

博士論文
「高赤方偏移の巨大水素ガス天体と
宇宙の構造形成」

東北大学大学院理学研究科物理学専攻

松田 有一

平成16年

概要

私は日本の大型可視近赤外望遠鏡である、口径 8.2m すばる望遠鏡を用いて初期宇宙 (宇宙年齢が現在のおよそ 15%) の広範囲にわたる銀河の 3 次元地図を作り、初期宇宙における銀河高密度領域のフィラメント状大規模構造 (長さが約 60Mpc、1Mpc は約 300 万光年、60Mpc は現在の宇宙の地平線までの距離のおよそ 200 分の 1) の姿を初めて観測的にとらえた。さらにこのフィラメント状大規模構造の中で大質量銀河形成の現場と考えられる巨大な水素輝線ガス天体 (サイズが約 30kpc 以上、つまり銀河系のサイズ以上の大きな天体) を多数検出し、初めてその統計的な性質を調べた。私はこの研究により、現在の宇宙で見られる大規模構造や大質量銀河が、いつ、どのように、どのような場所で形成されたのかを観測的に解明することを目指している。

私たちはすばる望遠鏡の主焦点カメラを用いて赤方偏移 $z \sim 3.1$ ($z = 3.05 - 3.12$) の Ly α 輝線天体の広範囲にわたる探索 (探索領域のサイズは縦 46Mpc、横 59Mpc、奥行き 59Mpc) を行った。探索を行ったのは、これまでに初期宇宙で見つかったうち最も大きな密度超過を示す銀河高密度領域 (平均密度の 6 倍) の周囲を、約 10 倍の体積で取り囲む領域である。この探索の目的は中心部の銀河高密度領域が密度超過を保ったまま周囲に向かってひろがる大構造をなしているかどうか、またその大構造のサイズはどれくらいかを調べることである。CDM 構造形成論では初期宇宙で大きな密度超過を持つ銀河高密度領域が数十 Mpc を超えて存在することは非常に稀であると考えられている。この探索では赤方偏移 $z \sim 3.1$ の輝線天体を効率よく検出するために作った独自の狭帯域フィルターおよび広帯域フィルターを用いて撮像観測を行い、 $z \sim 3.1$ の輝線天体を 283 個検出した。探索領域内の輝線天体の奥行き方向の正確な位置はわからないものの、天球面上に投影した分布を見ると、輝線天体の高密度領域は大きくひろがっており、幅 15-20Mpc、長さが 60Mpc もあるフィラメント状大規模構造をなしていることがわかった。

この輝線天体のフィラメント状大規模構造の 3 次元分布を明らかにするためには輝線天体の奥行き方向の正確な位置、つまり詳細な赤方偏移を知ることが不可欠である。そこで私はすばる望遠鏡の多天体分光器 FOCAS を用いてフィラメント状大規模構造の中の輝線天体の分光観測を行い、56 個について正確な赤方偏移を得ることに成功した。その結果、このフィラメント状大規模構造は 3 次元的に見ても 60Mpc のひと続きの構造をしていることがわかった。初期宇宙においてこのような数十 Mpc を超える大きなスケールのフィラメント状大規模構造の姿を 3 次元的に明らかにしたのは世界でこれが初めてである。この結果から、フィラメント状大規模構造が密度超過を保ったまま、今回の探索領域を超えてさらに大規模な構造をなしている可能性も出てきた。今後、探索領域を広げて、この構造が CDM 構造形成論の枠内で説明できるものなのかどうかを探ることは CDM モデルの検証という意味で大変重要である。

この領域の中心部には Ly α 輝線の光度や空間的なひろがり (サイズ) が典型的な輝線天体の数十倍の規模の巨大水素ガス天体 (Ly α blob、LAB) が 2 つあることが知られていた。この LAB はその巨大なサイズから大質量銀河形成の現場ではないかと考えられており、

大質量銀河形成に伴う様々な物理過程の様子を空間的に分解して調べることができる良いサンプルとして注目されている。そこで私は撮像データの詳しい解析を行い、サイズが約 30kpc 以上の LAB を新しく 33 個検出することに成功した。このような LAB の大きなサンプルを取得したのも世界でこれが初めてである。LAB の天球面上分布を見てみると、その 9 割以上が輝線天体のフィラメント状大規模構造の中に分布しており、銀河高密度領域に特有の天体であることがわかった。さらに LAB の基本的な性質として、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線光度とサイズの分布は連続的であることがわかった。

私はこの LAB の詳しい赤方偏移とガスの運動の様子を探るために、口径 10m の KeckII 望遠鏡の多天体分光器 DEIMOS を用いて 16 個の LAB に対して深い可視分光観測を行った。赤方偏移を調べた結果、大半の LAB は 3 次元的に見ても輝線天体の高密度領域に集中していることがわかった。LAB が銀河高密度領域に集中する理由として、(1) 大質量ダークマターハローに付随している、(2) 銀河高密度領域では銀河の活動性が高い、(3) 銀河高密度領域内の銀河には水素ガスの量が多いなどの可能性が考えられるが、解明には今後のさらなる研究が必要である。また輝線の速度幅を調べた結果、LAB の $\text{Ly}\alpha$ 輝線のサイズと輝線速度幅の間に正の相関があることをつきとめた。この結果からも LAB は、もし $\text{Ly}\alpha$ 輝線ガスが重力的に束縛されている場合には大きな力学質量を持つ天体であること、重力的に束縛されていない場合にはガスの吹き出しなどの激しい活動を行っている天体であることが示唆される。

さらに私は LAB における大規模な星形成活動の証拠を得るために欧米の研究者と共同でサブミリ波望遠鏡 JCMT の SCUBA を用いて LAB に対してサブミリ波測光観測を行った。ダスト (塵) に覆われた大規模な星形成活動を起こす銀河では星からの紫外線で暖められたダストが強い遠赤外線放射を出すことが知られている。サブミリ波に赤方偏移したダストからの遠赤外線放射を検出することができれば、LAB における大規模な星形成活動の証拠になる。そして観測の結果、17 個中 4 個でサブミリ波を検出することに成功した。

私は初期宇宙において数十 Mpc にわたる輝線天体のフィラメント状大規模構造の様子を 3 次元的に明らかにし、さらにこのフィラメント状大規模構造の中で大質量銀河形成の現場と考えられる天体、LAB の大サンプルを取得し、その基本的性質を調べた。これらはどちらも世界で初めての成果であり、宇宙の構造形成の研究、特に初期宇宙における大規模構造と大質量銀河形成の研究に大きな進展をもたらしたと言える。将来的には観測範囲を拡張し初期宇宙における詳細な銀河の 3 次元地図が作ることができれば、冷たい暗黒物質 (CDM) による構造形成論からの予想と定量的に比較することで、CDM モデルを検証し、さらには暗黒エネルギーの進化に迫ることができるはずである。

目次

1	はじめに	3
2	宇宙の構造形成	4
2.1	一様等方宇宙モデル	4
2.1.1	ロバートソンウォーカー計量	4
2.1.2	赤方偏移	4
2.1.3	フリードマン方程式	4
2.1.4	宇宙論パラメータ	5
2.2	密度揺らぎの成長と構造形成	5
2.2.1	初期密度揺らぎ	5
2.2.2	密度揺らぎの重力成長	6
2.2.3	ダークマターハロー形成	7
2.2.4	銀河形成	9
3	高赤方偏移銀河	10
3.1	$\text{Ly}\alpha$ 輝線天体 (LAE)	11
3.2	巨大水素ガス天体 ($\text{Ly}\alpha$ ブロップ、LAB)	11
3.3	ライマンブレイク銀河 (LBG)	12
3.4	サブミリ銀河 (SMG)	13
4	$\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の大規模構造	15
4.1	SSA22 $z = 3.1$ 原始銀河団領域	15
4.2	広視野 $\text{Ly}\alpha$ 輝線撮像観測	15
4.2.1	観測	15
4.2.2	データ処理	19
4.2.3	$\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の検出	21
4.2.4	空間分布	22
4.2.5	$\text{Ly}\alpha$ 吸収線天体	25
4.3	輝線天体の分光観測	25
4.3.1	観測	26
4.3.2	データ処理	26
4.3.3	赤方偏移の測定	28
4.3.4	フィラメント状大規模構造の3次元分布	28
5	巨大水素ガス天体の統計的性質	34
5.1	巨大水素ガス天体の大サンプル	34
5.1.1	巨大水素ガス天体の検出	34
5.1.2	空間分布	38

5.1.3	紫外線連続光	39
5.2	可視分光観測	42
5.2.1	観測	42
5.2.2	データ処理	43
5.2.3	赤方偏移分布	44
5.2.4	輝線速度幅	44
5.3	サブミリ波測光観測	47
6	巨大水素ガス天体と構造形成	49
6.1	輝線天体の大規模構造と巨大水素ガス天体	49
6.2	空間的にひろがった Ly α 輝線の起源	50
6.2.1	ガス冷却収縮	50
6.2.2	光電離	51
6.2.3	銀河風	52
6.3	巨大水素ガス天体の質量	52
6.4	他の高赤方偏移銀河との関係	54
7	まとめ	56
A	巨大水素ガス天体の画像	62
A.1	撮像データ	62
A.2	分光データ	69

1 はじめに

この研究は現在の宇宙で見られる大規模構造や大質量銀河が、いつ、どのように、どのような場所で形成されたのかを観測的に解明することを目指したものである。この研究で私は高赤方偏移の輝線天体のフィラメント状大規模構造を初めて3次元的にとらえ、さらにこのフィラメント状大規模構造の中で大質量銀河形成の現場と考えられる巨大な水素輝線ガス天体を多数検出し、初めてその統計的な性質を調べた。この論文では、まず最初に宇宙の構造形成と現在調べられている高赤方偏移銀河について概観する (2,3)。そして私の研究成果の一つめである、狭帯域フィルター撮像観測による高赤方偏移Ly α 輝線天体のフィラメント状大規模構造の発見と輝線天体の分光観測による3次元構造の確認について述べる (4)。さらに、この輝線天体のフィラメント状大規模構造における巨大水素ガス天体の検出とその基本的な性質について述べる (5)。その後、巨大水素ガス天体と構造形成について議論し (6)、最後にまとめをする (7)。

2 宇宙の構造形成

2.1 一様等方宇宙モデル

2.1.1 ロバートソンウォーカー計量

宇宙のモデルの基本は宇宙は一様で等方であると仮定することで得られる一様等方宇宙モデルである。一様というのは密度がどこでも同じで、等方というのはすべての方向で同じということである。等方であるということから、回転運動は考える必要はない。もし回転運動があると、回転軸の方向が出てくるため等方ではなくなってしまう。つまり、等方な宇宙で許される運動は膨張、あるいは収縮だけである。一様等方宇宙モデルの幾何学を表しているのは次のロバートソンウォーカー計量である。

$$ds^2 = dt^2 - \frac{a^2(t)}{c^2} \left(\frac{dr^2}{1 - Kr^2} + r^2 d\psi^2 \right)$$

ここで r は動径座標、 ψ は角座標で $d\psi^2 = d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi$ である。 t は共動座標 (r, ψ) における時間である。 $a(t)$ はスケール因子で時間の関数であり、空間の膨張や収縮を表している。 K は曲率である。

2.1.2 赤方偏移

光は $ds = 0$ に沿って伝わる。ここで光は動径方向に進むとすると、ロバートソンウォーカー計量から、

$$r = \int \frac{cdt}{a(t)}$$

となる。 r は時間によらないため、光が放射された時間を t_{em} 、その光を観測した時間を t_{obs} とすると、 $dt_{obs}/dt_{em} = a(t_{obs})/a(t_{em})$ となる。ここで一周期の波を考えると、

$$\frac{\lambda_{obs}}{\lambda_{em}} = \frac{a(t_{obs})}{a(t_{em})}$$

という関係が得られる。膨張宇宙における波長の伸びを赤方偏移 z を使って $\lambda_{obs}/\lambda_{em} \equiv 1+z$ と表し、 $t_{obs} = 0$ 、 $t_{em} = t$ 、 $a(0) = 1$ とおけば、 $a(t) = (1+z)^{-1}$ の関係が得られる。

2.1.3 フリードマン方程式

一様等方宇宙の運動は以下のフリードマン方程式で記述される。ここではニュートン力学からの類推で考える。まず半径 $a(t)r$ を持つ、密度一定の球を考える。この球面にある質点に対するエネルギー保存の式は $(\dot{a}r)^2/2 - GM/(ar) = \text{const}$ と書ける。 $M = 4\pi(ar)^3\rho/3$ 、 $\text{const} = Kc^2$ とおくことにより、

$$\dot{a}^2 = \frac{8\pi G\rho}{3}a^2 - Kc^2 + \left(\frac{1}{3}\Lambda a^2\right)$$

が得られる。これをフリードマン方程式と呼ぶ。フリードマン方程式は実際にはアインシュタイン方程式から導かれ、宇宙項 Λ が付く。フリードマン方程式の時間微分から

$$\ddot{a} = -\frac{4\pi G}{3}a\left(\rho + \frac{3p}{c^2}\right) + \left(\frac{1}{3}\Lambda a\right)$$

の式が導かれる。

2.1.4 宇宙論パラメータ

宇宙の膨張率を表すのがハッブルパラメータであり、

$$H = \frac{\dot{a}}{a}$$

と書ける。現在の宇宙でのハッブルパラメータは H_0 と表される。以下のように規格化した値 h もよく使われる。

$$H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$$

フリードマン方程式において、曲率も宇宙項もゼロになる場合の密度を臨界密度と呼ぶ。臨界密度は以下のように書ける。

$$\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}$$

現在の臨界密度 ρ_{c0} は

$$\rho_{c0} = 1.88 \times 10^{-26} h^2 \text{ kg m}^{-3} = 2.78 \times 10^{11} h^2 M_\odot \text{ Mpc}^{-3}$$

