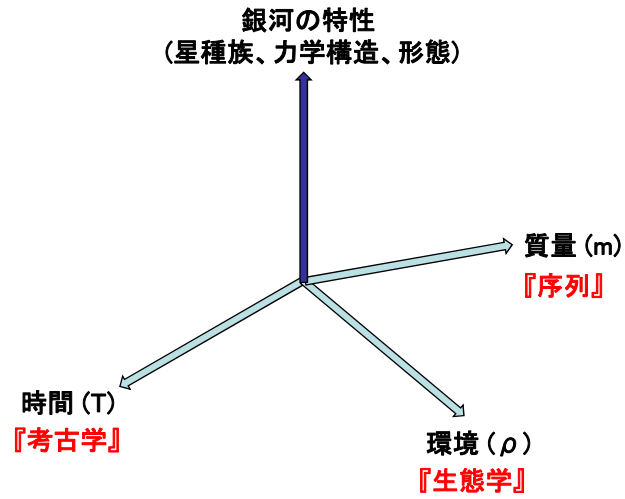
相互作用

世間の風

個性喪失



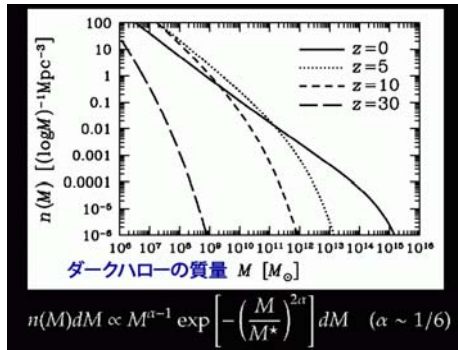
## 銀河の性質を規定する3つの軸



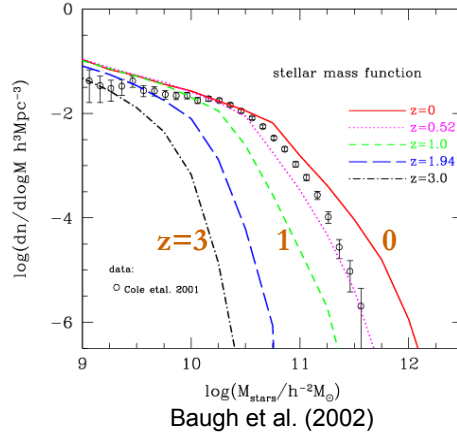
### 4.4 銀河形成の序列

# 質量集積のボトムアップ

ダークハローの質量

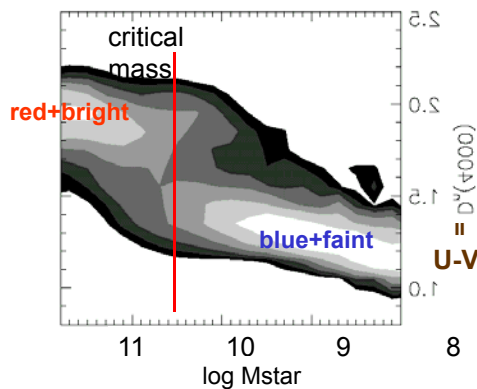


星質量



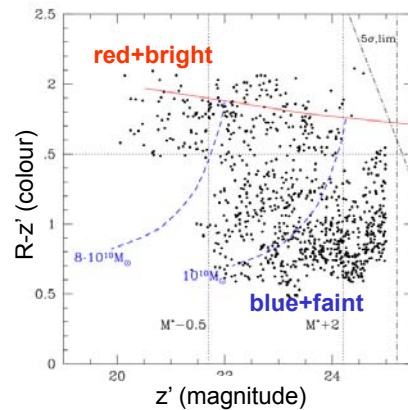
# 星形成のダウンサイジング

SDSS ( $z=0$ )



Kauffmann et al. (2003)  
see also Bell et al. (2004) for COMBO-17

SXDS ( $z=1, 1.2 \text{ deg}^2$ )



Kodama et al. (2004)  
see also De Lucia et al. (2004)

重い銀河ほど形成が早く、小さいほど遅れてまた長時間星形成をしている → “Down-sizing”!

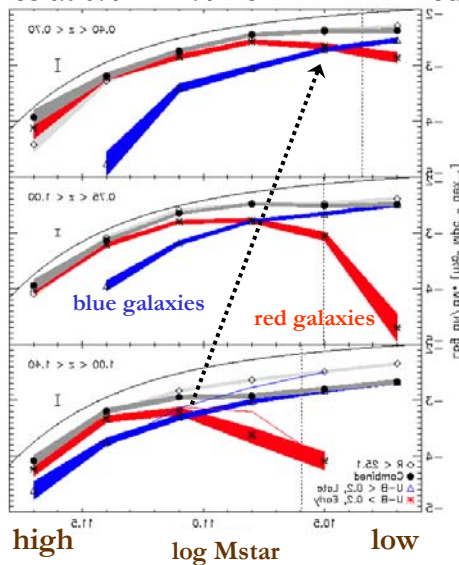
# 星形成のダウンサイジング

8,000 galaxies at  $0.4 < z < 1.4$  from DEEP2 Redshift Survey

$0.40 < z < 0.70$   
 $4.3 < t(\text{Gyr}) < 6.3$

$0.75 < z < 1.00$   
 $6.5 < t(\text{Gyr}) < 7.7$

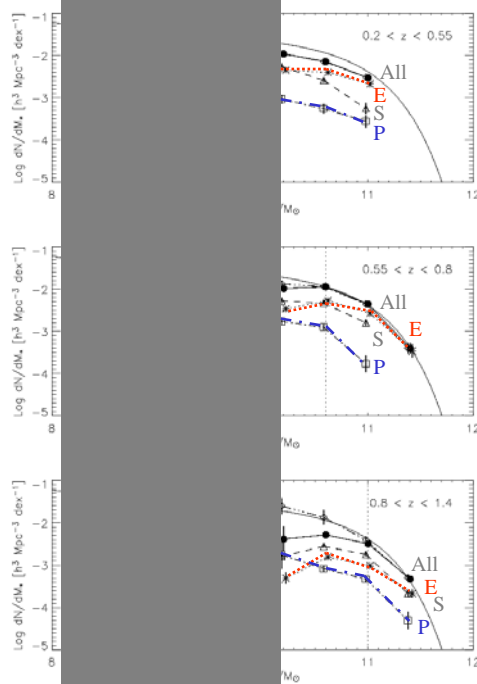
$1.00 < z < 1.40$   
 $7.7 < t(\text{Gyr}) < 8.4$



青い銀河が、明るい側から赤い銀河へと切り替わってゆく。

Bundy et al. (2006)

# 銀河形態でみる ダウンサイジング



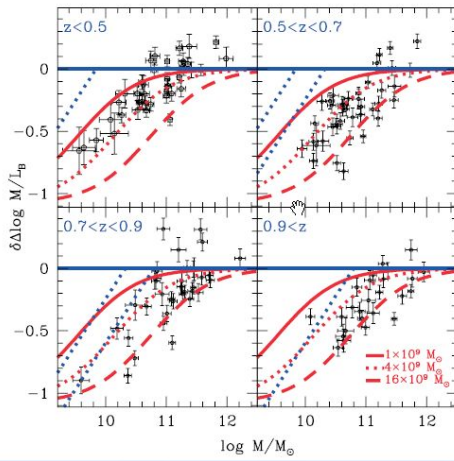
- 重い側は早期型銀河、暗い側は晩期型銀河が多い。
- 時間とともに、暗い側の楕円銀河の割合が増大する。

Bundy, Ellis, Conselice (2005)  
 GOODS fields  
 (300 sq. arcmin)

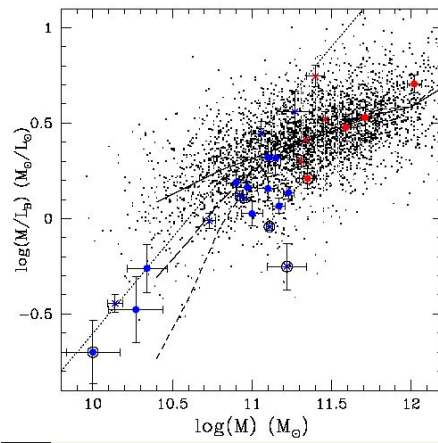
## FPにみる銀河のダウンサイジング (z~1)

GOODS (141 field early-types)

CDFS/1252 (27 field early-types)



Treu et al. (2005)



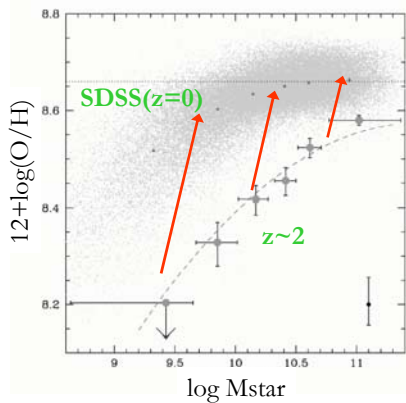
van der Wel et al. (2005)

小さな銀河ほど、近傍のFPと比べてM/Lの変化量が大きく、年齢が若いことを示唆する。

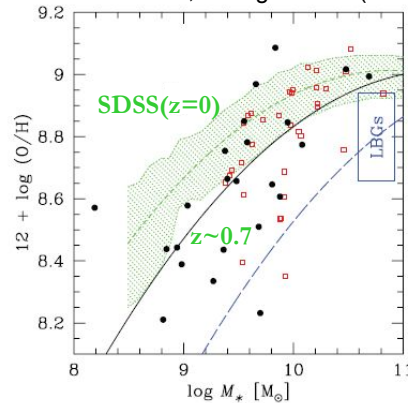
## 銀河の化学進化にみるダウンサイジング

$\text{NII}/\text{H}\alpha, (\text{OII}+\text{OIII})/\text{H}\beta \rightarrow \text{HII}$ 領域のガスの重元素量 (+AGN診断)

Erb et al. (2006)

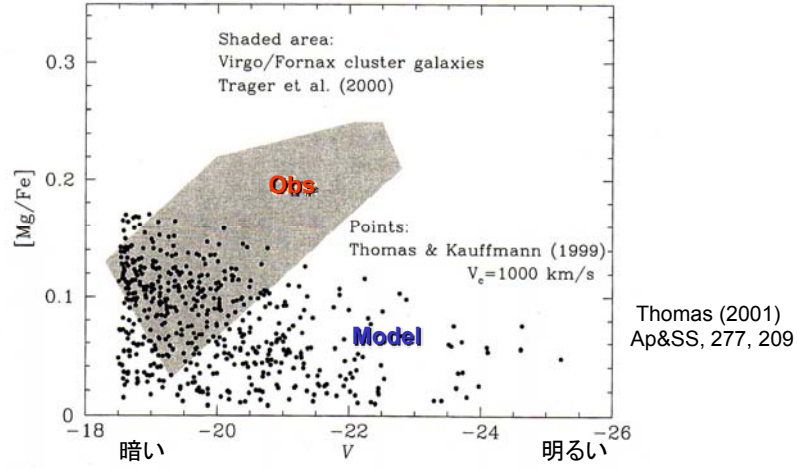


GDDS+VFRS, Savaglio et al. (2005)



重い銀河ほど化学進化の進行が速い(星形成のタイムスケールが短い、または年齢が古い)。

## [Mg/Fe]にみるダウンサイジング

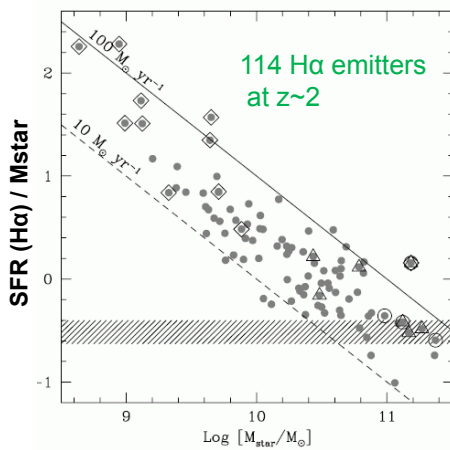


大きく明るい楕円銀河は、Mg/Feが高く、星形成のタイムスケールが速い。

小さくて暗い楕円銀河は、Mg/Feが低く、星形成のタイムスケールが遅い。

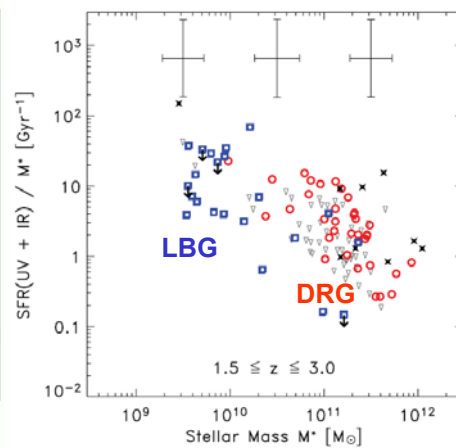
## 星形成活動性にみるダウンサイジング

SSFR=SFR/M\* vs. M\*



Erb et al. (2006)