である。

密度と臨界密度の比を密度パラメータと呼ぶ。

$$\Omega \equiv \frac{\rho}{\rho_c} = \frac{8\pi G\rho}{3H^2}$$

WMAP などによる宇宙背景放射の観測、2dF 銀河サーベイによる銀河分布、Ly α 雲の観測から求められた宇宙論パラメータは $h = 0.71$ 、 $\Omega_\Lambda = 0.73$ 、 $\Omega_M = 0.27$ 、 $\Omega_b = 0.045$ である (Spergel et al. 2003)。ここで Ω_Λ 、 Ω_M 、 Ω_b は現在の宇宙での宇宙項、物質、バリオンの密度パラメータである。この論文では宇宙論パラメータ $h = 0.7$ 、 $\Omega_\Lambda = 0.7$ 、 $\Omega_M = 0.3$ を使用する。

2.2 密度揺らぎの成長と構造形成

2.2.1 初期密度揺らぎ

現在、構造形成の種になる揺らぎはほぼスケールによらない断熱 Gaussian 揺らぎであると考えられている (Spergel et al. 2003)。断熱 Gaussian 揺らぎというのは密度揺らぎと

圧力揺らぎが $\frac{\delta P}{P} \propto \left(\frac{\delta \rho}{\rho}\right)^\gamma$ の関係を満たしており (γ は比熱比)、さらに各スケールの揺らぎの大きさがランダム分布 (Gaussian 分布) をしているものである。初期密度揺らぎの傾き n を使って初期密度揺らぎのパワースペクトルは以下のように表される。

$$P(k) \equiv \langle |\delta_k|^2 \rangle \propto k^n$$

ここで δ_k は密度超過 $\delta(\mathbf{x})$ のフーリエ係数であり、以下のように表される。

$$\delta_k = \frac{1}{V} \int \delta(\mathbf{x}) \exp(i\mathbf{k} \cdot \mathbf{x}) d^3x$$

密度超過 $\delta(\mathbf{x})$ の定義は

$$\delta(\mathbf{x}) \equiv \frac{\rho(\mathbf{x}) - \langle \rho \rangle}{\langle \rho \rangle}$$

である。初期密度揺らぎのパワースペクトルの傾きがスケールによらず $n=1$ である場合、このスペクトルは Harrison-Zeldovich スペクトルと呼ばれている。

2.2.2 密度揺らぎの重力成長

ではこの初期密度揺らぎがどのように成長し、構造を形成していくのであろうか? まず、基本的にジーンズ長 λ_J よりも大きなスケールの揺らぎは重力が圧力に打ち勝つため成長できるが、それよりも小さなスケールの揺らぎは重力が圧力に負けてしまい成長できない。ジーンズ長 λ_J は以下のように表される。

$$\lambda_J = c_s \sqrt{\frac{\pi}{G\rho}}$$

ここで c_s はその時代の音速である。宇宙の初期の放射優勢の時代にはこのジーンズ長が地平線とほぼ等しくなっている。このため、放射優勢期では地平線よりも大きいスケールの揺らぎは $(1+z)^{-2}$ で成長できるが、地平線よりも小さいスケールの揺らぎは成長できない。放射優勢期には冷たいダークマターやバリオンの密度揺らぎも放射のエネルギー密度と同様な成長の仕方をする。宇宙が膨張し、物質優勢期になると冷たいダークマターの密度揺らぎは放射と切り放される。これにより、これまで成長できなかった小さいスケールの冷たいダークマターの密度揺らぎが $(1+z)^{-1}$ で成長できるようになる。一方、バリオンは再結合時までは放射と結びついているため、やはりジーンズ長よりも小さなスケールでは成長できない。しかし物質優勢期になった後、再結合時になるまでの間、ジーンズ長はほぼ一定であり、ジーンズ長よりも大きなスケールのバリオンの密度揺らぎは冷たいダークマター同様、 $(1+z)^{-1}$ で成長できる。再結合時になると放射の圧力が効かなくなり、ジーンズ長が急激に小さくなる。そしてジーンズ長よりも大きなスケールのバリオンの密度揺らぎは既に成長した冷たいダークマターの密度揺らぎに追いついていく。その後は冷たいダークマター、バリオンともに $(1+z)^{-1}$ で成長できるようになる。しかしながら、現在に近づくにつれ、宇宙項のエネルギーが優勢になると、反発力が効いてくるようになり、揺らぎの成長がだんだん緩やかになっていく。

宇宙の構造形成を考える場合、まずは物質の大半を占める冷たいダークマターの密度揺らぎの成長を追っていく必要がある。傾きがスケールによらない初期密度揺らぎが成長を始め、放射優勢期を経て、物質優勢期になった後の冷たいダークマターの密度揺らぎは以下の近似式で表されている。

$$P(k) \propto kT^2(k)$$

$T(k)$ は冷たいダークマターの遷移関数で Bardeen et al. (1986) によると

$$T(k) = \frac{\ln(1 + 2.34q)}{2.34q} \left[1 + 3.89q + (16.1q)^2 + (5.46q)^3 + (6.71q)^4 \right]^{-1/4}$$

のようになる。ここで q は $q = k/[\Omega_M h^2 \text{Mpc}^{-1}]$ である。図 1 を見ると、物質優勢期後の冷たいダークマターの密度揺らぎは初期密度揺らぎの形に比べて小さいスケールで揺らぎがあまり成長していないことがわかる。これは前に述べたように放射優勢期には地平線よりも小さなスケールの揺らぎが成長できないためである。

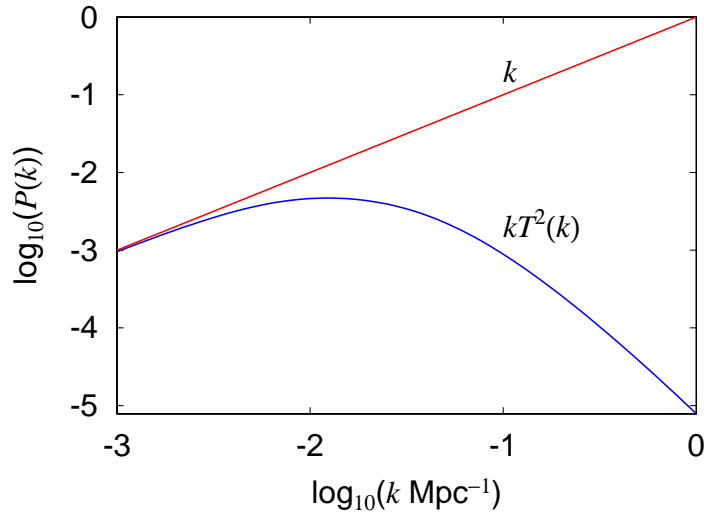


図 1: 初期密度揺らぎと物質優勢期になった後の冷たいダークマターの密度揺らぎの違い。赤線は初期密度揺らぎ $P(k) = k$ を、青線は物質優勢期になった後の冷たいダークマターの密度揺らぎ $P(k) = kT^2(k)$ を示している。

2.2.3 ダークマターハロー形成

密度揺らぎは成長し、だんだん大きくなっていくにつれ、次第に線形成長からずれてくる。球対称の揺らぎを考えた場合、揺らぎがコラプスし、ビリアル平衡に達する時点は線形成長に直すと、 $\delta_c \approx 1.69$ の密度に相当する。このことからコラプスしたダークマターハローの数密度を求めたのが Press & Schechter (1974) による質量関数で、式は以下

のようになる。

$$n(M, z)dM = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{\rho_0}{M} \frac{d\nu}{dM} \exp\left(-\frac{\nu^2(M, z)}{2}\right) dM$$

ここで $\nu(M, z)$ はコラプスしたダークマターハローが密度揺らぎの何 σ に相当するのかわを表しており、 $\nu(M, z) \equiv \delta_c/[D(z)\sigma(M)]$ で表される。 $D(z)$ はある赤方偏移での密度揺らぎと $z = 0$ での密度揺らぎの比であり、 $D(z) = g(z)/[g(0)(1+z)]$ で表される。ここで $g(z)$ はある赤方偏移 z で密度揺らぎが $\Omega_M = 1$ 、 $\Omega_\Lambda = 0$ の場合の密度揺らぎと比べてどれくらい大きくなっているのかわを表したもので、以下のように近似されている (Carroll et al. 1992)。

$$g(z) \approx \frac{5}{2} \Omega_M \left[\Omega_M^{4/7} - \Omega_\Lambda + (1 + \Omega_M/2)(1 + \Omega_\Lambda/70) \right]^{-1}$$

また $\sigma(M)$ はある質量スケール M での密度揺らぎの分散である。図2は Mo & White (2002) による各赤方偏移におけるダークマターハローの数密度であり、これは上の Press & Schechter 質量関数に Seth et al. (2001) による数値シミュレーションで修正を加えたものから計算されている。

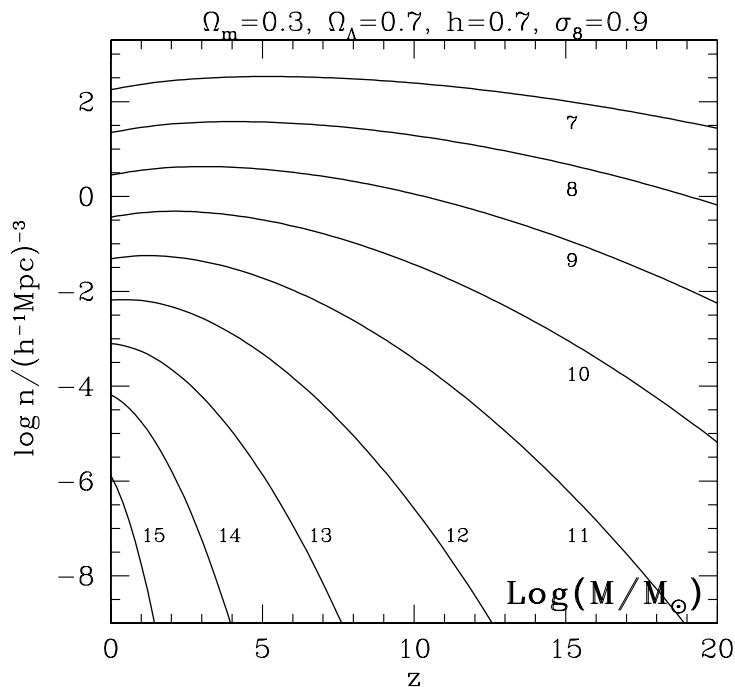


図 2: 赤方偏移とダークマターハローの数密度の関係 (Mo & White 2002)。線に書かれた数字は質量 $\text{Log}(M/M_\odot)$ で、線は質量 M 以上のダークマターハローの数密度を示している。

2.2.4 銀河形成

さらにダークマターハローの中でガスが冷却収縮し、星形成を始めると銀河として観測できるようになる。コラプスしたダークマターハローの中で、ガスは衝撃波で加熱される。ダークマターはビリアル平衡に達した後に収縮することはできないが、ガスは主に $\text{Ly}\alpha$ 輝線を放射してエネルギーを外に放出することができるため、さらに収縮していくことができる。その後、冷却収縮して密度が高くなったガスの塊から星が作られていく (e.g., Rees & Ostriker 1977, White & Rees 1978, Blumenthal et al. 1984)。

高赤方偏移で観測される星形成銀河の分布は予想される物質分布と比べ、かなり非一様度が強い、つまりクラスタリングが強いことがわかってきた (e.g. Steidel et al. 1998, Adelberger et al. 1998, Shimasaku et al. 2003)。この高赤方偏移の星形成銀河の強いクラスタリングは、これらの銀河が質量の大きなダークマターハローに付随しているために生じていると考えられている。大質量ダークマターハローに付随する高赤方偏移の星形成銀河の分布を数値シミュレーションで見たのが図3である (Governato et al. 1999)。背景の物質の密度超過 δ_m に対する銀河の数密度超過 δ_g の比はバイアス b と呼ばれている (e.g. Kaiser 1984)。

$$\delta_g = b\delta_m$$

高赤方偏移において、大質量ダークマターハロー、つまり稀なピークが示す強い非一様分布は「ハイピークバイアス」と呼ばれ、その値は以下の式で近似できる (e.g. Mo & White 1996)。

$$b(M, z) \simeq 1 + \frac{\nu^2(M, z) - 1}{\delta_c}$$

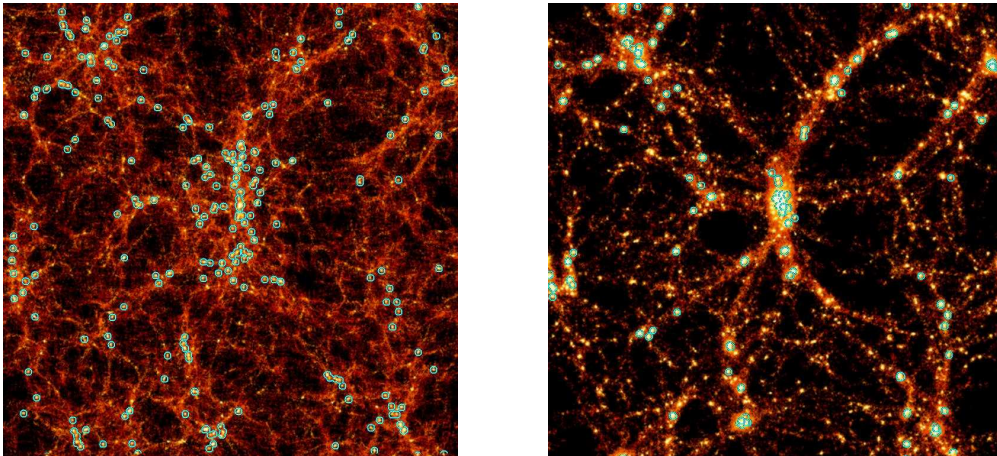


図3: $\Omega = 1$ の冷たいダークマターによるシミュレーションで得られたダークマターの分布と銀河分布の違い (Governato et al. 1999)。左図が $z = 3$ で右図が $z = 0$ 。青丸が高赤方偏移の星形成銀河を表している。画像のサイズは一辺 100Mpc で奥行きは 10Mpc である。

3 高赤方偏移銀河

宇宙の主な構成要素である銀河、および銀河の大規模構造がいつ、どのようにしてできてきたのかを探っていくことは宇宙の構造形成の研究の中で最も重要な研究課題の一つである。しかしながら、宇宙の初期、つまり高赤方偏移ではクェーサーなどの非常に稀で明るい天体を除くと、大半の形成中の銀河は暗く、観測的に調べることは難しかった。1990年代後半になり、8-10m級の大口径望遠鏡の登場し、この状況は一変することになる。大口径望遠鏡の大きな集光力を生かすことで、暗い高赤方偏移銀河の候補の赤方偏移を実際に確かめることができるようになったのである。最近では高赤方偏移銀河の統計的な性質を調べた研究成果が次々と出始めてきている。

高赤方偏移銀河の観測的研究はまずは候補天体を探し出すことから始まる。遠方の銀河から来る光は地球に届くまでに宇宙膨張により赤方偏移される。このため、例えば地球上で可視光で観測しても実際には銀河から出た紫外線を観測していることになる。またサブミリ波で観測すれば銀河からの遠赤外線を観測することになる。可視光による観測で探す場合、大きく分けて二種類の探し方がある (e.g. Patridge & Peebles 1967)。一つは広いバンド幅のフィルターを数枚用いて、大質量星からの紫外線連続光と自分自身のガスあるいは手前の銀河間ガスによる水素のライマン系列の吸収を使って探す方法である。この方法で検出された銀河は「ライマンブレイク銀河」と呼ばれている。もう一つは広いバンド幅のフィルターと狭いバンド幅のフィルターの組み合わせで銀河から発せられる水素の $\text{Ly}\alpha$ 輝線を使って探す方法である。この方法で検出された銀河は「 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体」と呼ばれている。一方、サブミリ波望遠鏡で検出された遠赤外線放射の大きな高赤方偏移銀河は「サブミリ銀河」と呼ばれている。

このように高赤方偏移の銀河は探し方や見え方によって分類されている。この分類は大雑把に言うと銀河に含まれる大質量星、ガス、およびダストの量の違いに相当していると言することができる。例えば大質量星、ガス、ダストの量がすべて多い場合にはサブミリ波銀河としては観測されても、紫外線連続光や水素の $\text{Ly}\alpha$ 輝線は吸収されてしまい、ライマンブレイク銀河や $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体としては観測できないかもしれない。一方、ガスやダストがそんなに多くない場合には、大質量星が多ければライマンブレイク銀河として観測できるし、さらにガスやダストが少ない場合には大質量星が多くなっても $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体として観測できるかもしれない。

当然、この分類では一部重なる天体も出てくるはずである。例えば、形成中の巨大な大質量銀河を観測した場合、各部分ごとに大質量星、ガス、ダストの量が違っていれば、ある部分はライマンブレイク銀河で、ある部分は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体、ある部分はサブミリ波銀河として観測できるかもしれない。実際、このような形成中の巨大な大質量銀河に対応すると思われる天体の例がごく最近になって、高赤方偏移銀河の密集領域で数個見つかってきている。この天体は水素の $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがりがおおよそ 100kpc もある天体で「巨大水素ガス天体 ($\text{Ly}\alpha$ ブロップ)」と呼ばれている。

3.1 Ly α 輝線天体 (LAE)

高赤方偏移銀河の中で、最も遠方のものまで見つかったのが、広いバンド幅のフィルターと狭いバンド幅のフィルターの組み合わせで銀河から発せられる水素の Ly α 輝線を使って検出された「Ly α 輝線天体」である。この探し方では、Ly α 輝線の強い星形成銀河を検出することができる。ライマンブレイク銀河に比べ、紫外線連続光の暗いものまで探せるのが利点である。また Ly α 輝線が強いため、分光観測により赤方偏移の決定がしやすいのも特徴のひとつである。このため、Ly α 輝線天体はライマンブレイク銀河に比べて、高赤方偏移の大規模構造を探るのに適している (e.g. Keel et al. 1999, Steidel et al. 2000, Shimasaku et al. 2003, Hayashino et al. 2004)。Shimasaku et al. (2003) ではクラスタリングの強さから、 $z = 4.9$ の Ly α 輝線天体に付随するダークマターハローの質量は $10^{12} M_{\odot}$ と推定されている。

Salpeter の星の初期質量関数 (IMF)、ダストがないことを仮定すると、星形成銀河の Ly α 輝線の等価幅は 50-200Å と推定されている (Charlot & Fall 1993)。Large Area Lyman Alpha (LALA) survey では $z = 4.5$ と $z = 5.7$ に $EW_0 \gg 200\text{\AA}$ の Ly α 輝線天体を多数検出した。このことから、Ly α 輝線天体では、大質量星の割合が多い、金属量が非常に少ない、非常に若いかもしれないということが示唆された (Malhotra & Rhoads 2002)。大きな等価幅を示す原因として AGN である可能性も考えられるが、X 線による観測では検出されず、AGN である証拠は見つっていない (Malhotra et al. 2003)。

紫外線連続光の暗い部分では Ly α 輝線の等価幅が大きくなっているという報告もあるが (Fynbo et al. 2001)、変わらないという報告もある (Steidel et al. 2000)。Ly α 輝線の光度関数からはその時代の宇宙における星形成率密度が求められている (e.g. Hu et al. 1998, 2004)。

3.2 巨大水素ガス天体 (Ly α ブロップ、LAB)

巨大水素ガス天体は最近になって高赤方偏移の深い Ly α 輝線撮像観測で見つかった、Ly α 輝線が 100kpc 近くひろがった巨大な天体である (e.g. Keel et al. 1999, Steidel et al. 2000, Francis et al. 2001)。巨大水素ガス天体は典型的な Ly α 輝線天体の数十倍のひろがりと光度を持っている。巨大水素ガス天体は高赤方偏移電波銀河のまわりで見つかる Ly α ハローに似ている。電波銀河のまわりの Ly α ハローはその長軸方向が電波ジェットの向きとそろっていることから、その起源は電波ジェットと関わっていると考えられている (e.g. McCarthy et al. 1987)。巨大水素ガス天体は強い電波源を持っていない。巨大水素ガス天体の空間的にひろがった Ly α 輝線の起源については主に以下の3つのモデルが考えられている。(1) 重力収縮により加熱されたガスからの冷却放射 (e.g., Rees & Ostriker 1977, White & Rees 1978, Haiman et al. 2000, Fardal et al. 2001, Keres et al. 2005)、(2) 星形成領域や AGN による光電離 (e.g., Chapman et al. 2001)、(3) 多数の超新星爆発により引き起こされた銀河風 (e.g., Taniguchi & Shioya 2000, Ohyama et al. 2003, Mori et

al. 2004) である。これらはそれぞれが銀河形成の重要な物理過程に対応している。銀河形成シナリオにおいて、(1) のガスの冷却収縮は初期段階、(2) の光電離は星形成銀河や AGN が明るい中期段階、(3) の銀河風は多くの超新星爆発が必要な後期段階に対応していると言える。また Ly α 輝線が空間的にひろがって見える理由として散乱の効果も大きいと考えられている (Fardal et al. 2001)。これまでに見つかっている 4 つの巨大水素ガス天体はすべて原始銀河団候補にある。さらにサブミリ波が観測されているものも多いことから、銀河団中の大質量銀河の形成と深い関わりがあると考えられている (Chapman et al. 2001, Smail et al. 2003)。

3.3 ライマンブレイク銀河 (LBG)

これまで高赤方偏移銀河の中でもっとも重点的に調べられているのが、ライマンブレイク銀河である。ライマンブレイク銀河は水素の Ly α 、つまり静止系波長 1216Å よりも長波長側の紫外線連続光とライマン端、つまり静止系波長 912Å よりも短波長側の自分自身あるいは銀河間ガスで吸収された部分の明るさの違いを使って検出されている (図 4)。一方、赤方偏移 z が 5 を超えると銀河間ガスによる吸収が強くなり、1216Å よりも短波長側で減光量が 80% を超えるようになる。このため、 $z \geq 5$ では 1216Å よりも短波長側で急激な減光を示す天体として検出することもできるようになる。

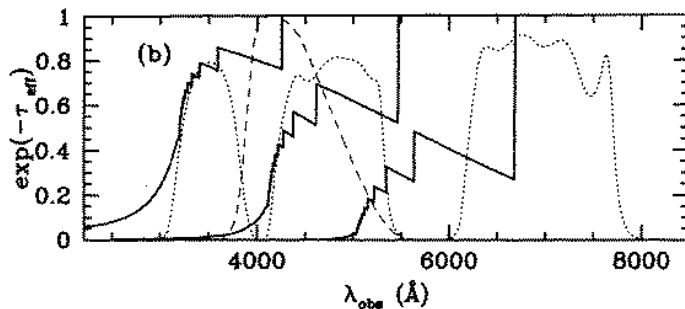


図 4: 銀河間の水素ガスによる減光量 (Madau 1995)。実線は左から $z = 2.5, 3.5, 4.5$ の天体が銀河間の水素ガスによる減光量を示している。点線のフィルターは Steidel et al. (2003) の U_n, G, R バンドフィルターセット、破線はジョンソンの B バンドフィルター。

Steidel 博士らのグループは $z \sim 3$ のライマンブレイク銀河の大規模な探索を行った (Steidel et al. 2003)。彼らはパロマーの口径 5m 望遠鏡で一視野 $9' \times 9'$ で合計 17 視野の U_n, G, R, I バンドの深い撮像観測を行い、 R バンドの等級が 25.5 等級よりも明るい 2347 個のライマンブレイク銀河候補を選んだ。彼らは Keck 望遠鏡による分光観測を行い、940 個についての $z \sim 3$ の天体であることを確認した。ライマンブレイク銀河のスペクトルには近傍の星形成銀河と同様、星や星間ガスの吸収線が見つかり、高赤方偏移

の星形成銀河であることがわかった (Steidel et al. 1996)。ハッブル宇宙望遠鏡による観測からは、紫外線連続光での明るい中心部分の典型的な大きさは $0''.7(5\text{kpc})$ 、半光度半径は $0''.3(2.5\text{kpc})$ であることがわかった (Giavalisco et al. 1996)。また、赤方偏移分布に強い非一様があることがわかった (Steidel et al. 1998)。このライマンブレイク銀河の分布の非一様、つまりクラスタリングの強さの解析からは、 $\Omega_M = 0.3$ 、 $\Omega_\Lambda = 0.7$ の宇宙の場合、バイアスは $b = 4$ であると推定された (Aderberger et al. 1998)。ここで $b = 4$ は $z \sim 3$ における密度揺らぎの 2.5σ の密度ピークに相当しており、推定されるダークマターハローの質量は $8 \times 10^{11} M_\odot$ であった。紫外線連続光の明るさと数密度、つまり光度関数からは宇宙におけるライマンブレイク銀河の星形成密度が推定された (Steidel et al. 1999)。ここではダストによる吸収の補正を考慮に入れ、さらに $z \sim 4$ のライマンブレイク銀河の結果も合わせることで、宇宙の星形成密度が近傍から $z \sim 1$ までほぼ一桁大きくなり、その後は $z \sim 4$ までほとんど変化がないという示唆が得られた。近赤外線分光観測からは、星のまわりのガスの電離領域からの輝線 ([OII]、[OIII]、 $H\beta$ 輝線など) に比べ、星間ガスの吸収線は青方偏移しており、 $Ly\alpha$ 輝線は赤方偏移していることがわかった (Pettini et al. 2001)。このずれは速度差にして数百 km s^{-1} であり、銀河風の証拠であると考えられている。[OII]、[OIII]、 $H\beta$ 輝線の速度分散からは、半光度半径 2.5kpc よりも内側の力学質量はおおよそ $10^{10} M_\odot$ と推定されている。近赤外線測光観測からは、ライマンブレイク銀河の静止系可視光での光度関数は明るいほうで近傍銀河の光度関数を大きく上回ることで、若い銀河ほどダストによる吸収量が大きく星形成も活発なことがわかった (Shapley et al. 2001)。ここで示唆されるライマンブレイク銀河の進化モデルは、最初 $50\text{-}100 \text{ Myr}$ の間に数百 $M_\odot \text{ yr}^{-1}$ の激しい星形成を行い、その後は 1 Gyr の間、おおよそ $30 M_\odot \text{ yr}^{-1}$ の星形成を行うというものであった。このモデルでは最初の激しい星形成を行っている時代の若いライマンブレイク銀河はダストによる吸収も大きいことから、 $Ly\alpha$ 輝線の等価幅の小さいものに対応し、のちの穏やかな星形成を行う古いライマンブレイク銀河は $Ly\alpha$ 輝線の等価幅の大きなものに対応していると考えられている (Shapley et al. 2003, 図 5)。

3.4 サブミリ銀河 (SMG)

サブミリ波で明るく、主にサブミリ波望遠鏡 JCMT の観測装置 SCUBA による観測で見つかった銀河を「サブミリ銀河」と呼ぶ。このサブミリ波は高赤方偏移銀河のダストからの熱放射であり、これは大規模な星形成、あるいは活動銀河核の証拠になる。最近電波観測と合わせることでサブミリ波源の正確な位置を決定できるようになってきた。可視分光観測から、サブミリ銀河の数密度の赤方偏移ピークは $z \sim 2.4$ と報告されている (Chapman et al. 2004)。また電波による分子ガス輝線観測からは大量の水素分子ガスや大きな力学質量の証拠も見つかっている (Neri et al. 2003、Genzel et al. 2003)。 $H\alpha$ 輝線の観測から、その力学質量は $1 - 2 \times 10^{11} M_\odot$ と推定されている (Swinbank et al. 2004)。近赤外線での観測からはサブミリ銀河の星質量は $10^{11} M_\odot$ と推定されている (Smail et al. 2004)。これらはライマンブレイク銀河に比べて、一桁大きい値である。サブミリ銀