H $\alpha$ で測定した星形成率(UV選択銀河)

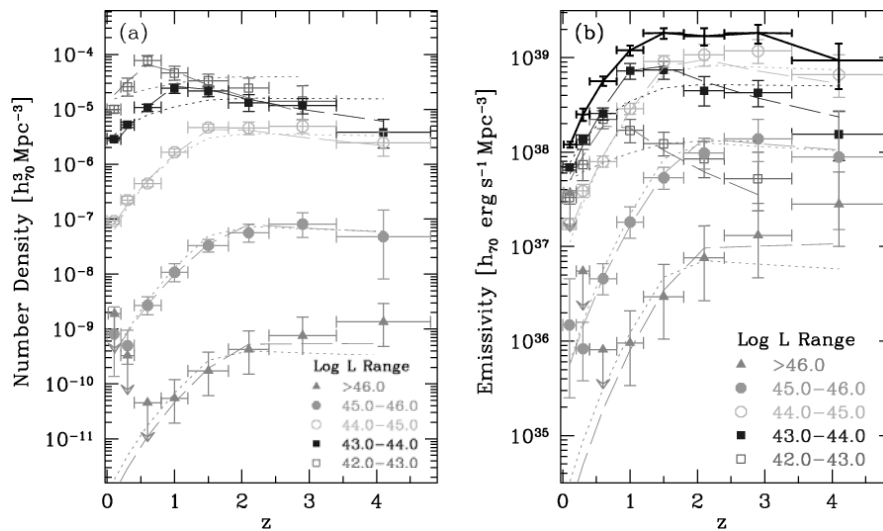


Papovich et al. (2006)

Spitzer(MIPS)で測定した星形成率  
(星質量選択銀河)

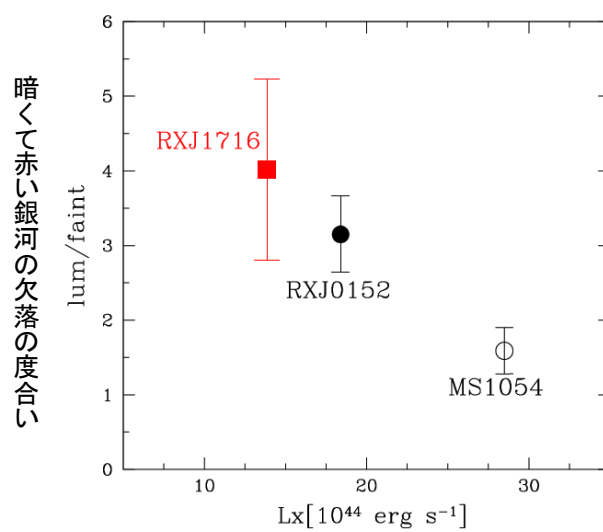


# AGNにみるダウンサイジング



Hasinger et al. (2005)

# ダウンサイジングの銀河団規模依存性



Koyama, TK, et al. (2007)

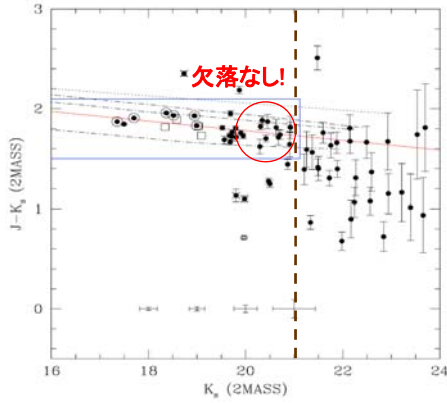


# ダウンサイジングの環境依存性

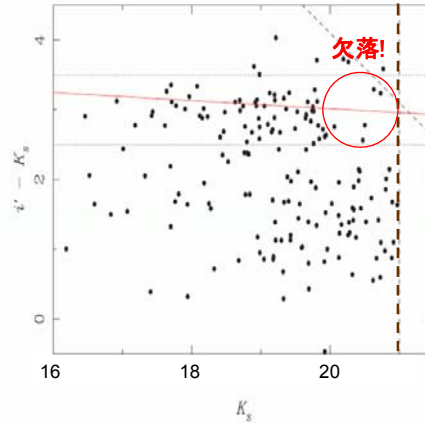
CL1252 ( $z=1.24$ )

Cluster Core

Composite Groups



Lidman et al. (2004)



Tanaka, TK, et al. (2007a)



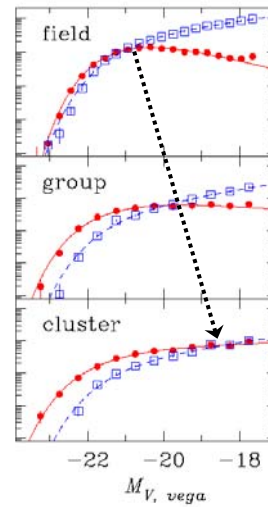
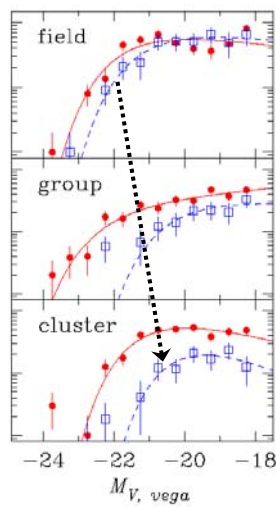
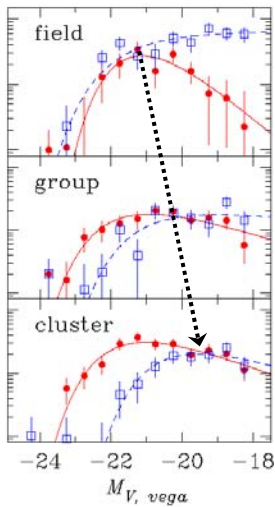
# ダウンサイジングの環境依存性

red/blue galaxies

RXJ0152 ( $z=0.83$ )

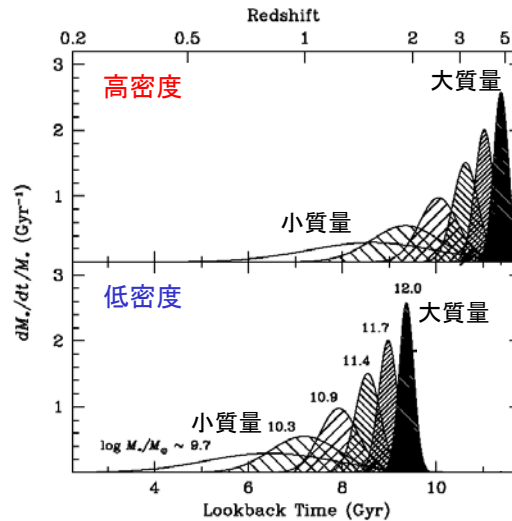
CL0016 ( $z=0.55$ )

SDSS ( $z=0$ )



Tanaka, TK, et al. (2005)

## 星形成史の環境と銀河質量依存性



Thomas et al.  
(2005)

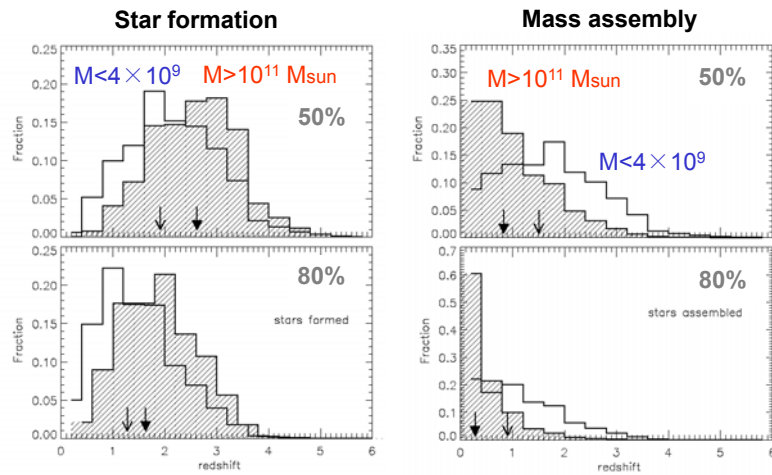
高密度・大質量 → 低密度・小質量 へと星形成活動が移行する。

## ダウンサイジングの解釈は？

- **あくまで星形成の話。** 銀河が合体して質量が成長することを除外するわけではない。(質量集積と星形成とは同じプロセスではない)  
 実際、赤い銀河同士の合体が見られる。(星形成が伴わない合体をドライ・マージャーともいう。)
- とはいえ、ボトムアップを逆転して大きな銀河を早く作るには、**強い銀河形成バイアス**が必要。  
 銀河は自分が将来どのような質量の銀河になるかを知っている！？  
 大きな銀河になるものは早く星形成活動(質量集積も)を行なう。つまりもともと揺らぎが大きくて、銀河ができやすいところに大きな銀河のたねがある。
- **小さな銀河の星形成活動をどうやって遅らせるか、または長時間継続させるか？** 超新星爆発などによって簡単に吹き飛ばしてしまう。背景紫外光によって小銀河の形成が阻害される？ 出たガスがまた戻ってきては再度星形成を行う？

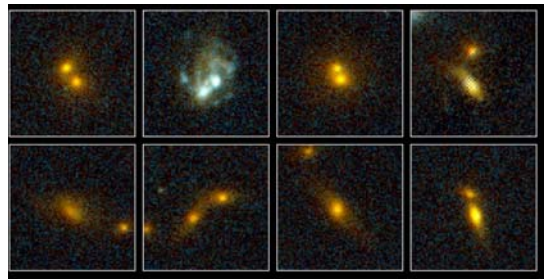
## 銀河形成モデルにみるダウンサイジング

Millennium simulation (N-body) + Munich semi-analytic model



大楯円銀河は小楯円銀河に比べて  
星形成は早いですが、質量の集積は遅い。 De Lucia et al. (2006)

## ドライ・マージャー 最近の銀河の質量集積

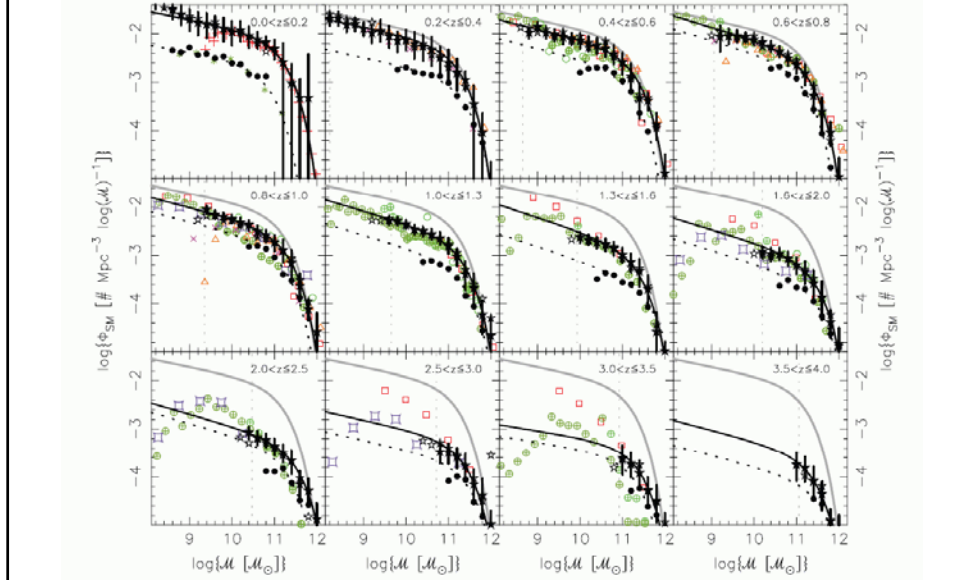


MS1054 cluster (z=0.81) , van Dokkum et al. (1998)