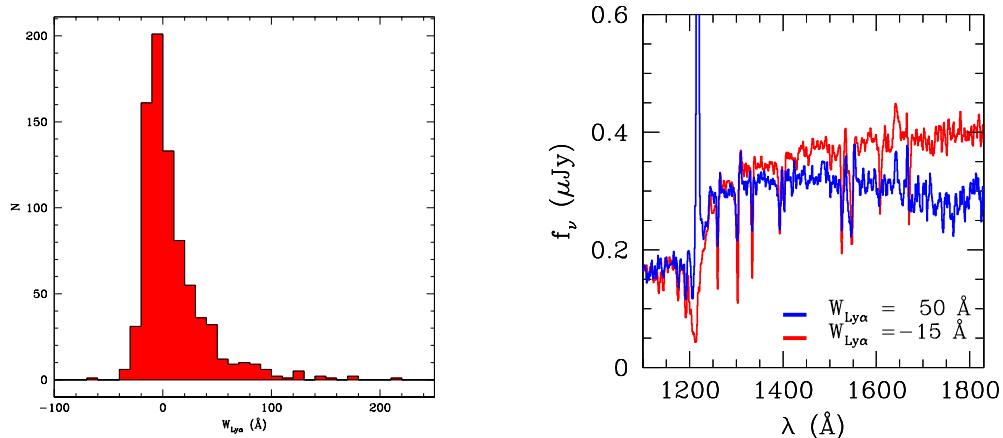


図 5: (左図) 約 800 個のライマンブレイク銀河の $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等価幅の分布 (Shapley et al. 2003)。 $W_{\text{Ly}\alpha}$ は静止系での $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等価幅である。 $W_{\text{Ly}\alpha} \geq 20 \text{ \AA}$ は全体の 25% にあたる。(右図) ライマンブレイク銀河の合成スペクトル (Shapley et al. 2003)。青線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等価幅の大きなサンプル 200 個の合成で、赤線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等価幅の小さなサンプル 200 個の合成である。

河の紫外線連続光の観測では不規則な形のものが多く見つかっており、複数の銀河の衝突や合体の証拠であると考えられている (Conselice et al. 2003, Chapman et al. 2003)。ライマンブレイク銀河でサブミリ波でも検出されているもの割合は少なく、約 5% である (Chapman et al. 2000)。

4 Ly α 輝線天体の大規模構造

原始銀河団と呼ばれる高赤方偏移銀河の数密度超過領域は銀河が選択的に作られやすい場所であると考えられる。このような銀河形成領域の大規模構造とそこで起っている銀河形成過程について明らかにするため、私たちは世界の大口径望遠鏡の中で破格の広視野を持つすばる望遠鏡主焦点カメラを用いて、赤方偏移 $z = 3.1$ 原始銀河団領域の観測を行った (Hayashino et al. 2004)。この観測により、私たちは Ly α 輝線天体を 283 個検出し、その密度超過領域は天球面上で幅 15-20Mpc、長さが 60Mpc 以上もあるフィラメント状の構造をしていることをつきとめた。さらに Ly α 輝線天体のフィラメント状大規模構造の三次元分布を明らかにするためにすばる望遠鏡の多天体分光器 FOCAS を用いて赤方偏移の測定を行い、この大構造は 3 次的に見てもフィラメント状になっていることを明らかにした。

4.1 SSA22 $z = 3.1$ 原始銀河団領域

$z \sim 3$ のライマンブレイク銀河の大規模な探索により、SSA22 領域を含む $9' \times 9'$ の視野で $z = 3.1$ に平均の 6 倍の銀河高密度領域が見つかった (図 6 の左図、Steidel et al. 2000)。SSA22 天域はもともとハワイ大学の観測チームが赤径 22 時のターゲットとして定めた天域である (Cowie & Hu 1998)。この SSA22 $z = 3.1$ 銀河高密度領域は全 17 視野の探索 (1 視野 $9' \times 9'$) で見つかった中で最も密度超過の高い領域である。この高密度領域全体の質量はおよそ $10^{15} M_{\odot}$ で大きな銀河団の祖先の一つであると考えられており、原始銀河団と呼ばれている (Steidel et al. 1998)。彼らはこの原始銀河団中の連続光が暗い天体の様子を探るため、狭帯域フィルターによる撮像観測を行った。そして、Ly α 輝線天体を 72 個検出し、Ly α 輝線天体でも数密度が平均の 6 倍になっていることを明らかにした。さらにこの観測からはさしわたし 100kpc を超える大きさを持つ二つの巨大水素ガス天体が発見された (図 6 の右図)。

4.2 広視野 Ly α 輝線撮像観測

この原始銀河団の高密度領域のひろがりはいくらあるのだろうか? これらの問いに答えるためには狭帯域フィルターによる広視野で深い撮像観測が必要である。

4.2.1 観測

私たちはすばる望遠鏡の主焦点カメラ (Miyazaki et al. 2002) を用いてこの観測を行った (Hayashino et al. 2004)。観測を行ったのは 2002 年 9 月 6、7 日の二日間ではほぼ快晴でシーイングも 0.5 秒角から 1.0 秒角と非常に良く期待通りのデータを取得することに成功した。使用したフィルターは狭帯域フィルター (NB497、中心波長 4977Å、バンド幅 77Å) と連続光成分を見るための B 、 V 、 R 、 z' バンドフィルターである (図 7)。この組

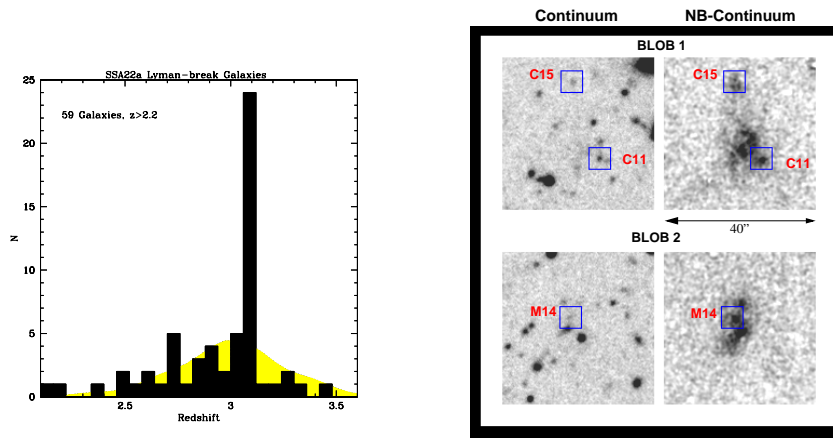


図 6: (右図) SSA22 天域 $z \sim 3$ ライマンブレイク銀河の赤方偏移分布 (Steidel et al. 2000)。 $z = 3.1$ のピークは平均 (黄色の部分) の 5 倍の銀河数密度超過になっている。(左図) 2 つの巨大水素ガス天体 (Steidel et al. 2000)。 一辺 40 秒角、 $z = 3.1$ では 300kpc に相当する。

み合わせにより、 $z = 3.061 - 3.125$ の Ly α 輝線を効率的に検出することができる。

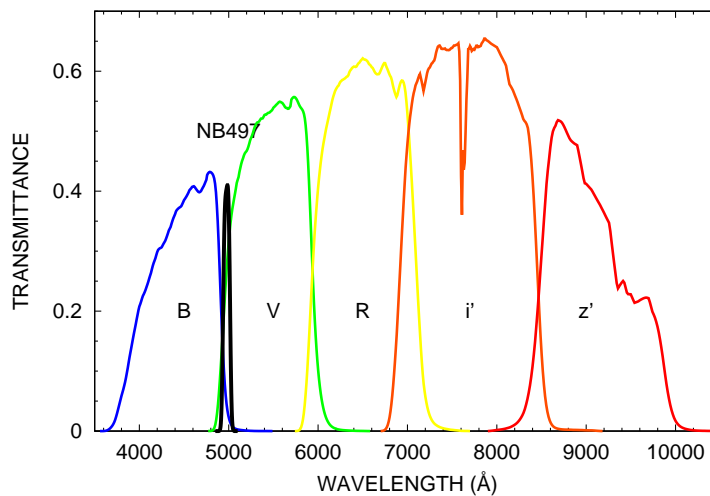


図 7: 観測で使したフィルターセット

この観測の視野中心は $(\alpha, \delta) = (22^h 17^m .6, +00^\circ 17')$ で、 Steidel et al. (2000) の視野中心よりも 2 分角北側になっている。 デザリングは良いフラットフィールド画像をつくるためにも 30-120 秒角と大きな振幅にした (図 8)。 NB497 はできるだけ多くの枚数を稼ぐ意味でも一露出を 20 分 (最初の 2 ショットは 15 分露出) で合計 22 ショット撮った。 広帯域フィルターでは一露出は 6 分にした。 またすばるアーカイブから同じ天域のデータ R (1.3 時間)、 i' (1.6 時間)、 z' bands (1.1 時間) (2000 年 8 月、 2001 年 10 月、 PI は E. Hu) を取得し加えて使用した。 合計の積分時間は B が 1.2 時間、 V が 1.8 時間、 R が 2.9 時

間、 i' が1.6時間、 z' が1.1時間、NB497が7.2時間である。

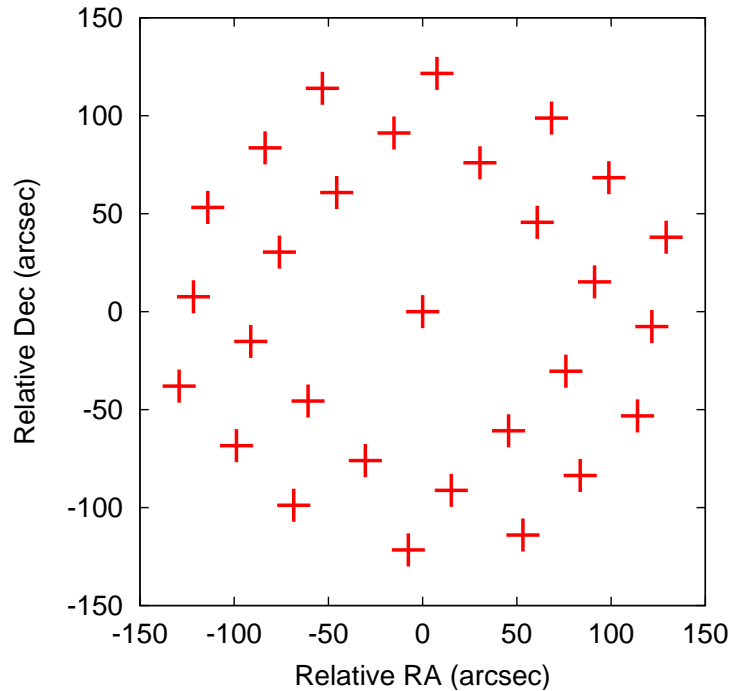


図 8: ディザリングのパターン

輝線天体の空間分布を調べるには、NB497 フィルターの透過曲線の一様性が重要になる。例えばフィルターの各場所ごとに透過率や透過波長が違う場合、場所により検出できる輝線天体の明るさや赤方偏移範囲が変わってしまう。そうになると輝線天体の空間分布を調べるのが難しくなる。ここではNB497 フィルターの透過曲線の一様性について述べる。

NB497 を含め、主焦点カメラ用の狭帯域、および中間帯域フィルターは三鷹の解析実験棟の分光測定器 UV3100 に F2 光学系を組み合わせた装置で透過率の測定を行っている (Hayashino et al. 2003)。測定点は中心から端まで 13 点である (図 9)。中心波長 4977Å、バンド幅 77Å は 13 点を平均である (図 10)。最大透過率の差は 5% 以下である。また透過曲線の形もほぼ等しい。中心から端までの波長範囲のずれは 15–20Å、これはバンド幅の 20–25% に相当する。波長範囲のずれは探索領域のずれを示すが、この程度であれば、今回の観測の目的である、高密度領域のひろがりを求めることに対して影響はない。また最も大きくずれている個所は四隅であり、解析では四隅はマスクされており使用していない。つまり、実際のずれによる影響はさらに小さい。

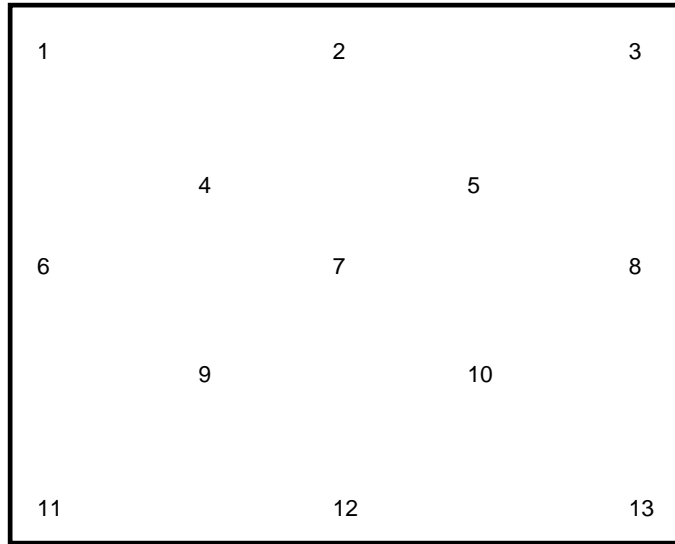


図 9: フィルターの測定点

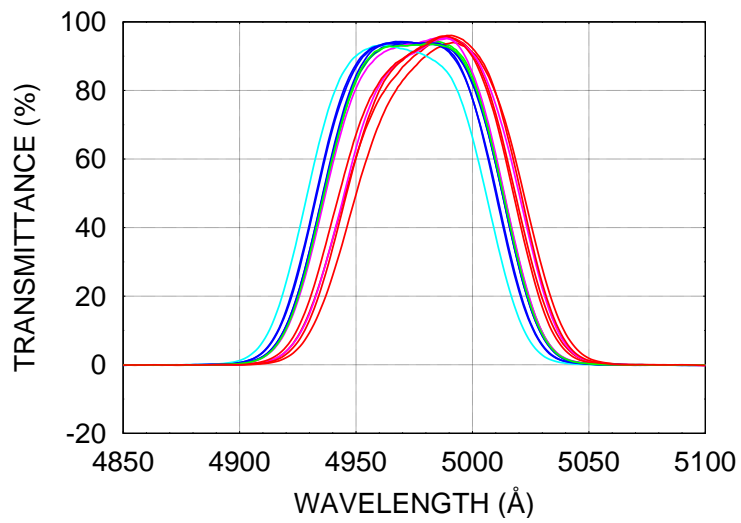


図 10: NB497 フィルターの 13 点における透過曲線

4.2.2 データ処理

データ処理には NEKOSOFT(Yagi et al. 2002) と sdfred(Ouchi et al. 2004) を使用した。私はこの観測で最も重要な NB497 画像のデータ処理を担当した。以下にデータ処理の手順を述べる。

(1) 画像ファイル名の変換および画像の確認

namechange.csh を使った。まず観測ログと照らし合わせながら、データを一つ一つ確認。その後、画像ファイル名を日付、データ番号、チップ番号で作られた名前に変換する。

(2) bias 引きおよび overscan の切り取り

overscansub.csh を使った。画像から bias を引き、さらに overscan 部分を切り取る。ここでは overscan の値を bias 値と仮定し、画像の一行ごとに overscan のメジアン値を引く。

(3) flat 作り

mask_mkflat.csh を使った。ここではまず CCD のピクセルごとの量子効率の違いや望遠鏡による “けられ”、およびフィルターの透過ムラなどが原因で起こる感度の違いを補正するため、CCD 面に一様な光が当たった場合に期待される flat 画像をつくる。主焦点カメラでは self flat と呼ばれる天域を数分づつずらして (ディザリングして) 撮った画像を何枚も重ねてメジアン合成すること作成した flat 画像が最もよいことが分かっている。フラットはその中央値を 1 に規格化する。この時、小さすぎる値 (0.5 以下) や大きすぎる値 (1.3 以上) を持つピクセルはおそらく悪いピクセルと考えられるので、今後そのピクセルのデータを使用しないようにマスクする。

(4) 感度補正

ffield.csh を使った。ここでは各画像を同じチップの flat 画像で割り、感度補正を行なう。

(5) 歪補正

distcorr.csh を使った。主焦点カメラは広視野を持つため、画像中に光学系による歪みが生じる。この歪みを 4 次の多項式を使って補正する。この補正をしないと後で組み合わせがうまくできない。

(6) PSF 合わせ

psfmatch.csh を使った。各画像の点状天体 (星) の像の広がり (これを point spread function、略して PSF) を合わせる。各画像の psf は大気の揺らぎなどその時の気象状況により異なるため合成する前に合わせておく必要がある。各画像の psf の大きさを Gaussian カーネルで平滑化することで合わせる。ここでは 1".0 に合わせた。

(7) sky の差し引き

skysb.csh を使った。画像には天体からの光の他に、空の光が入っている。天体からの光を得るために、邪魔になる空からの光を天体のない場所 (sky) の値で仮定し画像から引く。まず sky の値を見積もるメッシュサイズの大きさを決める。ここでは、76 ピクセル (15".2) とした。この正方形の領域でカウント値のヒストグラムを書き、その最頻値を sky の値とする。縦横ともに 76 ピクセルごと移動していき、各メッシュで sky の値を求め、線形補間し、その値を画像から引く。この結果、sky の値は 0 に近くなり、天体からの光のみが残る。

(8) マスクかけ

line_blank および **blank.csh** を使った。flat 画像で取り逃した悪いピクセルや人工衛星の跡など解析に不都合な場所のピクセルの値をマジックナンバー (-32768) に置き換える。

(10) 組み合わせ規則作り

makemos.csh を使った。ここでは画像を合成をするための規則をつくる。すべての画像中の明るい天体の位置と天体の flux を測る。基準にした画像と重なる領域について天体の位置関係、および flux の比を求める。これをすべての画像で行う。

(11) 組み合わせ

imcio2 を使った。作った規則を元に、画像の合成を行なう。ここでは画像が 22 ショットと多いことから、 3σ クリッピングの平均で合成した。

最終データはすべてのバンドで psf を FWHM1".0 にあわせた。測光原点を決める際には標準星、SA95-42、および、LDS749B を使用した。等級はすべて AB 等級を使用した。銀河系による吸収の補正は Steidel et al. (2000) が同天域で使用した値 $E(B-V)=0.08$ を採用した。この場合、銀河系による吸収量は NB497 で 0.3 等級である。銀河系吸収補正後の限界等級 (直径 2 秒角の円内、 5σ) は $B=26.5$ 、 $V=26.6$ 、 $R=26.7$ 、 $i'=26.4$ 、 $z'=25.7$ 、 $NB497=26.2$ であった。さらに NB497 の中心波長に対応する連続光のバンドとして BV バンドを $(2B+V)/3$ の割合で合成することで作成した。

天体の検出および測光には SExtractor version 2.1.6 (Bertin & Arnouts 1996) を用いた。天体検出の条件は画像上で 1 ピクセル当り 2σ 以上のピクセルが 5 つ以上つながっていることとした。天体検出は NB497 および BV 画像で行った。測光は天体検出を行った位置を固定して、直径 2 秒角の円内のフラックスを測った。NB497 で天体検出を行ったカタログは Ly α 輝線天体用で $NB497 < 25.8$ ($S/N > 7.5$) まで使用し、BV の Ly α 吸収線天体用カタログは $BV < 26.2$ ($S/N > 8$) まで使用した。

使用した視野の大きさは $31'.7 \times 24'.3$ でこれは $z = 3.1$ での面積に直すと $z = 3.1$ で 59.3×45.5 Mpc に相当する。明るい星などをマスクした後の有効な面積は 699 arcmin^2 である。NB497 フィルターの透過率の FWHM 77\AA は 59.0 Mpc に相当する。つまり全探索

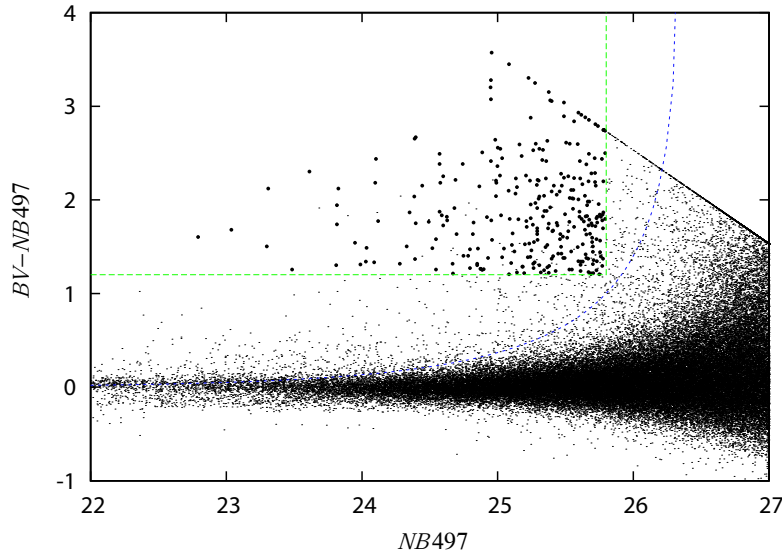


図 11: $NB497$ で天体検出を行った $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体用カタログの色等級図。青線は $BV - NB497$ の等級差の 4σ を示している。緑線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の選別条件で大きな黒点は選ばれた $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体を示している。

体積は $144,000 \text{ Mpc}^3$ である。これは Steidel et al. (2000) で行われた探索の体積、 $16,500 \text{ Mpc}^3$ のほぼ十倍に相当する。さらに私達の $NB497$ の限界等級は Steidel et al. (2000) に比べ 0.4 等級も深い。

比較の対象として、若干浅いが Subaru-XMM Deep Survey Field (α, δ) = ($02^h 18^m, -05^\circ 12'$) において、同じ $NB497$ で撮像を行った。このデータは $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の平均数密度を比較する際に使用することができる。この視野の広帯域フィルターのデータは SXDF-GT field (Ouchi et al. 2001) を使用した。この領域の $NB497$ 画像の 7σ の限界等級は 25.3 等級である。

4.2.3 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の検出

$NB497$ で天体検出を行った $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体用カタログの色等級図を図 11 に示した。私たちは $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体として以下の条件を満たす天体を選んだ。まず条件は (i) $NB497 < 25.8$ ($S/N > 7.5$) かつ、(ii) $BV - NB497 > 1.2$ 、とした。これは観測者系の輝線等価幅 $EW_{\text{obs}} > 160 \text{ \AA}$ 、静止系 $\text{Ly}\alpha$ 輝線等価幅 $EW_0 > 40 \text{ \AA}$ に相当する。条件 (ii) は [OII] $\lambda 3727$ 輝線天体を除くために他の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の探索に比べかなり大きくしてある (e.g. Hu & Cowie 1998, Steidel et al. 2000)。これまでに観測されている $z < 0.5$ の [OII] 輝線天体のほとんどは $EW_0 < 50 \text{ \AA}$ であり、 $EW_0 > 100 \text{ \AA}$ の銀河はまれである (e.g., Hammer et al. 1997; Treyer et al. 1998; Sullivan et al. 2000)。

次に $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体でない天体の混入を防ぐため、上の条件に加えて、さらに厳しい条件を課した。これには V バンドから $NB497$ の分を引いた測光値 V_c を使用した。条件は

(iii-a) $V_c < 26.9$ ($S/N > 4$) の天体に対しては $B - V_c > 0.2$ であること、(iii-b) $V_c > 26.9$ の天体に対しては $BV - NB497 > 1.5$ ($EW_{\text{obs}} > 267\text{\AA}$) であることとした。この条件は強い $\text{MgII}\lambda 2800$ 、 $\text{CIII}\lambda 1909$ 、 $\text{CIV}\lambda 1550$ の輝線を持つ活動銀河核の混入を防ぐためのものである。活動銀河核であれば青い連続光の色 $B - V_c < 0$ を持ち、 $z = 3.1$ の天体は銀河間ガスの吸収によって $B - V_c > 0.2$ となる天体が多いと考えられている (Madau 1995)。最初の条件、(i) と (ii) で選んだ 321 個中、この条件で落ちた天体の数は (iii-a) で 23 個、(iii-b) で 15 個であった。

4.2.4 空間分布

こうして選んだ 283 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の分布を図 12 に黒点で示した。2 つの巨大水素ガス天体 (Steidel et al. 2000) は青四角で示してある。この 2 つの巨大水素ガス天体はいくつもの分かれた $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体として検出されてしまったため、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体のサンプルからは抜いて別に取り扱っている。Steidel et al. (2000) の視野は赤線の四角で示している。ここで構造を定義するために、局所的な輝線天体の面密度を $\sigma = 1'.5$ の Gaussian カーネルで平滑化して求めた。平均密度線を緑線で示した。そしてこの $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の高密度領域は幅 15-20Mpc、長さが 60Mpc 以上もあるフィラメント状の大規模構造をなしていることがわかった。さらにそれと直交する構造も見つかった。この構造は平滑化する Gaussian カーネルの大きさを変えてもほとんど変化しないことも確かめた (図 13)。

さらにランダム点によって似た構造が出てこないかをチェックした。ここでは 283 個の点をランダムに分布させた疑似観測データを 100 視野分作成した。 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の分布とこのランダム点分布を比べると、高密度領域での数密度と平均密度線の長さに注目することにした。すると $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の分布では高密度領域での数密度が高く、平均密度線の長さが短いため、ランダム分布では再現が難しいことがわかった。この傾向は平滑化する Gaussian カーネル大きさを変化させても、ほとんど変わらなかった (図 14)。

ここで、平均密度線の内側の高密度領域 ($\text{HDR } 305 \text{ arcmin}^2$) と外側の低密度領域 ($\text{LDR } 394 \text{ arcmin}^2$) で検出した全天体の数密度を NB497 画像で比較した。もし検出器の場所ごとの感度の違いでこの非一様分布が出ているのだとすれば、HDR と LDR で全検出天体の数密度に違いが見られるはずである。調べた結果、違いは表れなかった (図 15)。

今回の探索領域はもともと中心に銀河高密度領域を含んでいるため、全視野での $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の数密度はこの時代の宇宙の平均に比べ高くなっていることが予想される。Steidel et al. (2000) では中心部 $9' \times 9'$ はライマンブレイク銀河、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の密度ともに平均の 6 倍であった。私たちのデータではこの $9' \times 9'$ の領域の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の数密度は全視野のちょうど 2 倍になっていた。つまり全視野での数密度は宇宙の平均の 3 倍であると予想される。これを確かめるために私たちは比較領域として取得した SXDS-GT 領域のデータを使用した。SXDF-GT 領域では探索面積 606 arcmin^2 に $NB497 < 25.3$ の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体が 55 個見つかっている。SSA22 領域で同じ限界等級までにすると $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体は 109 個になる。平均面密度は SSA22 領域で 0.16 arcmin^{-2} 、SXDF-GT 領域で 0.091

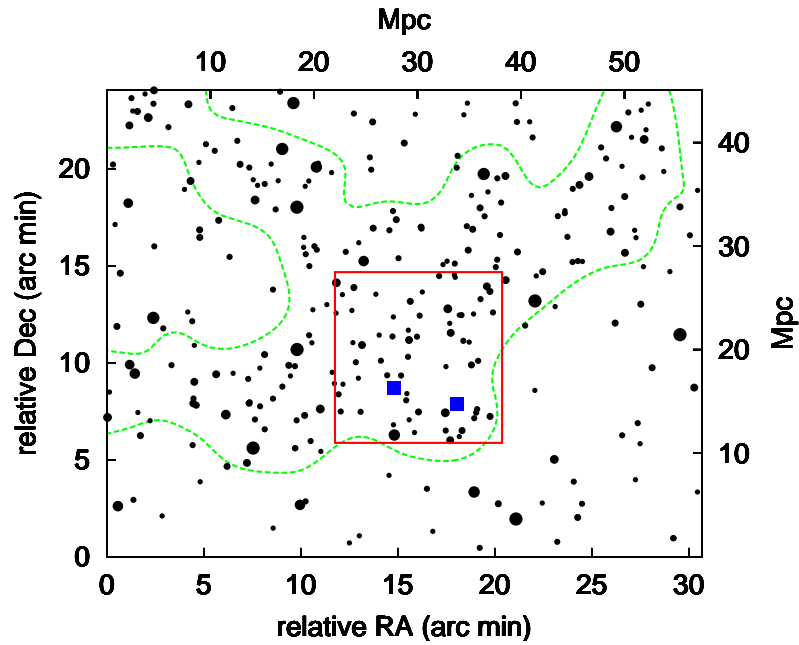


図 12: 283 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の天球面上分布。黒点が $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体で、青四角は 2 つの巨大水素ガス天体である。赤線は Steidel et al. (2000) の視野を示している。