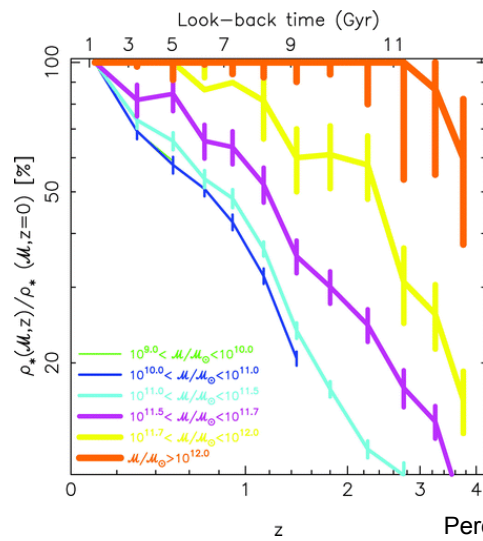
星形成活動を終えた赤い銀河同士が合体して質量だけが成長する。

## 質量集積のダウンサイジング！？

28,000 galaxies over 664 arcmin<sup>2</sup>, 3.6-4.5micron selected (Perez-Gonzalez et al. 2008)



## 質量集積のダウンサイジング！？

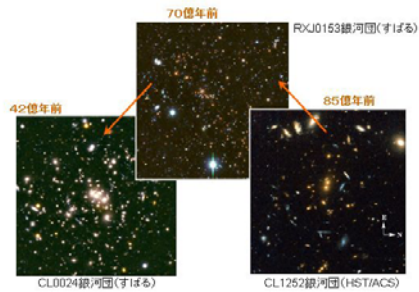


Perez-Gonzalez et al. (2008)

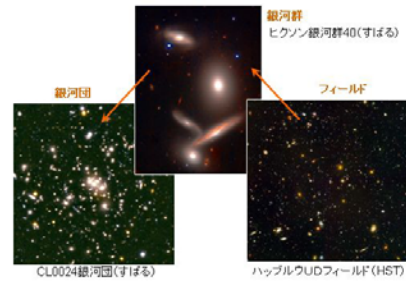
質量の大きな銀河ほど質量集積も早い！これは現在の階層的銀河形成モデルに抵触する？

## 『すばる望遠鏡を用いた銀河形成・進化の研究』

### 銀河の考古学（時系列）



### 銀河の生態学（環境軸）



我々はすばる望遠鏡の集光力と広視野の特長を生かし、  
銀河の「考古学」と「生態学」を行なっている。  
その両者が相まって銀河宇宙の成り立ちを明らかにしつつある。

原始銀河、原始銀河団、再電離、宇宙大規模構造、銀河形態分岐、環境効果...

## 5. 銀河研究の将来（光赤外＋ALMA）

## 問題提起

### ➤ 初期質量関数？

諸悪の根源！（星形成率も星質量も決まらない！）理論は程遠い。観測的に何とか決める方法はないか？

### ➤ 星形成のフィードバック？

銀河形成過程において最も分かっていない物理過程。  
化学進化の情報からガス放出（アウトフロー）への制限。

### ➤ 銀河形成バイアス（先天的環境効果）？

遠方宇宙での環境効果（星質量や星年齢）は？ 星形成率の環境依存性が遠方で逆転するはず。バイアスの直接検証。

### ➤ 大質量銀河形成における星形成と質量集積の相対寄与？

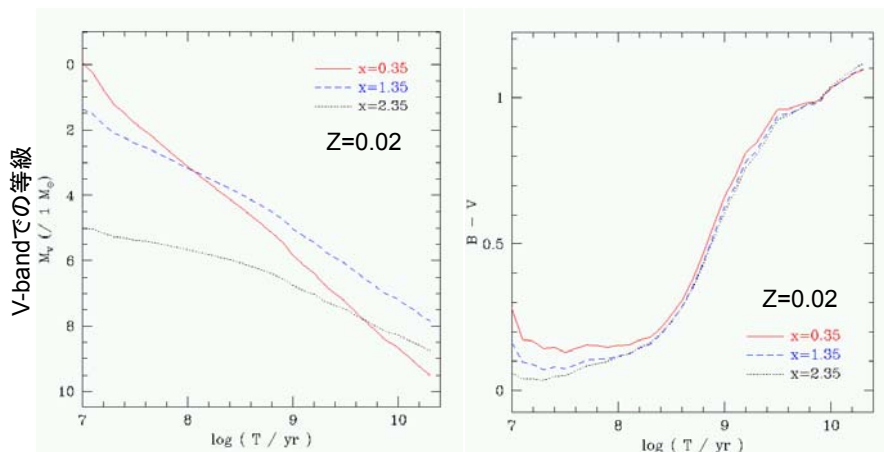
### ➤ 遠方宇宙の星形成はどれだけダストに隠されているか？

サブミリによる形成途上銀河の観測。合体銀河の頻度。

### ➤ 遠方銀河動物園から科学館へ

共通の進化段階指標（星質量、ガス質量、力学質量、DH質量、星形成率）

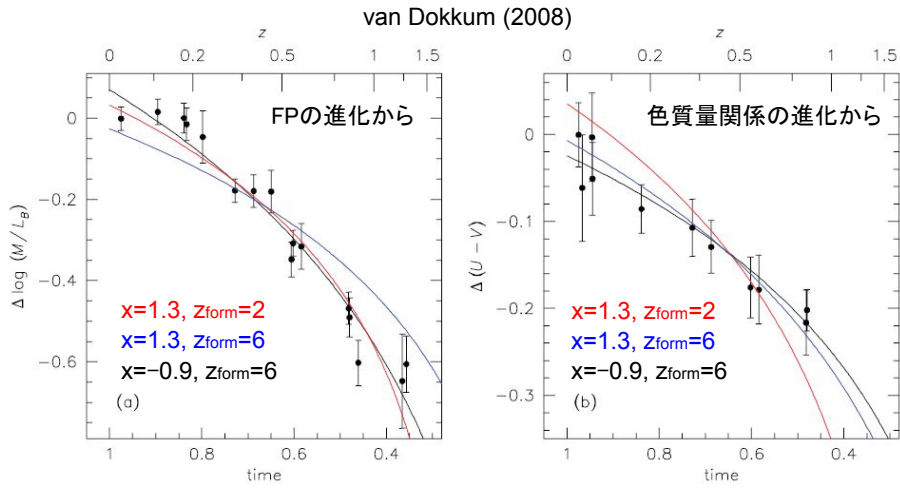
## 光度進化率と色進化率のIMF依存性 (SSP)



IMFに大きく依存する

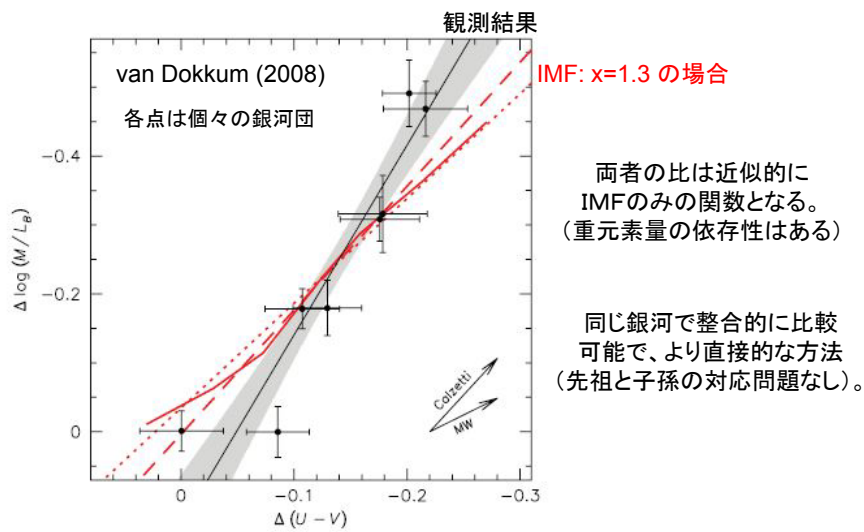
IMFにあまり依存しない

## 光度進化量と色進化量 (銀河団早期型銀河)



一方で、ある決まった時間幅の進化量は、星年齢(銀河形成期)にも依存する。  
 従って両者を組み合わせれば、IMFの情報と星年齢の情報が得られる。  
**星年齢が大きく( $z_{\text{form}} \sim 3.7$ )、フラットなIMF( $x \sim -0.3$ )を支持。**

## 光度進化量と色進化量の比 (銀河団早期型銀河)



**光度進化が相対的に大きく、フラットなIMF ( $x \sim -0.1$ ) が支持される。**



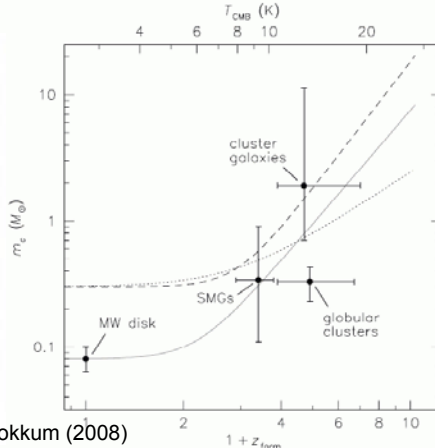
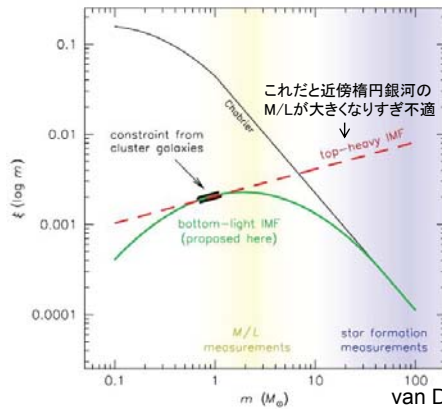
## 遠方でIMFがボトムライト(トップヘビー)になるのは自然

$$\text{Jean mass} \propto \rho^{1/2} T^{3/2}$$

$$T_{\text{CMB}} \propto (1+z)$$

⇒ 星質量の下限が遠方で増大

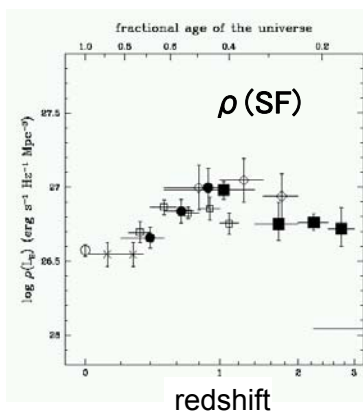
ログノーマルIMFを仮定した場合の $m_c$ の進化



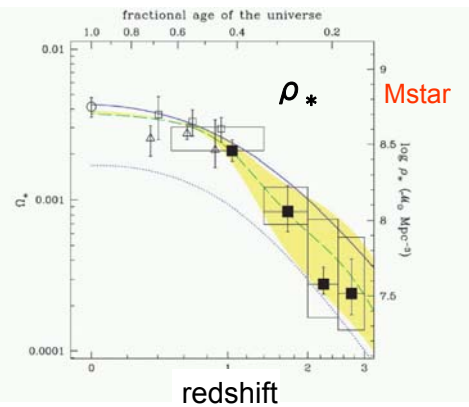
van Dokkum (2008)

大質量星から測定している遠方 ( $z > 4$ ) の星形成率は3~4倍過大評価している！  
ただし、化学進化の観点から本当に大丈夫か？ (未検証)

## 宇宙の大局的星形成史と星質量密度進化史



H $\alpha$   
FIR  
など

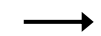


大質量星の寄与



小質量星の寄与

$$\rho(\text{SF}) / \dot{\rho}_*$$



IMF (z)

## 星形成率密度 vs. 星質量密度

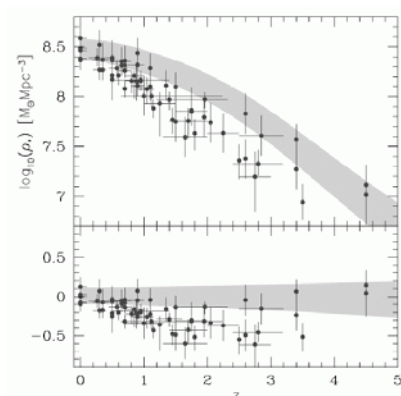


Figure 5. The observed stellar mass density [ $\rho_{\text{obs}}(z)$ , points] compared with the stellar mass density implied by the SFH [ $\rho_{\text{SFH}}(z)$ , shaded area] assuming an  $\xi_b(\alpha_2 = 2.15)$  IMF. The bottom panel shows the logarithmic residual between the  $\rho_{\text{obs}}(z)$  and  $\rho_{\text{SFH}}(z)$ .