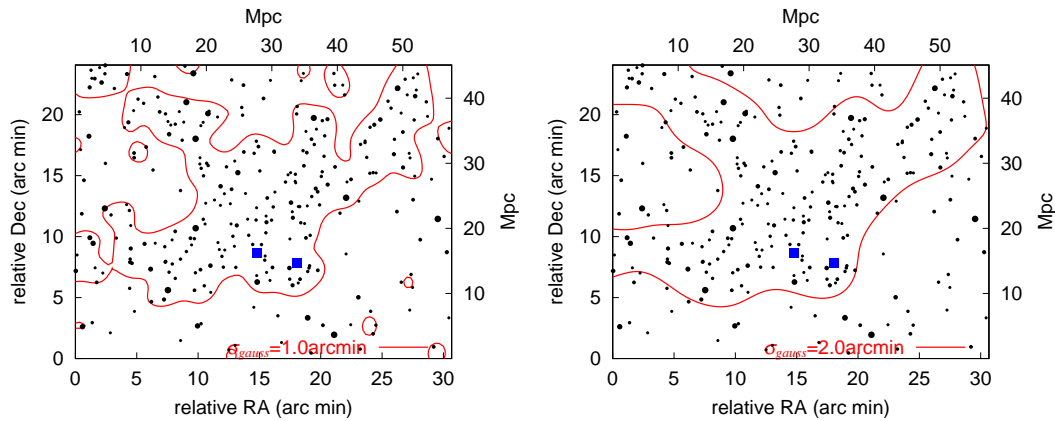


図 13: スムージングする Gaussian カーネルの σ を変化させた場合の平均密度線の変化。(左図) Gaussian カーネルの σ が 1 分角の場合 (右図) Gaussian カーネルの σ が 2 分角の場合。フィラメント状の高密度領域は σ の大きさにはほとんど影響されない。

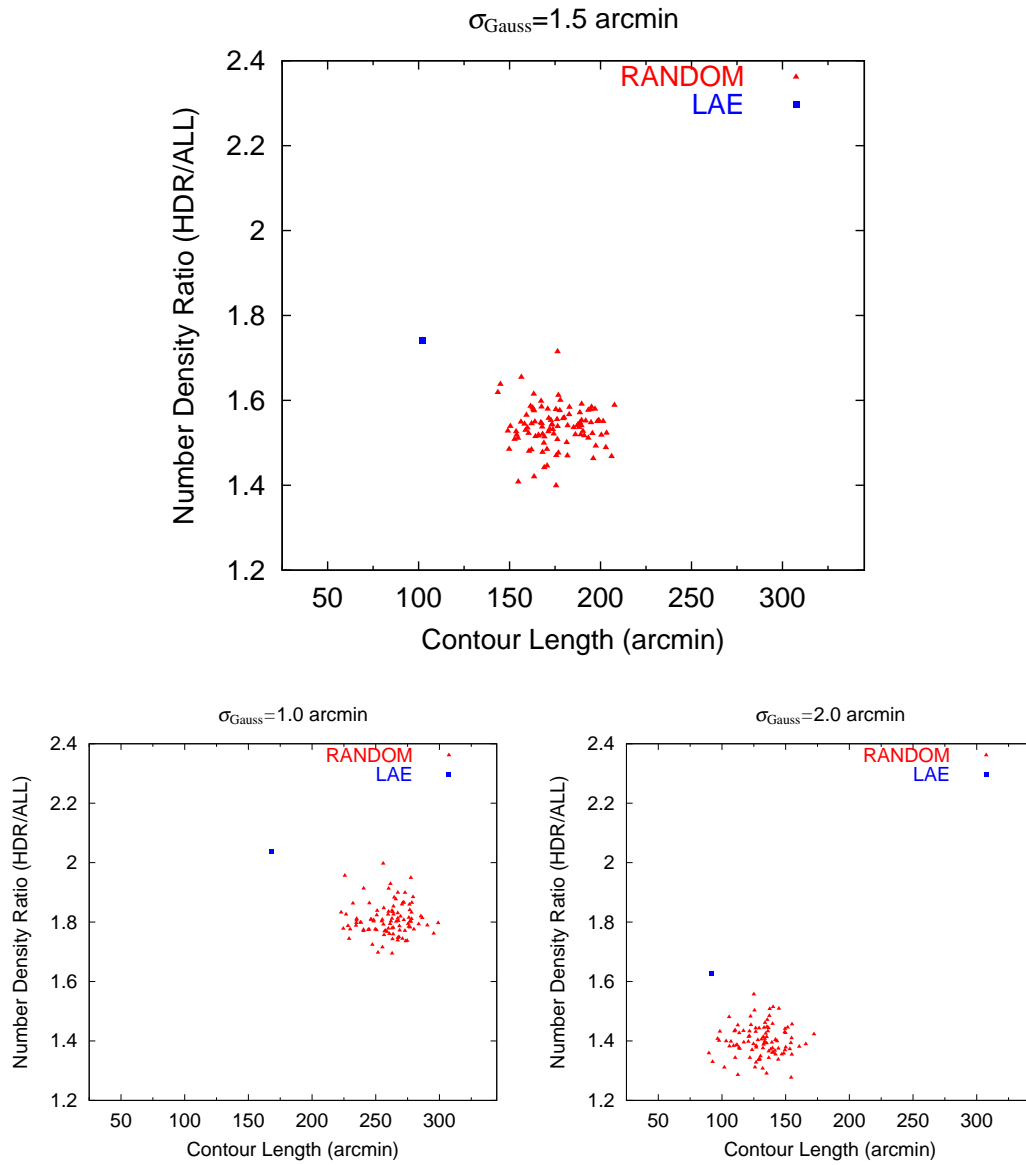


図 14: Ly α 輝線天体の分布とランダム分布における平均密度線の長さや高密度領域と視野全体での数密度の比。青は Ly α 輝線天体の分布で赤は 100 天域分のランダム分布。(上図) 平滑化に使用した Gaussian カーネルの σ が 1.5 分角の場合、(下図) Gaussian カーネルの σ が 1 分角、および 2 分角の場合。

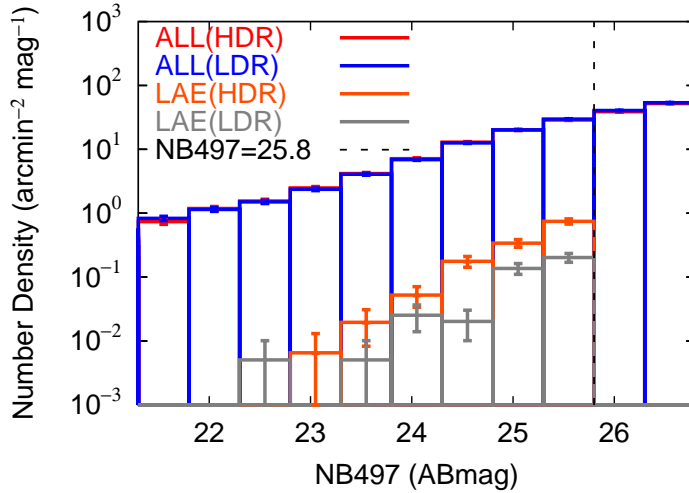


図 15: HDR と LDR で検出した天体、および $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の数密度。赤は HDR の全検出天体、青は LDR の全検出天体、オレンジは HDR の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体、灰色は LDR の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体。二つの領域で $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体数密度は違うが全検出天体の数密度に違いは見られない。

arcmin^{-2} であった。つまり、SSA22 領域の平均面密度は SXDF-GT 領域の 1.7 倍になっていることがわかった。Steidel et al. (2000) の結果からの予想よりもかなり小さい値である。実際の平均数密度を出すためにはたくさんの天域で同程度の深さの観測が必要である。平均数密度を求めることは、この研究では必須であり、さらなる観測を進めていこうとしている。

4.2.5 $\text{Ly}\alpha$ 吸収線天体

さらに BV 画像で天体検出をしたカタログを用いて $\text{Ly}\alpha$ 吸収線天体の探索を行った。 $\text{Ly}\alpha$ 吸収線天体は (i) $BV < 26.2\text{mag}$ ($\text{SN} > 8$) かつ、(ii) $BV - \text{NB497} < -0.7$ 、これは $EW_{\text{obs}} < -38\text{\AA}$ に相当する、かつ、(iii) $B_{AB} - \text{NB497} < -0.6$ かつ、(iv) $BV - \text{NB497}$ の等級差が 3.5σ 以上、という条件で選んだ。49 個中には SSA22a $z = 3.1$ のライマンブレイク銀河が 4 個含まれていた。また $\text{Ly}\alpha$ 吸収線天体も $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の大構造をほぼトレースしていることがわかった (図 16)。

4.3 輝線天体の分光観測

今回の観測で発見した $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体のフィラメント状大規模構造は一続きの構造なのであろうか? あるいは別々の構造が天球面上分布で投影されてフィラメント状に見えるだけなのであろうか? 私は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の大規模構造の三次元分布を明らかにするための可視分光観測を行った。この観測によりこの大構造は少なくとも三本の太さ 10Mpc、長さが 30Mpc のフィラメントで作られていることがわかった。しかもその結節点の近く

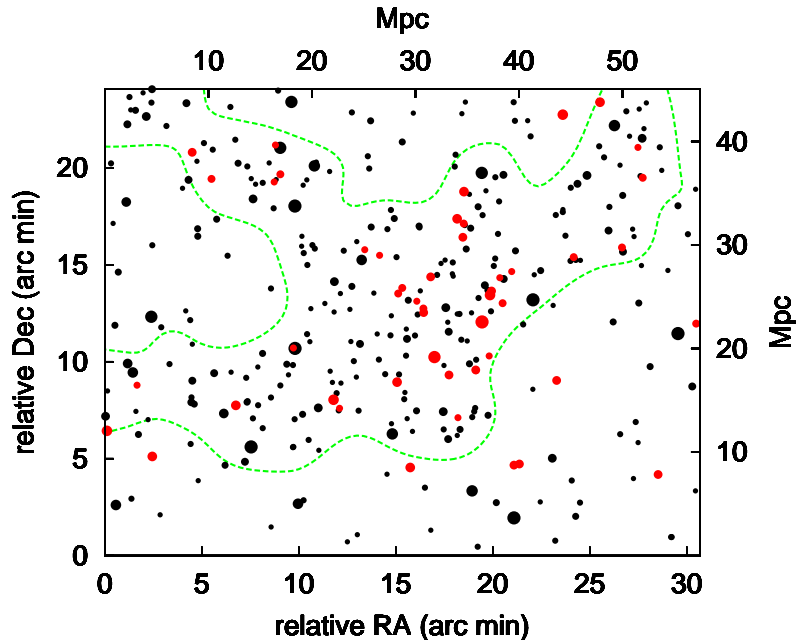


図 16: 283 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体と 49 個の $\text{Ly}\alpha$ 吸収線銀河の天球面上分布

に二つの巨大水素ガス天体が位置していることもわかった。フィラメントの結節点は将来は銀河団の中心部になると考えられており、この巨大水素ガス天体は銀河団中の巨大楕円銀河の祖先に当たるのかもしれない。この観測により、高赤方偏移において、銀河の性質とそのまわりの環境、特に大規模構造との関係を世界で初めて三次元的に調べることに成功した。

4.3.1 観測

この観測は 2003 年 10 月 23 日、24 日の前半夜にすばる望遠鏡の可視分光装置 FOCAS(Kashikawa et al. 2002) の MOS モードを用いて行った。使用したグリズムは 300B、フィルターは Y47 である。スリット幅は 0.8 秒角で分解能は $R=500$ 、つまり速度分解能 $\text{FWHM}=600\text{km s}^{-1}$ である。1 ピクセルは 1.4\AA である。全部で 6 視野の観測を行なった。観測中はディザリングは行なわなかった。一視野の積分時間は 0.7-1.5 時間である。一ショットは 20-30 分積分にした。各マスクで青側の波長較正用にランプ、およびドームフラットのスペクトルを取得した。

4.3.2 データ処理

データ処理には FOCAS チームの作成した IDL プログラムおよび、IRAF を使用した。

(1) WCS データのリセット

IRAF wcsreset を使った。FOCAS の生データでは WCS データがおかしいため、そのままでは IRAF で処理ができない。このため、WCS データを消しておく。

(2) bias 画像作り

IRAF imcombine を使った。bias 画像をメジアン合成で作成した。

(3) flat 画像作り

IRAF imarith および **IRAF imcombine** を使った。dome flat 画像から bias 画像を引き、それらをメジアン合成した。

(4) チップの張り付け

IDL bigimage を使った。FOCAS の検出器は 2048×4096 の二つの CCD で構成されている。データ処理の簡単化のために二つの CCD 画像を張り合わせて一つの大きな画像にする。

(5) スペクトルの切り出し

IDL fcsmosred を使った。まず画像に対して bias 差し引き、感度補正、宇宙線除去、歪み補正を行う。その後、各スペクトルを切り出し 2次元スペクトルにする。

(6) 波長較正

IRAF identify、**reidentify**、**fitcoord**、および、**transform** を使用した。波長とピクセルの関係式を求めるために波長較正用 Th-Ar ランプ画像を使った。まず、ランプ画像の 2次元スペクトルの中心から ± 5 ピクセルを足し、輝線と Th-Ar ランプテーブルの値を比較する。輝線の対応を付け、変換式を 3次の Legendre 多項式で求める。その後、左右のピクセル (6 ピクセル binning、3 ピクセルごと) に対しても同様に変換式を求める。スリットの空間方向が 2次、波長方向が 3次の Legendre 多項式で 2次元スペクトル全体の波長とピクセルの関係式を求める。この関係式を元に画像を変換する。

(7) sky の差し引き

IRAF background を使った。ここでは 2σ よりも大きな揺らぎは無視して、一次式でフィットを行ない、フィットで得た関数を sky としてデータから引いた。

(8) 波長較正の微調整

IRAF imshift を使った。夜光輝線の波長を確認し、ずれの分を画像をシフトさせて微調整する。

(9) 画像合成

IRAF imarith あるいは **imcombine** を使った。2枚しかないものは平均で、3枚あるものはメジアン合成を行なった。

(10) スペクトルの1次元化

IRAF splot を使った。シーイング程度(およそ 10 ピクセル)でスリットの空間方向に足し合わせた。

(11) 波長感度較正

IRAF apall、**standard**、**sensfunc**、および、**calibrate** を使った。long スリットで取得した標準星スペクトルに対して、まず (1)-(8) までの処理を行う。スペクトルを1次元化し、観測したスペクトルと標準星スペクトルのテンプレートを比較し、変換式を求める。この変換式を元に、すべての天体のスペクトルを変換する。

4.3.3 赤方偏移の測定

こうして得られたスペクトルのうち、56 個について $S/N > 5$ で輝線を検出し、詳細な赤方偏移を測った。誤差の測定、および輝線の Gaussian フィットには **IRAF splot** を使用した。これらのスペクトルで検出できたのは各スペクトルで輝線が一本だけであったが、この輝線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線である可能性が高い。なぜなら、この輝線が $z = 0.33$ の銀河からの $[\text{OII}]\lambda 3737$ であった場合、 $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$ が見えるはずだからである。この観測で得られた $[\text{OIII}]\lambda 5007$ と $[\text{OII}]\lambda 3737$ の比は 0.5 以下であるが、 $z \sim 0.3$ ではほとんどが $[\text{OIII}]\lambda 5007 / [\text{OII}]\lambda 3737 > 0.5$ であることがわかっている (Hammer et al. 1997)。

4.3.4 フィラメント状大規模構造の3次元分布

図 17 には 56 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の 3 次元分布を示している。この図から天球面上でフィラメント状に見えていた構造は 3 次元的に見てもやはり連結した少なくとも三本のフィラメントからできていることがわかった。典型的なフィラメントの長さは 30 Mpc、幅は 10 Mpc くらいであった。これは $z > 3$ で作られた銀河地図としては最大のものである。また図 17 には 2 つの巨大水素ガス天体の位置を水色四角で示している。巨大水素ガス天体の赤方偏移は私たちの観測によるものである。ここでは大変興味深いことに巨大水素ガス天体はフィラメントの結節点のすぐ近くに位置していることがわかった。

この分光観測で赤方偏移が求めることができたのは、まだ 56 個であり、少ないことは否めないが、このデータから 3 次元での密度超過について、制限が与えられるかどうか試した。局所的な 3 次元密度は $\sigma = 4$ Mpc の Gaussian カーネルで分布を平滑化し求めた (図 18)。数密度のピークは $\approx 6 \pm 2.4 \times 10^{-3} \text{ Mpc}^{-3}$ 、フィラメントの平均数密度は $\approx 3 \pm 1.7 \times 10^{-3} \text{ Mpc}^{-3}$ であった。FOCAS の視野内にあり、赤方偏移の測れていない $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体は 66 個であり、これらがすべてフィラメントに属しているとする、密度の補正ファクターは約 2 倍 $((56+66)/56=2.2)$ になる。SSA22 領域 $z = 3.1$ での視野内の平均数密度は $1.4 \times 10^5 \text{ Mpc}^{-3}$ であるので、補正なしでもフィラメントの数密度は SSA22

視野内の平均数密度の2倍ということがわかる。

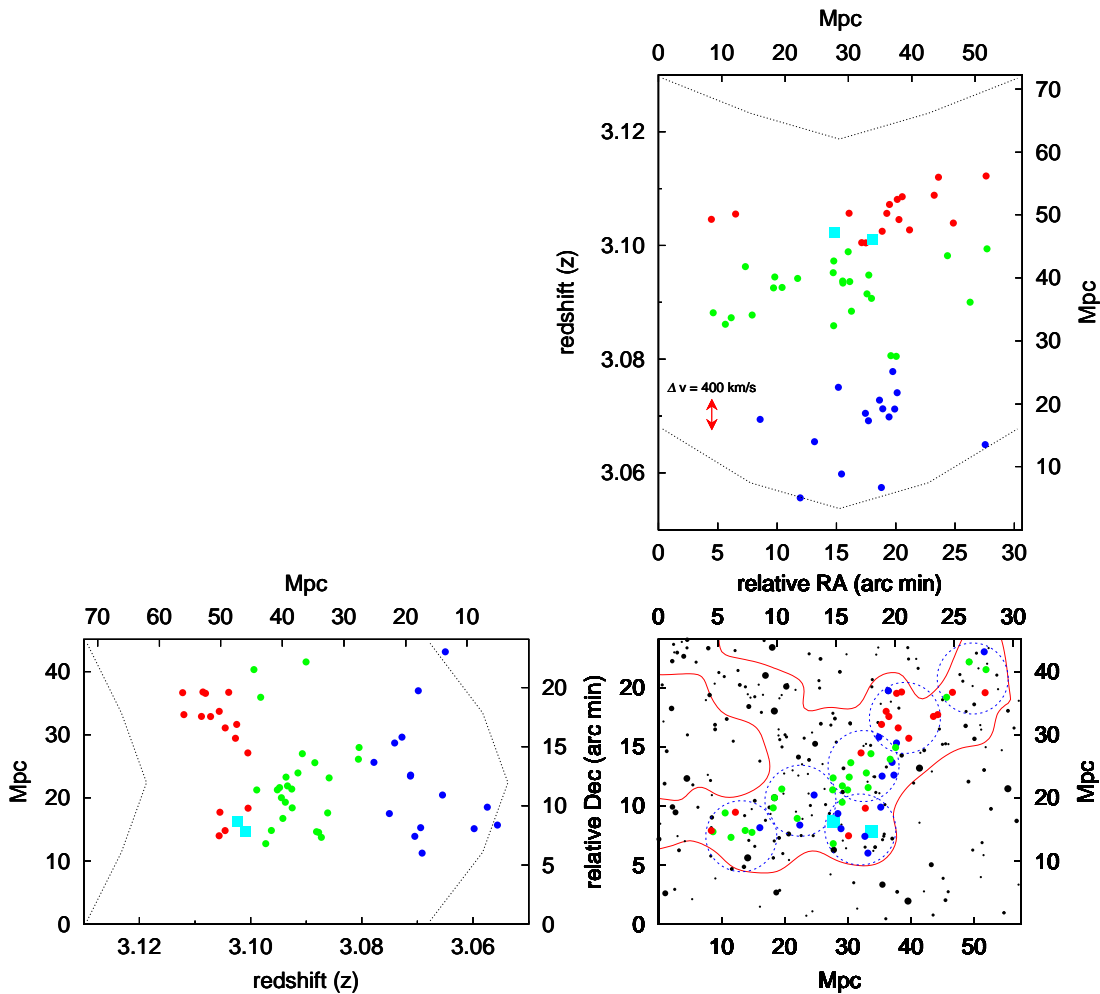


図 17: 56 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の 3 次元分布。 $z = 3.05 - 3.08$ は青点、 $z = 3.08 - 3.10$ は緑点、 $z = 3.10 - 3.12$ は赤点で示してある。水色四角は二つの巨大水素ガス天体である。点線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線に対するフィルターの透過率が半分になる赤方偏移である。

SSA22 領域 $z = 3.1$ での視野内の平均数密度は巨大な密度超過領域を含んでおり、同じ時代の宇宙での平均の銀河数密度に比べ高いはずである。そこで SXDF-GT 領域の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の数密度と比較してみる。SXDF-GT 領域の探索体積は $1.3 \times 10^5 \text{ Mpc}^{-3}$ で、 $\text{NB497} < 25.3$ の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の数密度は $4.4 \times 10^{-4} \text{ Mpc}^{-3}$ である。分光サンプルの $\text{NB497} < 25.3$ の銀河と比べると、密度超過は約 10 倍 (補正込み) になることがわかった。 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体のバイアスを $z = 3$ のライマンブレイク銀河と同じ $b = 4$ と仮定すると、三本のフィラメントを合わせた合計の質量はおよそ $\sim 10^{15} M_{\odot} \text{ Mpc}^{-3}$ となる。

ここで気をつけなければならないのは、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の赤方偏移は固有運動のせいで正確な距離を示していないということである。近傍銀河の固有運動の速度分散はおよそ $500 - 600 \text{ km s}^{-1}$ であるが (Zehavi et al. 2002, Hawkins et al. 2003)、高赤方偏移ではたと

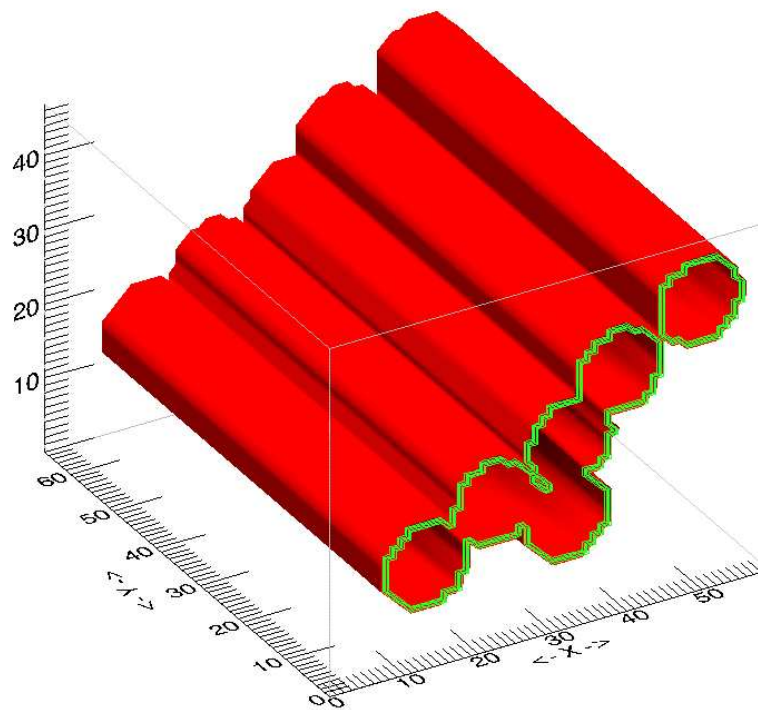
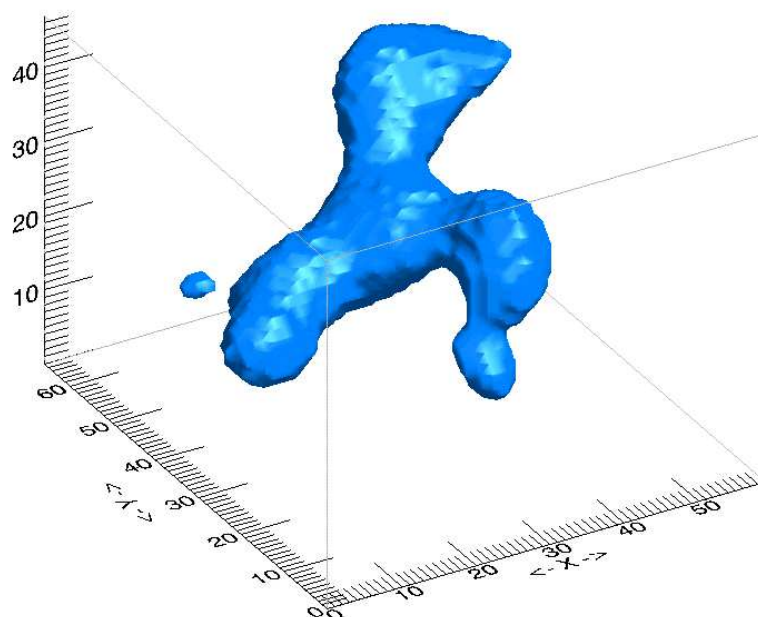


図 18: (上図) 3つのフィラメント構造。 $\sigma = 4 \text{ Mpc}$ の Gaussian カーネルで分布を平滑化して求めた局所的な 3次元密度の等密度面 ($\approx 2 \times 10^{-3} \text{ Mpc}^{-3}$) を示している。(下図) FOCAS の 6mask で分光できた領域。

え密度超過領域であっても小さくなっていくと推定されている (Hamana et al. 2001, 2003)。数値シミュレーションでは $z \sim 3$ の速度分散は $300 - 400 \text{ km s}^{-1}$ と推定されている (Zhao et al. 2002)。これは赤方偏移になおすと、 $\sigma_z \sim 0.005$ であり、今回、局所的な数密度を求める際に使用した Gaussian カーネルの σ とほぼ等しい。つまりこの効果は形態や数密度の議論にはほとんど影響をしないことがわかる。

もうひとつ考えなければならないのが、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線から求める赤方偏移が銀河本体の赤方偏移とずれているかもしれないという点である。銀河の中の水素ガスやダストは $\text{Ly}\alpha$ 輝線の青側を吸収するため、見掛けの $\text{Ly}\alpha$ 輝線は赤側にずれることになる。しかしながら、特に強い $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体ではこのずれは少ないことがわかっている。今回のサンプルは強い $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体 ($\text{EW}_0 > 40 \text{ \AA}$) である。この場合、赤方偏移のずれは 0.004 以下、分散も 0.002 以下と見積もられている (Adelberger et al. 2003)。つまりこのずれも今回の解析にとって無視できる範囲であることがわかる。

二つの巨大水素ガス天体が $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体のフィラメントの結節点近くに位置していることは一体何を意味しているのであろうか? もしこれらのフィラメントが現在の銀河高密度領域に成長していくとすると、この結節点には大きな銀河団の中心部になると推測できる。つまりこの巨大水素ガス天体は銀河団中心の巨大銀河の祖先なのかもしれない。この巨大水素ガス天体のうちの一つは非常に明るいサブミリ波源 ($f_{850\mu\text{m}} = 20 \text{ mJy}$) として、もう一つも $2 - 3\sigma$ で検出されている。明るいサブミリ波源の大きな分子ガスや力学質量を持っているものが多い。また実際に巨大水素ガス天体のひとつからは一酸化炭素分子輝線も検出されている (Chapman et al. 2004)。また $\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度幅から推定されるダークマターハローの質量はとても大きいことがわかっている ($\sim 10^{13} M_\odot$) (Bower et al. 2004)。この結果は巨大銀河の形成が大規模構造の中のある特別な場所で起っていることを示しているのかもしれない。