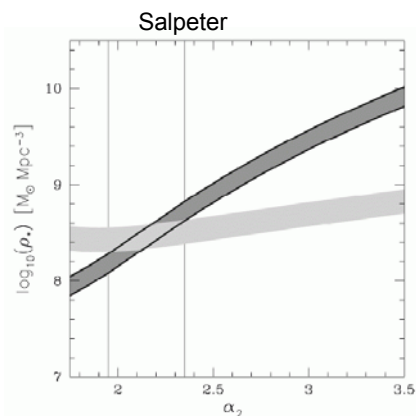


Figure 4. The local (i.e.  $z \sim 0$ ) stellar mass density as predicted from the HB06 SFH (dark shaded area) and that from observations (light shaded area) assuming an IGIMF equivalent to  $\xi_b$  but with a high-mass slope  $\alpha_2$ . The vertical lines indicate the allowed range of  $\alpha_2$  ( $1.95 < \alpha_2 < 2.35$ ).

Wilkins et al. (2008b)

## 問題提起

### ➤ 初期質量関数？

諸悪の根源！（星形成率も星質量も決まらない！）理論は程遠い。観測的に何とか決める方法はないか？

### ➤ 星形成のフィードバック？

銀河形成過程において最も分かっていない物理過程。  
化学進化の情報からガス放出(アウトフロー)への制限。

### ➤ 銀河形成バイアス(先天的環境効果)？

遠方宇宙での環境効果(星質量や星年齢)は？ 星形成率の環境依存性が遠方で逆転するはず。バイアスの直接検証。

### ➤ 大質量銀河形成における星形成と質量集積の相対寄与？

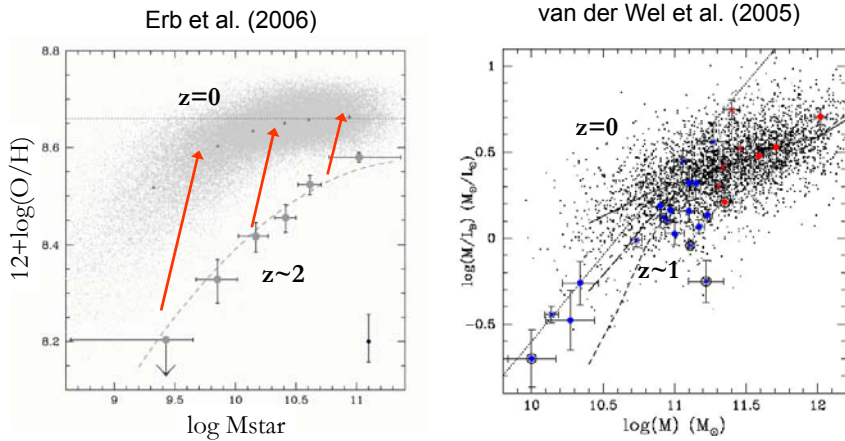
### ➤ 遠方宇宙の星形成はどれだけダストに隠されているか？

サブミリによる形成途上銀河の観測。合体銀河の頻度。

### ➤ 遠方銀河動物園から科学館へ

共通の進化段階指標(星質量、ガス質量、力学質量、DH質量、星形成率)

## 銀河の化学進化にみるダウンサイジング

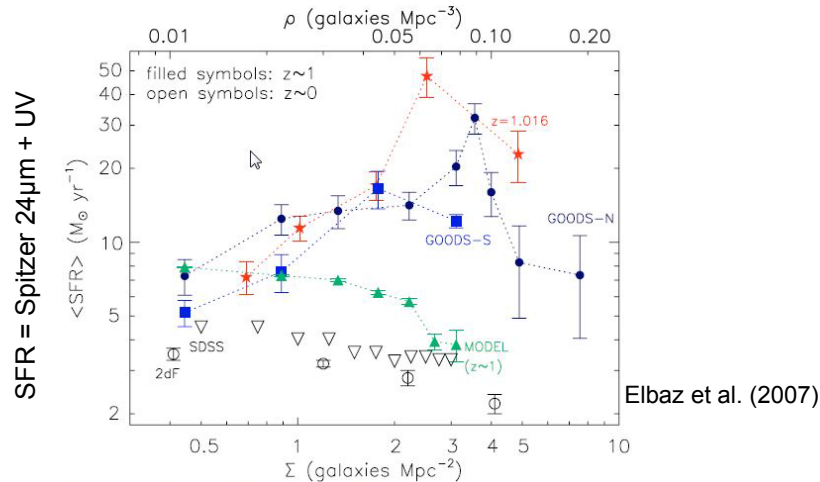


化学進化  
 ↓ フィードバック(アウトフロー)の質量依存性  
 星形成史

## 問題提起

- **初期質量関数？**  
 諸悪の根源！（星形成率も星質量も決まらない！）理論は程遠い。観測的に何とか決める方法はないか？
- **星形成のフィードバック？**  
 銀河形成過程において最も分かっていない物理過程。  
 化学進化の情報からガス放出(アウトフロー)への制限。
- **銀河形成バイアス(先天的環境効果)？**  
 遠方宇宙での環境効果(星質量や星年齢)は？ 星形成率の環境依存性が遠方で逆転するはず。バイアスの直接検証。
- **大質量銀河形成における星形成と質量集積の相対寄与？**
- **遠方宇宙の星形成はどれだけダストに隠されているか？**  
 サブミリによる形成途上銀河の観測。合体銀河の頻度。
- **遠方銀河動物園から科学館へ**  
 共通の進化段階指標(星質量、ガス質量、力学質量、DH質量、星形成率)

## 星形成—密度関係はいつ逆転するか？ (銀河形成バイアス)

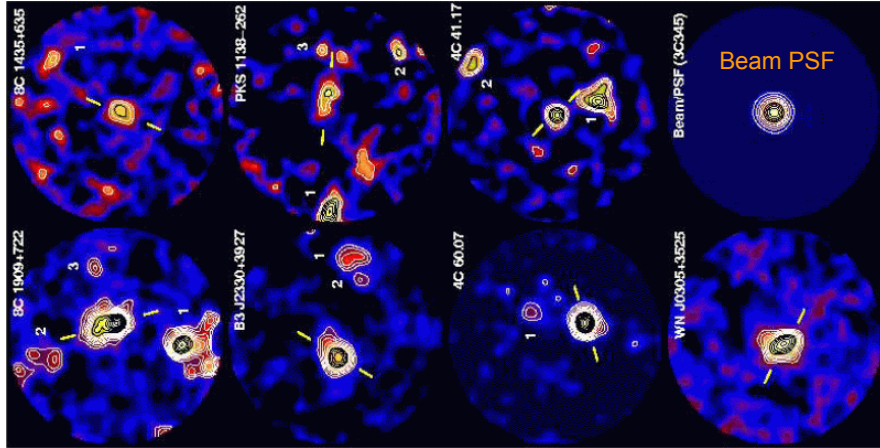


z~1では既にある密度まで逆転の傾向。  
いずれは銀河団中心で<SFR>が最大になる？

## 問題提起

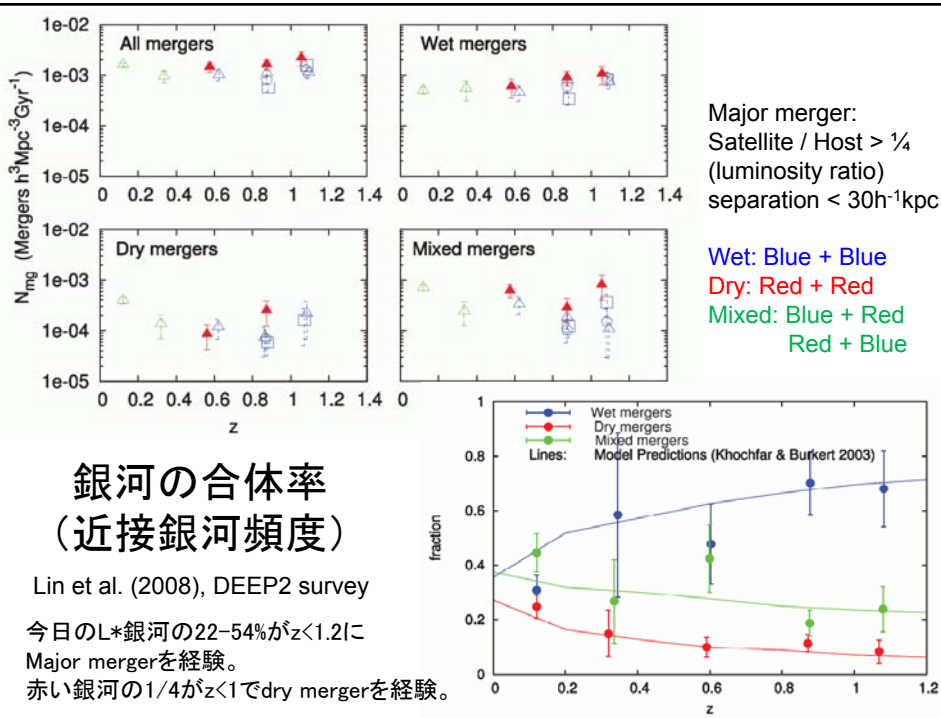
- **初期質量関数？**  
諸悪の根源！（星形成率も星質量も決まらない！）理論は程遠い。観測的に何とか決める方法はないか？
- **星形成のフィードバック？**  
銀河形成過程において最も分かっていない物理過程。  
化学進化の情報からガス放出（アウトフロー）への制限。
- **銀河形成バイアス（先天的環境効果）？**  
遠方宇宙での環境効果（星質量や星年齢）は？ 星形成率の環境依存性が遠方で逆転するはず。バイアスの直接検証。
- **大質量銀河形成における星形成と質量集積の相対寄与？**
- **遠方宇宙の星形成はどれだけダストに隠されているか？**  
サブミリによる形成途上銀河の観測。合体銀河の頻度。
- **遠方銀河動物園から科学館へ**  
共通の進化段階指標（星質量、ガス質量、力学質量、DH質量、星形成率）

## 7つの電波銀河周りの原始銀河団 ( $2.1 < z < 4.3$ )のサブミリ観測

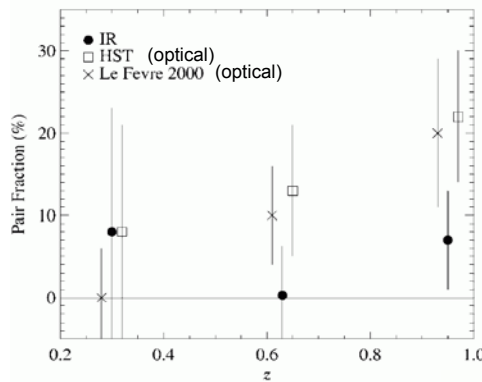


JCMT/SCUBA, Stevens et al. (2003)

最近東大グループによってAZTEC/ASTEでも精力的に観測がおこなわれている。将来ALMAにも期待。



# 銀河合体率（近赤外）



Bundy et al. (2004)  
CISCO  
CFRS/Groth Strip

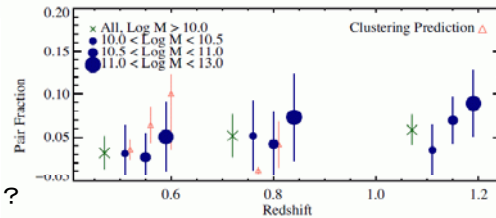
近赤外でカウントすると合体率はほぼ一定。

可視で見えていた急激なmajor merger率の増加は、近接相互作用によるバーストで合体相手の銀河が明るくなって、メジャーマージャーと誤認される効果に関与している疑いがある。

separation < 20h<sup>-1</sup>kpc

Bundy et al. (2009)  
MOIRCS  
GOODS-N

重い銀河ほど合体銀河の割合が高い傾向？



## 問題提起

### ➤ 初期質量関数？

諸悪の根源！（星形成率も星質量も決まらない！）理論は程遠い。観測的に何とか決める方法はないか？

### ➤ 星形成のフィードバック？

銀河形成過程において最も分かっていない物理過程。  
化学進化の情報からガス放出（アウトフロー）への制限。

### ➤ 銀河形成バイアス（先天的環境効果）？

遠方宇宙での環境効果（星質量や星年齢）は？ 星形成率の環境依存性が遠方で逆転するはず。バイアスの直接検証。

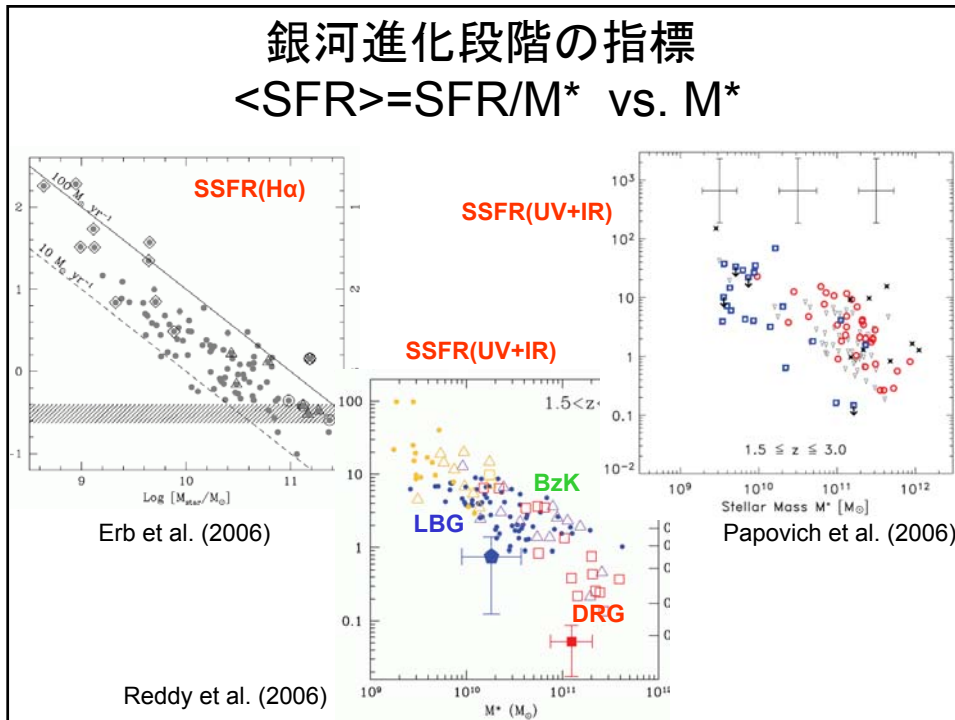
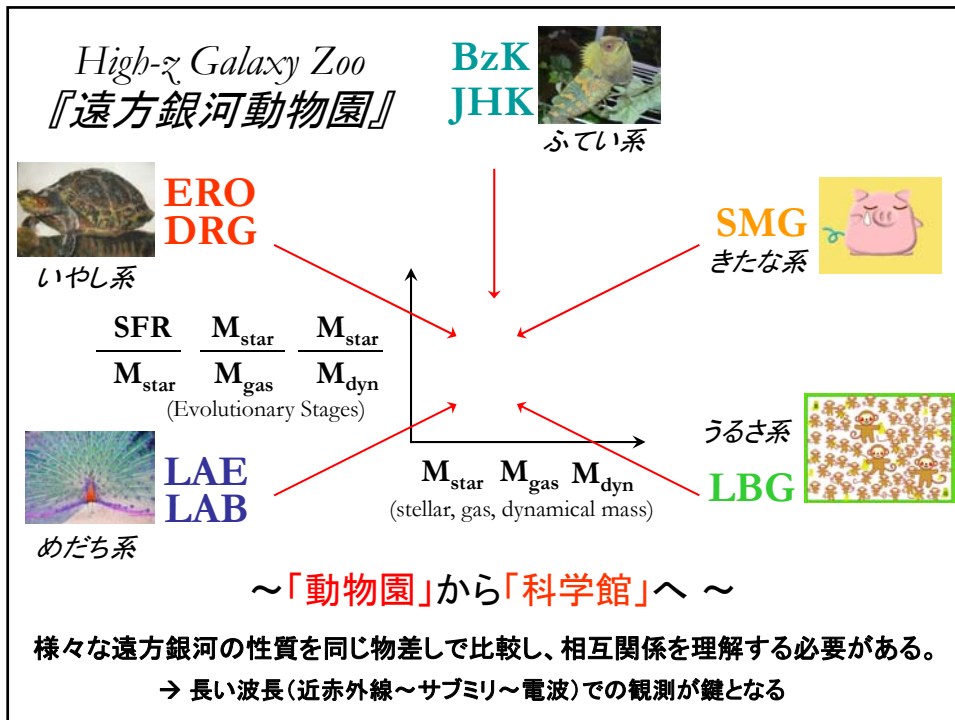
### ➤ 大質量銀河形成における星形成と質量集積の相対寄与？

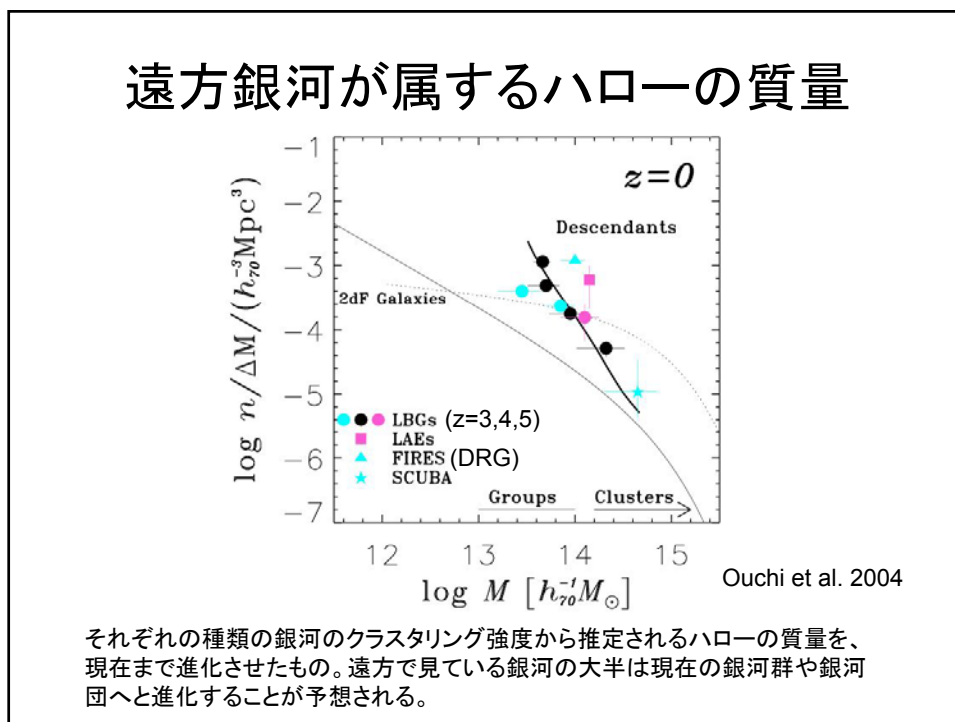
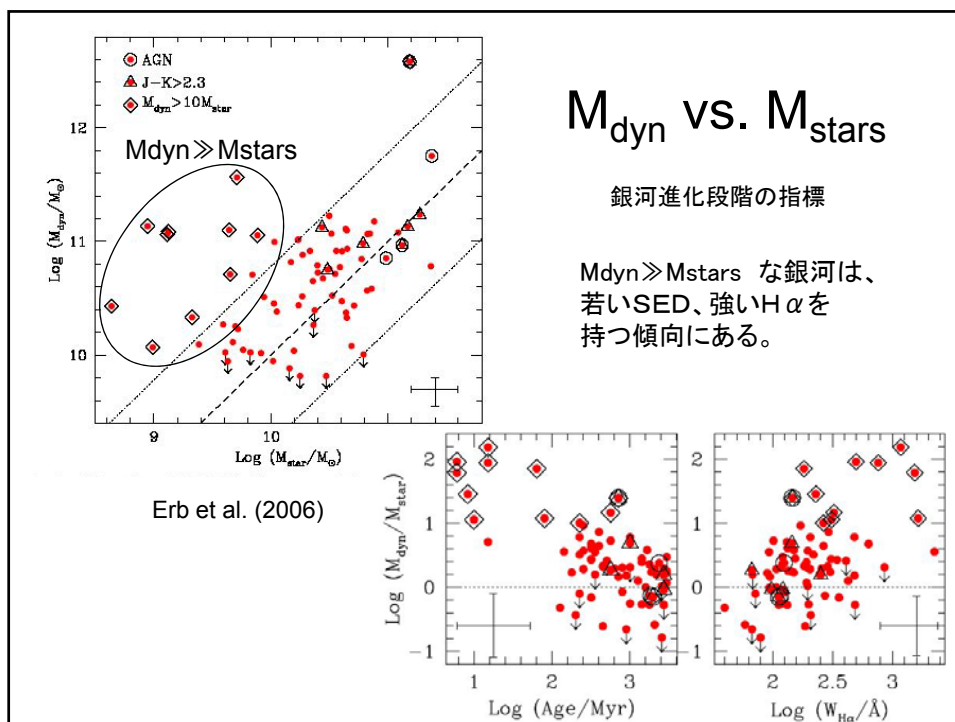
### ➤ 遠方宇宙の星形成はどれだけダストに隠されているか？

サブミリによる形成途上銀河の観測。合体銀河の頻度。

### ➤ 遠方銀河動物園から科学館へ

共通の進化段階指標（星質量、ガス質量、力学質量、DH質量、星形成率）

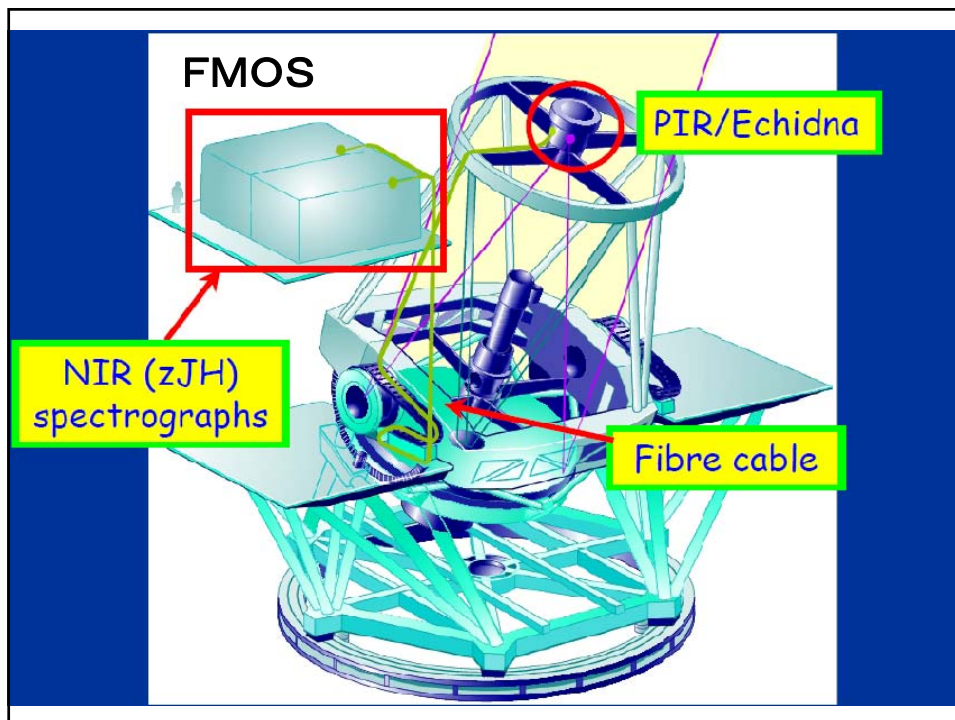


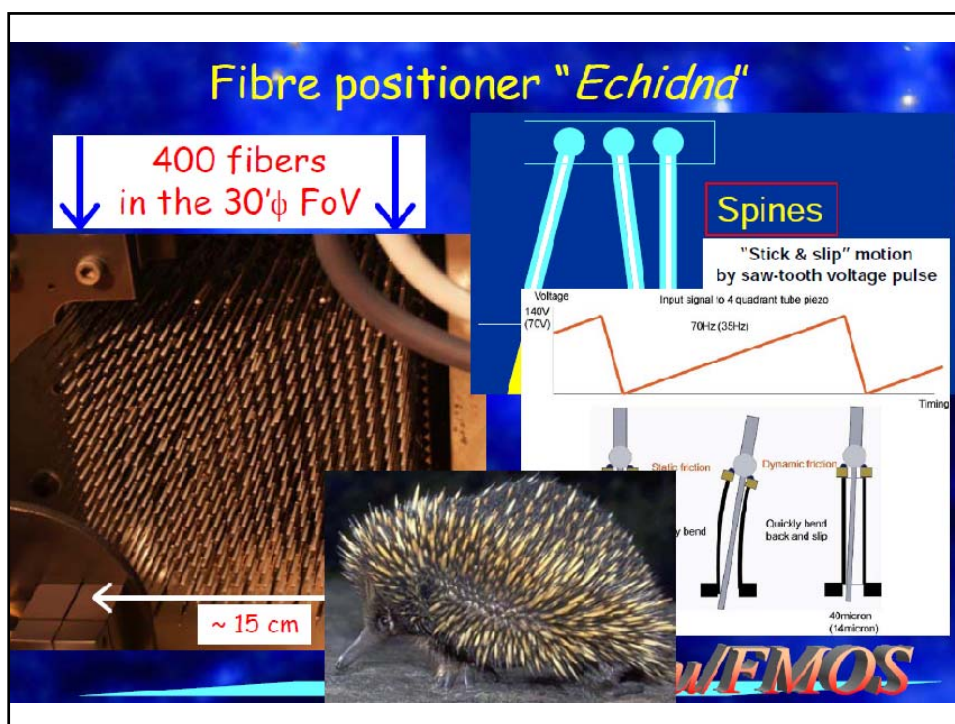




## すばるの次期広視野観測装置

- **FMOS: 30分角 $\phi$ 、400天体同時近赤外分光**  
星形成史、化学進化史、力学質量
- **Hyper-Suprime-Cam: 2平方度、可視撮像**  
非常にレアな天体の探査 (eg. 再電離期の銀河)、究極の大規模構造 & 環境効果の研究
- **WFMOs? : 2平方度、4000天体同時可視分光**  
 $z \sim 1$ でSDSS的な超大規模サーベイ (~100平方度) を行い、銀河の性質 (形態、星形成率など) を環境と質量の関数として見尽くす。





FMOS Window ( $0.9 < \lambda [\mu\text{m}] < 1.8$ )

- $H\alpha$  (6563 Å) :  $0.4 < z < 1.7$  ( $1.05 < z < 1.2$ を除く)
- [OII] (3727 Å) :  $1.4 < z < 3.8$  ( $2.6 < z < 2.9$ を除く)
- [OIII] (5007 Å) :  $0.8 < z < 2.6$  ( $1.7 < z < 1.9$ を除く)
- $H\beta$  (4861 Å) :  $0.85 < z < 2.7$  ( $1.77 < z < 2$ を除く)

$30' = 30\text{Mpc}$  ( $z=1$ ),  $50\text{Mpc}$  ( $z=2$ )

$0.4 < z < 4$  銀河の星形成史/化学進化/力学質量とその環境依存性

## FMOSの役割

➤ 大規模構造の効率的な分光確認と力学質量の測定

400天体 @ 30'  $\phi$

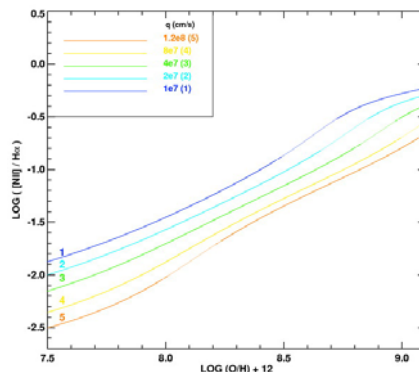
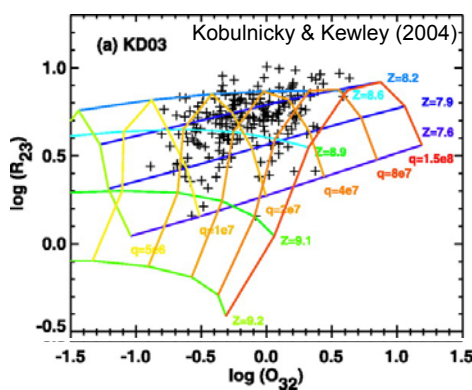
➤ 星形成史を詳細に分解

H $\alpha$ 輝線 + バルマー吸収線 + SED + ダスト補正  
 10<sup>7</sup>年                      10<sup>8-9</sup>年                      >10<sup>9</sup>年 (H $\alpha$ /H $\beta$ )  
 星形成バースト? 減衰時間? → 物理過程への制限

➤ ガスの化学進化とAGN診断

NII/H $\alpha$  および (OII+OIII)/H $\beta$  → HII領域の重元素量

### 銀河ガスの重元素量の測り方(輝線比を使う)



OII, OIII, H $\beta$ を使う方法

$$\log R_{23} \equiv \frac{I_{[O\ II]\lambda 3727} + I_{[O\ III]\lambda 4959} + I_{[O\ III]\lambda 5007}}{I_{H\alpha}}$$

重元素量に敏感

$$\log O_{32} \equiv \log \left( \frac{I_{[O\ III]\lambda 4959} + I_{[O\ III]\lambda 5007}}{I_{[O\ II]\lambda 3727}} \right)$$

電離温度に敏感

[NII]/H $\alpha$ を使う方法

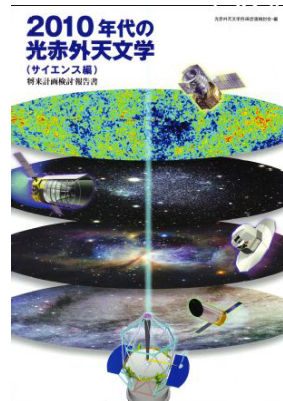
(すぐお隣同志のラインで簡便)

R23/O32だけでは解が一意に決まらないことに注意。NII/H $\alpha$ を併用すれば良い。

# 光赤外将来計画検討会 銀河班

大内、太田(耕)、小林(尚)、須佐、西、  
松原(英)、山田(亨)、児玉(班長)

2003年に主に活動し、  
レポートにまとめた。



## 主なテーマと必要となる観測装置

テーマ	観測ターゲット	望遠鏡形態	観測モード
初代天体の形成現場	$Ly\alpha$ (cooling), $H_2$ , UV, $Ly\alpha$ ( $H_{II}$ ) at $z = 3 - 20$	スペース > 4m 地上 > 20m	NB-imaging 2-50 $\mu$ m
宇宙の再電離史	$Ly\alpha$ , $H\alpha$ , UV at $z = 6 - 20$	スペース 4m 地上 > 20m	NB-imaging 1-10 $\mu$ m
形成途中銀河の内部構造 星形成の局在、伝搬 ガスの流出入 球状星団の形成	$Ly\alpha$ , $H\alpha$ at $z = 3 - 7$	地上 > 20m スペース 4m	IFU spectroscopy 0.5-5 $\mu$ m
銀河基本構造の獲得 形態 (size, bulge/disk) 内部運動、質量 (TF/FP) 星形成 ( $b=SFR/\langle SFR \rangle$ ) 化学進化 (SFH, IMF)	$Ly\alpha$ , $H\alpha$ , OII, Balmer lines, NIR at $z = 1 - 7$	スペース 4m 地上 > 20m	wide imaging, spectroscopy 0.5-10 $\mu$ m
矮小銀河の形成	OII, $H\alpha$ , NIR at $z = 1 - 10$	スペース 4m 地上 > 20m	imaging, spectroscopy 1-10 $\mu$ m
宇宙大規模構造の形成 と銀河進化	NIR at $z = 1 - 10$	スペース 4m	wide imaging 1-10 $\mu$ m
AGN-Galaxy connection	$H\alpha$ , NIR at $z = 1 - 20$	スペース 4m	wide imaging 1-20 $\mu$ m
IGM の進化	abs lines at $z = 1 - 7$	地上 > 20m	spectroscopy 0.5-2.6 $\mu$ m

# 遠方銀河のキーサイエンス

(光赤外将来計画検討会、銀河班レポートから)

- 初代天体の発見と宇宙電離史の解明  
→ スペース広視野撮像、分光追観測 (Ly $\alpha$ , H $\alpha$ )
- 形成途上銀河の内部構造の解明  
→ 面分光 (IFU) Ly $\alpha$ は地上、H $\alpha$ /NeIIはスペース
- 銀河形態、種族の起源の解明  
→ スペース広視野撮像、地上AO撮像、地上分光  
(アセンブリ、 $z > 3$ の形態) ( $z < 3$ の形態) (内部運動)

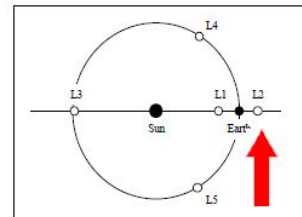
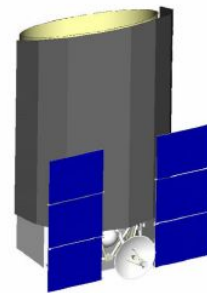
地上超大型 (30mクラス) とスペース大型 (3.5mクラス) は両方必要

SPICA



## SPICA 概要

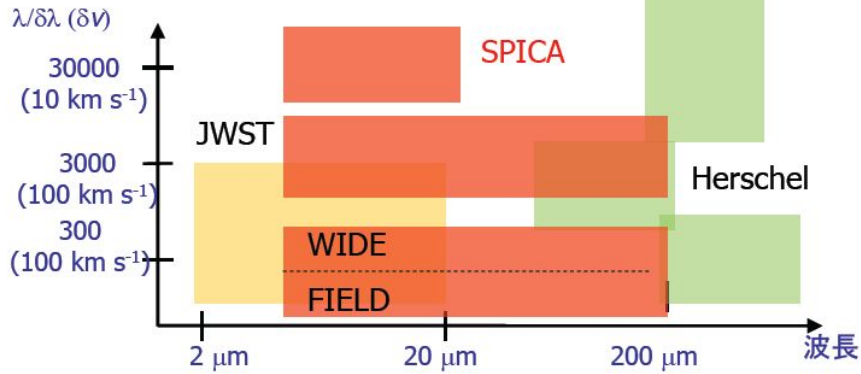
- 目的
  - 銀河の誕生と進化過程の解明
  - 惑星系形成過程の総合理解
  - ラグランジュ点利用技術の開拓
- 仕様
  - 望遠鏡: 3.5m, 4.5 K
  - 必須波長域: 5-200  $\mu$ m
    - 中間赤外線観測装置
      - コロナグラフ (オプション)
    - 遠赤外線観測装置
  - 軌道: 太陽-地球系のラグランジュ点L2周りのハロー軌道
  - 重量: 3.2 t
- 打上: 2017年 (H-IIA)



SPICA



## SPICA焦点面観測装置



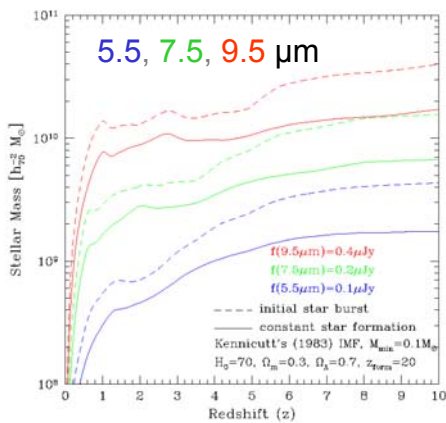
広視野 他にないモード 高感度

5

## SPICAの役割

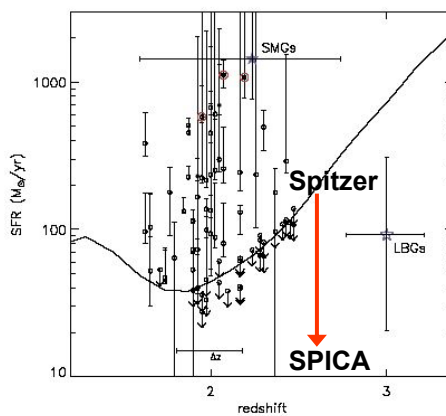
星質量選択の銀河、ダストに隠された星形成活動、H $\alpha$ 再電離、高い空間分解能

5~10  $\mu$ m  $\rightarrow$  星質量



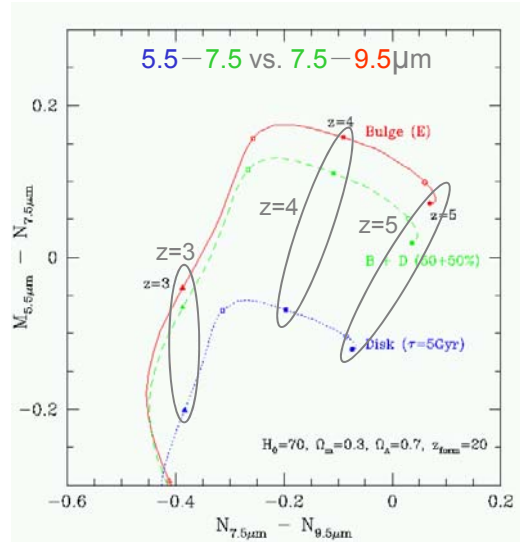
(1-2)  $\times 10^9 M_{\odot}$  to  $z \sim 5$

PAH 輝線  $\rightarrow$  Dusty SFR



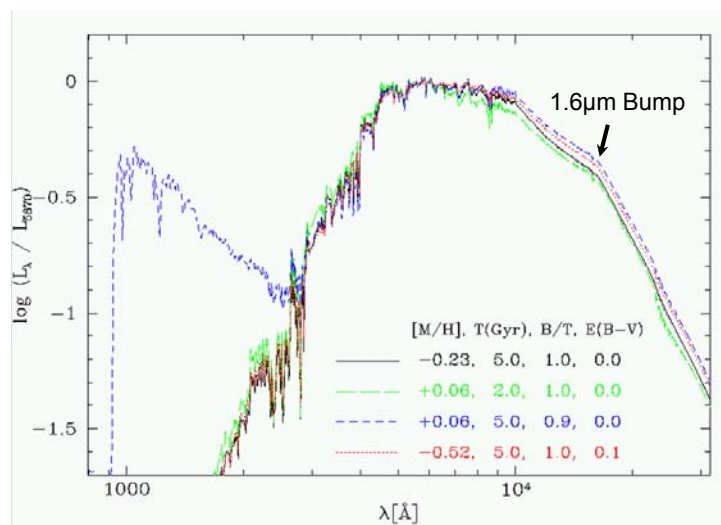
100  $M_{\odot}/\text{yr}$  (Spitzer)  
 $\rightarrow$  10  $M_{\odot}/\text{yr}$  (SPICA)@ $z \sim 3$

## 測光学的距離決定 at 5~10 $\mu$ m



1.6 $\mu$ m bump ( $H^-$  opacity minimum)を利用 Based on Kodama et al.'s (1999) model

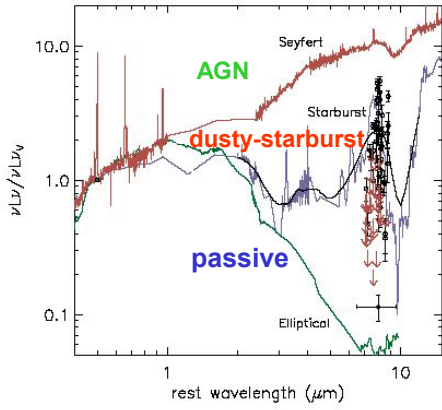
## 1.6ミクロン・バンプ



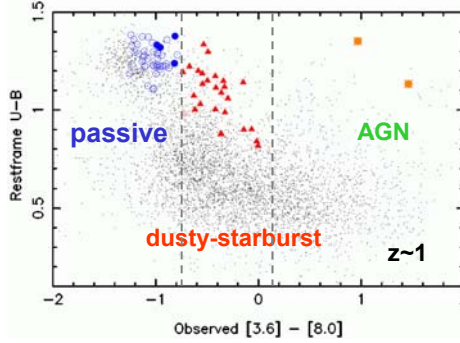
星大気での $H^-$ 吸収係数ミニマムによるバンプ

# AGN/Starburst/Passiveの分離

Webb et al. (2006)



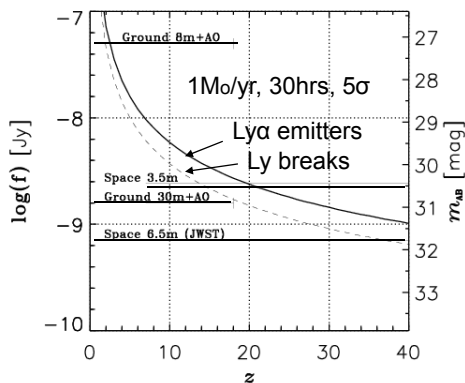
Wilson et al. (2006)



静止波長1~5  $\mu\text{m}$  の傾きを使って AGN / SB / E を分離できる。

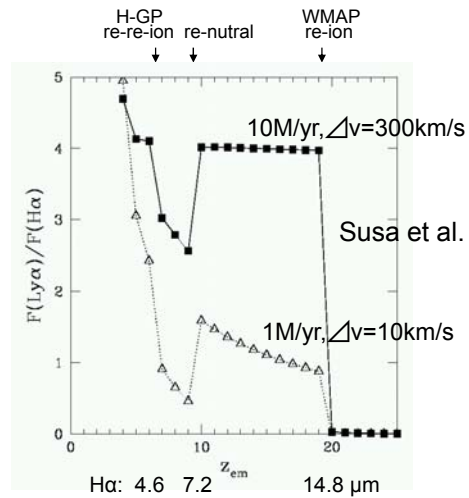
# 初代天体と再電離史 to z~20

First Galaxies



Ouchi et al.

Reionization History



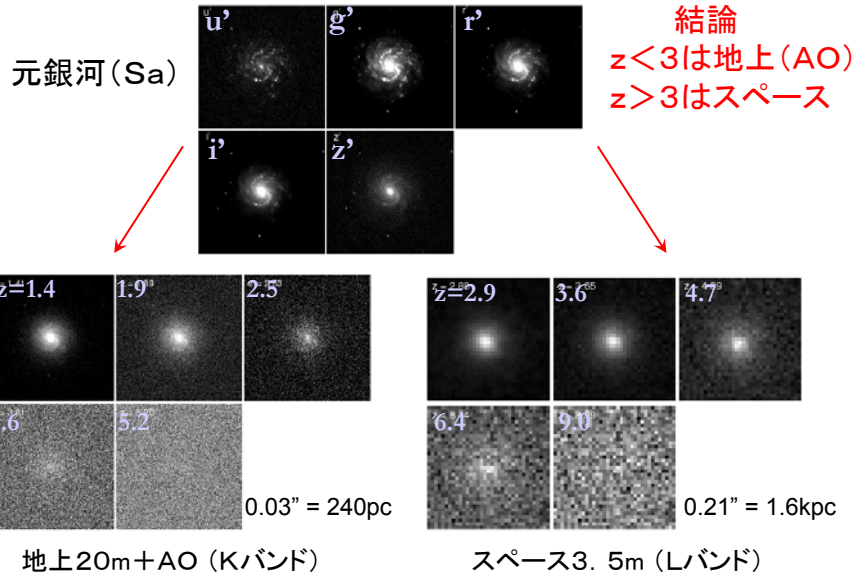
Susa et al.

Ly $\alpha$  は僅かな中性水素でも散乱・吸収されてしまうので、再電離のより初期段階を探るには H $\alpha$  が有利。



# 遠方銀河の形態を見る

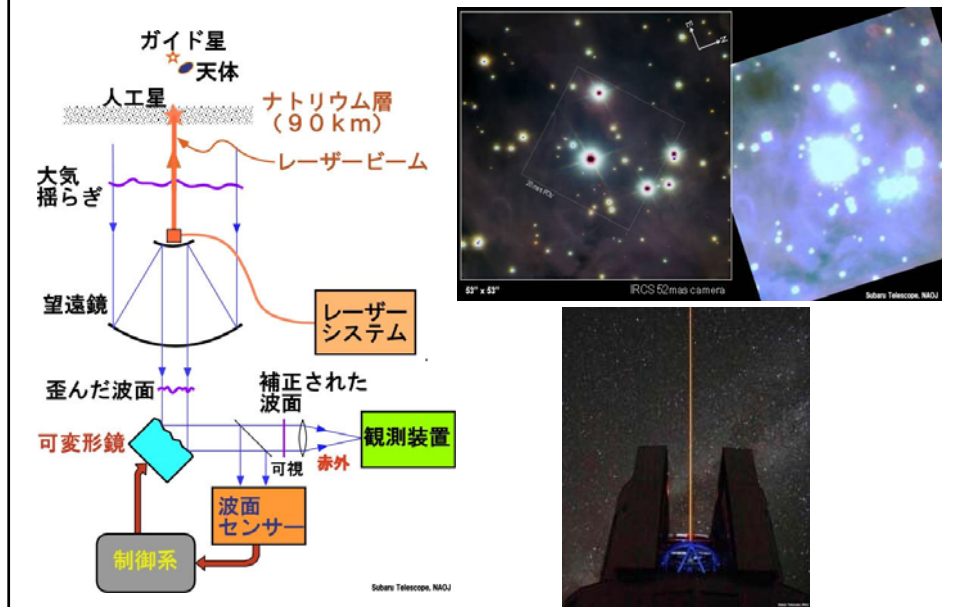
Minowa et al. (2004)



## 世界の次世代超大型望遠鏡計画



## すばる望遠鏡の補償光学システム(AO)



集光力 :  $D^2$

点源の大きさ(AO) :  $1/D$  (回折限界)、面積では $(1/D)^2$

$$\text{Signal} \propto D^2$$

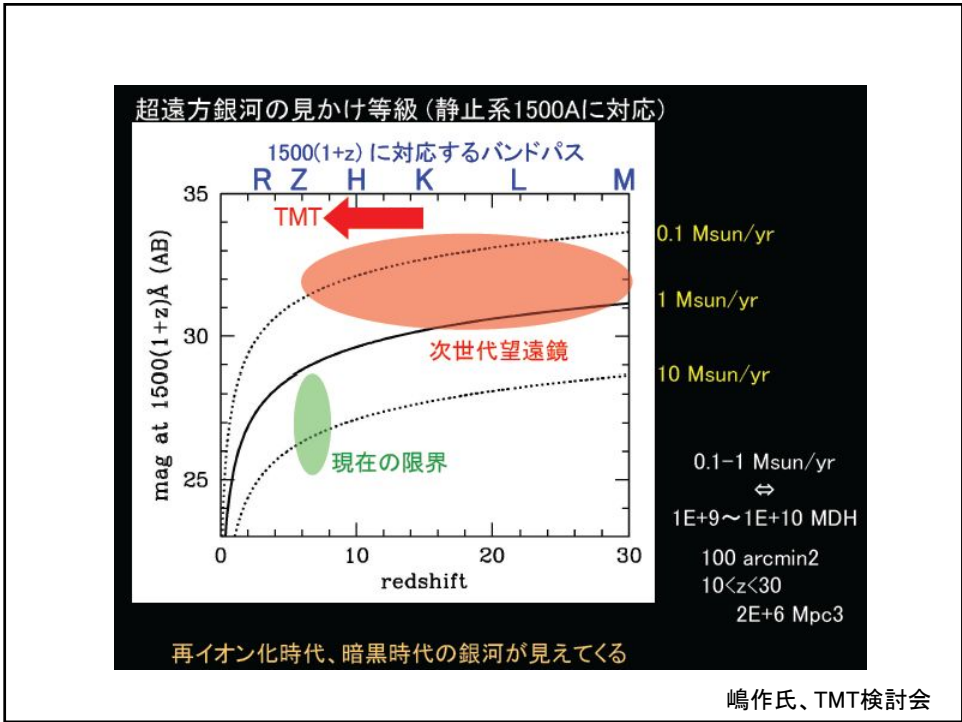
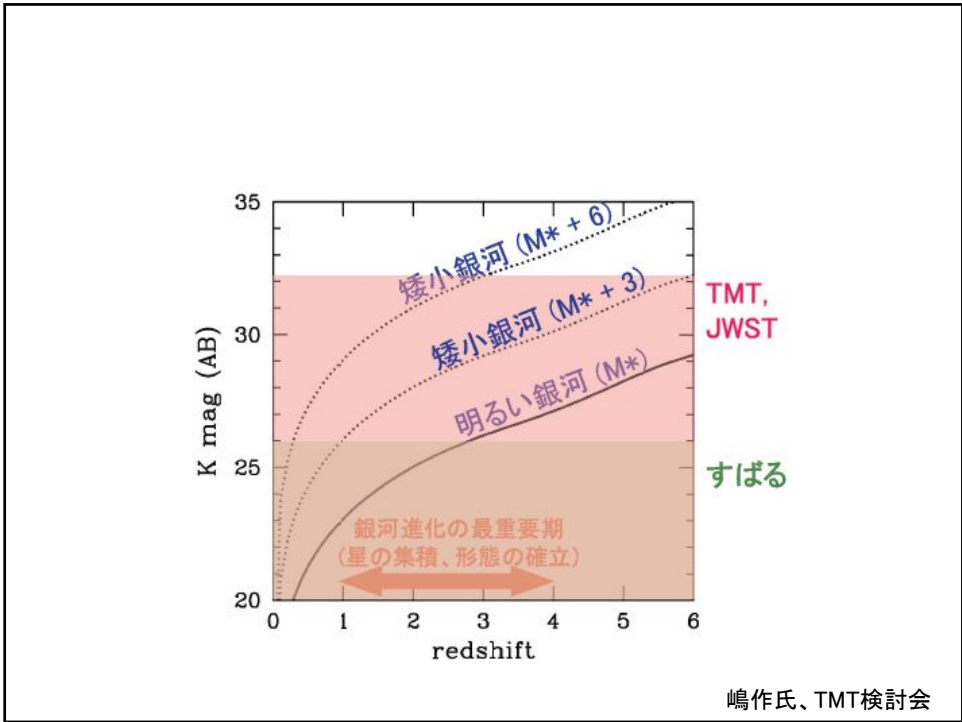
$$\text{sky} \propto D^2 / D^2 = \text{const}$$

$$\text{Noise} \propto \text{sqrt}(\text{sky}) = \text{const}$$

$$\text{S/N} \propto D^2$$

点源に対して、TMT(30m)はすばる(8m)のおよそ15倍の感度をもつ！





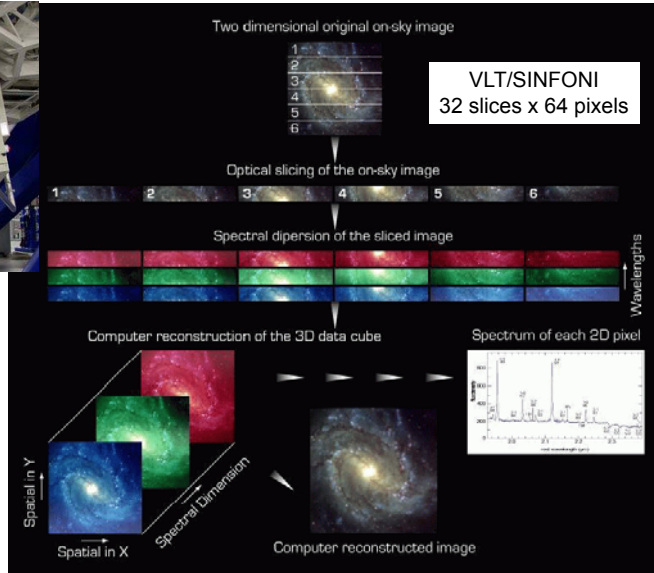
# 面分光装置 (Integral Field Unit)

(銀河の力学的内部構造を詳しく調べられる)



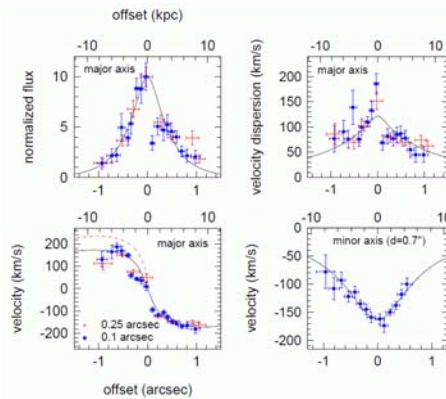
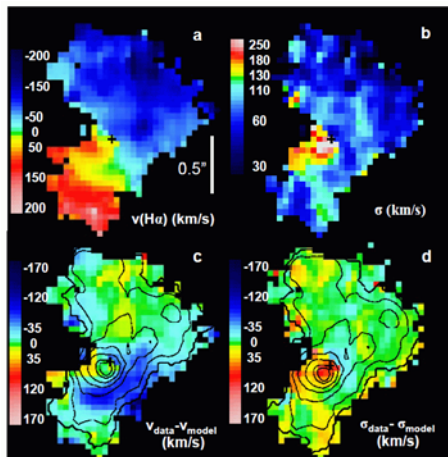
VLT(UT4) / SINFONI

KeckにもOSIRISという  
IFU装置がある。



# 遠方星形成銀河の回転

SINFONI(IFU) + AO → 0.15" resolution (~1.2kpc@z=2.38)



$z=2.38$ ,  $K_s=19.2$ ,  $M_{\text{dyn}}=1.13 \times 10^{11} M_{\odot}$  ( $V_c=230 \text{ km/s}$ ),  
 $M_{\text{stars}}=7.7 \times 10^{11} M_{\odot}$ ,  $R_e=4.5 \text{ kpc}$ ,  $M_{\text{gas}}(\text{H}\alpha)=4.3 \times 10^{10} M_{\odot}$

Genzel et al. (2006, Nature) See also Foerster-Schreiber et al. (2006)

# ALMA(日米欧)

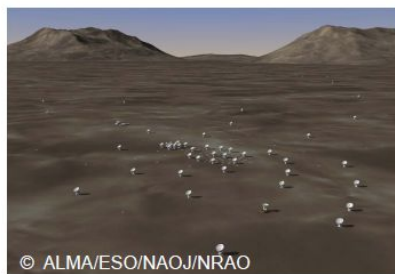
直径12mのアンテナ64台と、アタカマコンパクトアレイ(ACA)16台(直径12mが4台と直径7mが12台)を組み合わせる合計80台の干渉計方式の巨大な電波望遠鏡。



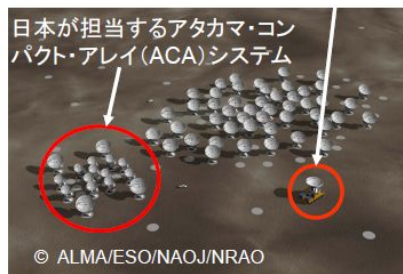
## アルマ完成イメージ図

チリ山頂施設(5,000m)でのアルマ望遠鏡アンテナ群の配置

観測対象に応じて専用の移動台車でアンテナを移動



広範囲(最大18Km、山手線サイズ)に配置  
(高い解像度での観測)



コンパクトに配置  
(高い感度での観測)

2008 July 10-11

銀河ショップALMA(第5回)/ALMA-JT 銀河Su&WGI(第3回)

5

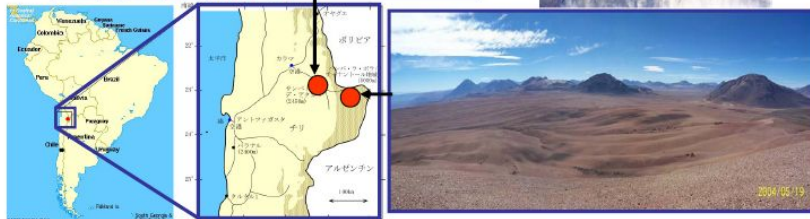
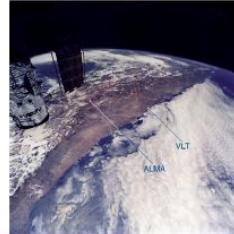
空間分解能=0.1"~0.01"



## アルマ観測所の現地(チリ・アタカマ高地)

### 【最適な立地条件】

- 水蒸気が少なく観測条件が良い
- 高地(標高5,000m)で乾燥
- 十分広い平坦地(10数Km)
- アクセス、治安も良い



山麓施設(標高2,900m)

山頂施設(標高5,000m)

2008 July 10-11

観測ショップALMA(第5回)/ALMA-JT 観測SubWG(第3回)

4



## 主要装置の製造: アンテナ



チリ現地山麓施設(標高2,900m)に設置した4台のACA用12mアンテナ  
(平成20年3月撮影)

2008 July 10-11

観測ショップALMA(第5回)/ALMA-JT 観測SubWG(第3回)

11



## アルマ計画の科学目標

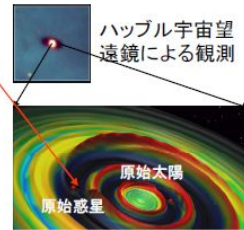
アルマ望遠鏡の特徴を活かし、科学目標を達成する

- ①高い解像度で天体を細かく観測: ハッブル宇宙望遠鏡の10倍
- ②高い感度で遠くの天体を観測: これまでの電波望遠鏡の100倍
- ③高い分光能力で存在する物質を観測: これまでの相関器の10倍

**科学目標 1**  
太陽系以外の惑星系とその形成を解明

**科学目標 2**  
銀河形成と諸天体の歴史を解明

**科学目標 3**  
膨張宇宙史と宇宙物質進化を解明



シミュレーション例  
⇒アルマの観測で検証

2008 July 10-11

銀河シミュレーションALMA(第5回)/ALMA-JT 銀河SubWG(第3回)

## ALMAの役割

**ダストに隠された星形成 + 分子ガス量 + 高い空間分解能 (0.1")**

- **可視～近赤外の観測ではどれほどの星形成活動を見逃しているか?**
  - \* ダストに隠された星形成バースト銀河はどれだけあるか?  
(銀河群や原始銀河団)
  - より深く、より遠く (あかり: 20Msun/yr @ z=0.8 → ALMA: 10Msun/yr @ z>2)
- **どれだけの分子ガスがあり、進化段階はいかほどか?**
  - \* ガスの割合は銀河環境にどのように依存するか?
  - \* 遠方銀河の進化段階(ガス-to-星変換率)は?
- **銀河のどこにガスが残存し、どこで星形成活動をおこなっているか?  
またガスの運動は?**
  - \* 銀河中心にガスが落ち込みバーストしているか、ディスク全体で星形成をしているか? (cf., あかり: 5" @ 15 μm)
  - \* 銀河風(アウトフロー)や回転はいつおこるか?

## 問題提起

➤ **初期質量関数？**

諸悪の根源！（星形成率も星質量も決まらない！）理論は程遠い。観測的に何とか決める方法はないか？

➤ **星形成のフィードバック？**

銀河形成過程において最も分かっていない物理過程。  
化学進化の情報からガス放出（アウトフロー）への制限。

➤ **銀河形成バイアス（先天的環境効果）？**

遠方宇宙での環境効果（星質量や星年齢）は？ 星形成率の環境依存性が遠方で逆転するはず。バイアスの直接検証。

➤ **大質量銀河形成における星形成と質量集積の相対寄与？**

➤ **遠方宇宙の星形成はどれだけダストに隠されているか？**

サブミリによる形成途上銀河の観測。合体銀河の頻度。

➤ **遠方銀河動物園から科学館へ**

共通の進化段階指標（星質量、ガス質量、力学質量、DH質量、星形成率）

おわり