一方、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の星形成率は局所的な数密度と関係がないという結果も得られた (図 19)。 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の星形成率は紫外線連続光から推定した。近傍銀河では数密度が高いと星形成率が低いという傾向があることがわかっている (Gomez et al. 2003)。しかしながら、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体ではそのような傾向は見られなかった。つまり高赤方偏移の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の星形成率はまわりの環境によらないということになる。実はこの傾向は数値シミュレーションによる予想 (Keres et al. 2005) とよくあっているのである。彼らのシミュレーション結果によると、 $z = 3$ の銀河の星形成率はまわりの環境とはほぼ独立であるらしい。また彼らの結果からは密度超過領域には飛び抜けて大きい星形成率を持つ銀河が存在していることが読み取れる。このような銀河は 2 つの巨大水素ガス天体に対応しているのかもしれない。

さらに、56 個のスペクトルを合成し、密度超過領域に属する $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の性質を調べてみた (図 20)。しかしながら、合成スペクトルには $\text{Ly}\alpha$ 輝線以外の輝線や吸収線は出てこなかった。このスペクトルでは輝線比 $\text{CIV}\lambda 1549/\text{Ly}\alpha$ は 0.1 以下であった。 $z = 3$ で見つかっている狭輝線を持つ 2 型 AGN の典型的な輝線比 $\text{CIV}\lambda 1549/\text{Ly}\alpha$ は ~ 0.2 である (Steidel et al. 2002)。つまり $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の中にある 2 型 AGN の割合の上限値が半分であることがわかった。

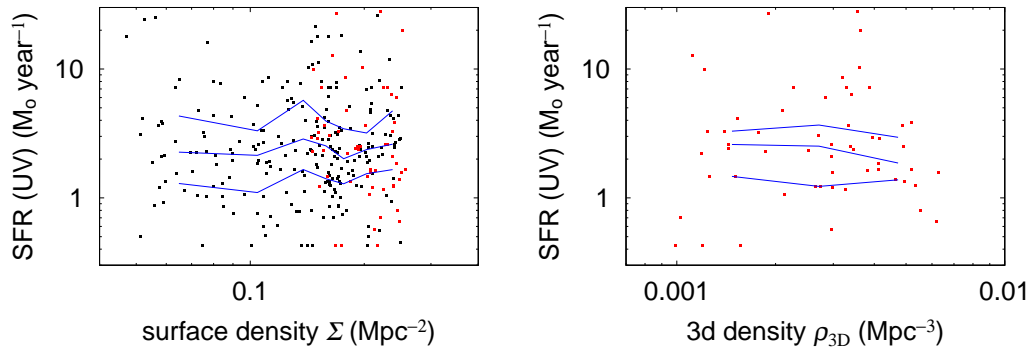


図 19: $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の星形成率は局所的な数密度との関係。左側の図は局所的な面密度で右側の図は 3 次元的な密度を示している。赤点は 56 個の赤方偏移の分かった $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体を示している。青線は上から分布の 75%、50%、25%を示している。

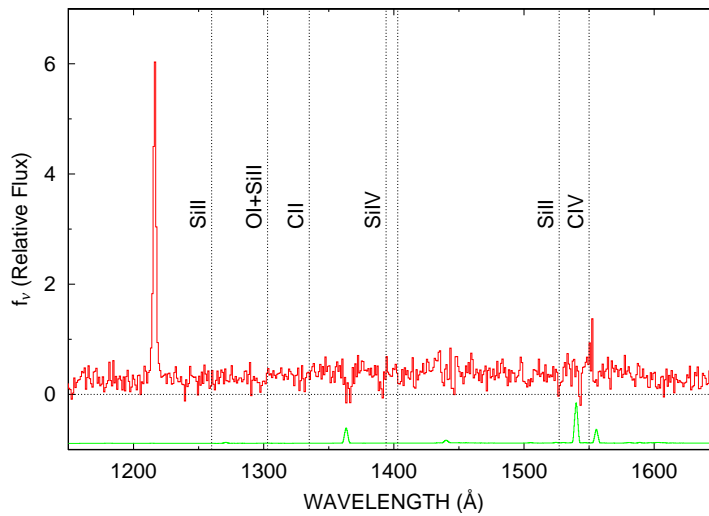


図 20: 56 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の合成スペクトル。赤線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体のスペクトルで、緑線は $z = 3.09$ の天体に対する典型的な空の夜光輝線 (OH 輝線) の強さを示している。縦線はライマンブレイク銀河で見つかった星間ガスによる吸収線 (Shapley et al. 2003)。

この観測により、天球面上で発見したフィラメント状構造は三次元的に見ると実は少くとも三本の連結したフィラメントからできていることがわかった。さらに2つの巨大水素ガス天体がフィラメントの結節点の近くに位置していることもわかった。この観測は高赤方偏移において、銀河の性質とそのまわりの環境、特に大規模構造との関係を三次元的に調べた世界でも初めての研究である。

5 巨大水素ガス天体の統計的性質

すばる主焦点カメラによる狭帯域フィルター撮像観測により、数十 Mpc を超える輝線天体のフィラメント状大規模構造を発見し、さらに分光観測から3次元的に見ても一続きの構造であることがわかった。 $z \sim 3$ においてこのような大規模な物質の非一様があることは考えにくいから、この大規模構造は選択的な銀河形成領域ではないかと考えられる。この選択的な銀河形成領域において、銀河はどのように形成されているのであろうか? 巨大水素ガス天体は大質量銀河形成の現場と考えられる天体で、銀河形成の物理過程を空間的に分解して調べることができる重要なサンプルである。私は巨大水素ガス天体を探すために、すばる主焦点カメラで得た撮像データに対してさらに詳しい解析を行った。そして $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがり 16 arcsec^2 以上 (約 30 kpc 以上) の巨大水素ガス天体を新しく 33 個検出した (Matsuda et al. 2004)。このような 30 個を超える巨大水素ガス天体のサンプルを取得し、その統計的な性質を調べたのは世界中でこれが初めてのことである。

5.1 巨大水素ガス天体の大サンプル

5.1.1 巨大水素ガス天体の検出

生データは $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の解析で使用したデータと同じものを使用した。私は大きくひろがった天体を取り出すために、sky 差し引きで使用するメッシュサイズを $15''$ から $30''$ に広げてデータを処理しなおした。また BV 画像の他に、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線のみを取り出すために、 $NB497$ 画像から BV 画像を引き算した NB_{corr} を作成した。最終画像は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体を検出した画像に比べ、sky 差し引きのメッシュサイズを2倍に大きくしたため、限界等級が 0.2 等級ほど浅くなった。しかし、淡くひろがった天体は小さなメッシュサイズでは sky と間違えられて引かれてしまう。このため、巨大水素ガス天体の検出には大きなメッシュサイズを取ることが必須である。1 平方秒角あたり 1σ の限界等級は $NB497$ で 28.8 等級、 B で 29.0 等級、 V で 29.0 等級、 R で 29.2 等級、 BV で 29.1 等級、 NB_{corr} で 28.8 等級であった。使用した画像のサイズは $31'.1 \times 22'.9$ である。ここでは空間的にひろがった表面輝度の低い天体が対象であり、ノイズの大きい領域、特に画像の端や明るい星のまわりをマスクしたため、以前の解析に比べ、使える領域が若干狭くなった。探索体積は $1.3 \times 10^5 \text{ Mpc}^3$ である。

天体検出および測光には SExtractor version 2.2.2 (Bertin & Arnouts 1996) を使用した。天体検出は NB_{corr} 画像を FWHM が 1 秒角の Gaussian カーネルで平滑化してから行った。天体検出では 1 ピクセル当り 6.3 カウントの領域が 20 ピクセル以上つながっていることとした。1 ピクセル当り 6.3 カウントは 1 平方秒角あたり 28.0 等級 ($2.2 \times 10^{-18} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$)、あるいは平滑化する前の NB_{corr} 画像での 1 平方秒角あたり 2σ のスカイノイズの揺らぎに相当する。天体を分離するパラメータである deblending parameter を 0.05 と小さくすることで、空間的にひろがった表面輝度の低い天体がいくつもの天体に分離されるのを防いだ。また天体検出時の sky 引きのサイズも画像処理時と同じ $30'' \times 30''$

とした。

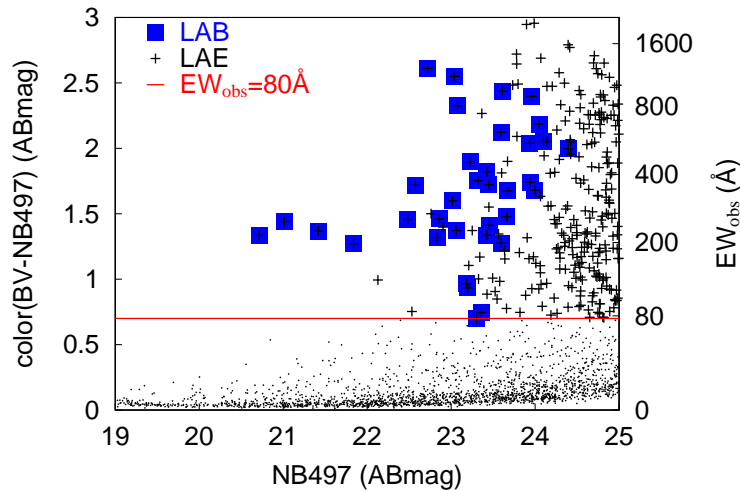


図 21: 検出した天体の色等級図。実線 (NB497 等級が BV 等級の 2 倍の明るさ) よりも上側にある天体を輝線天体として選んだ。四角は 35 個の巨大水素ガス天体。

天体の測光では天体検出で求めた等表面輝度線の内側のフラックスを測った。図 21 に $BV - NB497$ と $NB497$ の色等級図を示した。ここで輝線天体として $BV - NB497 \geq 0.7$ の天体を選んだ。この条件は観測者系輝線等価幅が $EW_{\text{obs}} \geq 80 \text{ \AA}$ に相当している。図 22 には上で選んだ輝線天体の等表面輝度線内の面積と NB_{corr} 画像での等級を示した。ここでひろがった輝線天体として等表面輝度線内の面積が 16 arcsec^2 以上の天体を選んだ。これはサイズになおすと $z = 3.1$ で 30 kpc 以上に相当する。図 22 を見てみるとこの 2 つの最も大きな巨大水素ガス天体を筆頭に面積が大きいほうから小さいほうへ分布が連続的になっている様子が見える。分布は連続的であるためどれくらい大きな面積を持つ天体を巨大水素ガス天体として選べば良いかは自明ではないが、どこかで条件を決める必要がある。例えば星のような点源でも大気の揺らぎにより像がある決まった関数形でひろがることわかっている。このため、もとは点源であっても等表面輝度線内の領域はある程度の面積を持つことになる。 16 arcsec^2 はこの大気によりひろがった点源が持つ面積よりも十分に大きい値になっている。また 16 arcsec^2 は物理的なサイズに直すと約 30 kpc であり、これは近傍の大質量銀河のサイズに相当する。

またここで選んだ巨大水素ガス天体はすべて NB_{corr} 等級が空の明るさの揺らぎの標準偏差の 8 倍以上になっており、揺らぎを偽の天体として検出してしまっている確率は極めて小さいことを確かめた。さらに偽の天体がサンプルに混じっていないことは正と負を裏返した画像を使って同じ条件で天体が検出されないことでも確かめた。

35 個の巨大水素ガス天体の形態や表面輝度は非常に多種多様であることがわかった。私たちは巨大水素ガス天体の番号を大きさの順に 1 番から 35 番というようにつけた (図 23)。最も明るく大きい 1 番と 2 番がすでに知られていた巨大水素ガス天体である。付録の図 34 から図 40 に 35 個の巨大水素ガス天体の U_n , $NB497$, NB_{corr} , BV , R バンド画

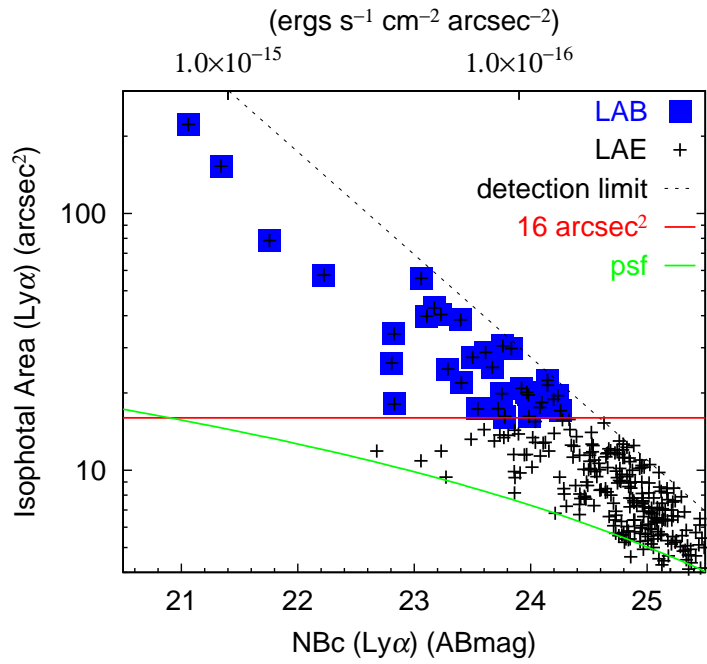


図 22: 輝線天体の面積と明るさ分布。赤線(サイズが 16 平方秒角)よりも上側にある天体を巨大水素ガス天体として選んだ。緑線は大気によりひろがった点源の等表面輝度線内の面積を表している。点線は空の明るさの揺らぎの標準偏差の 8 倍を表している。

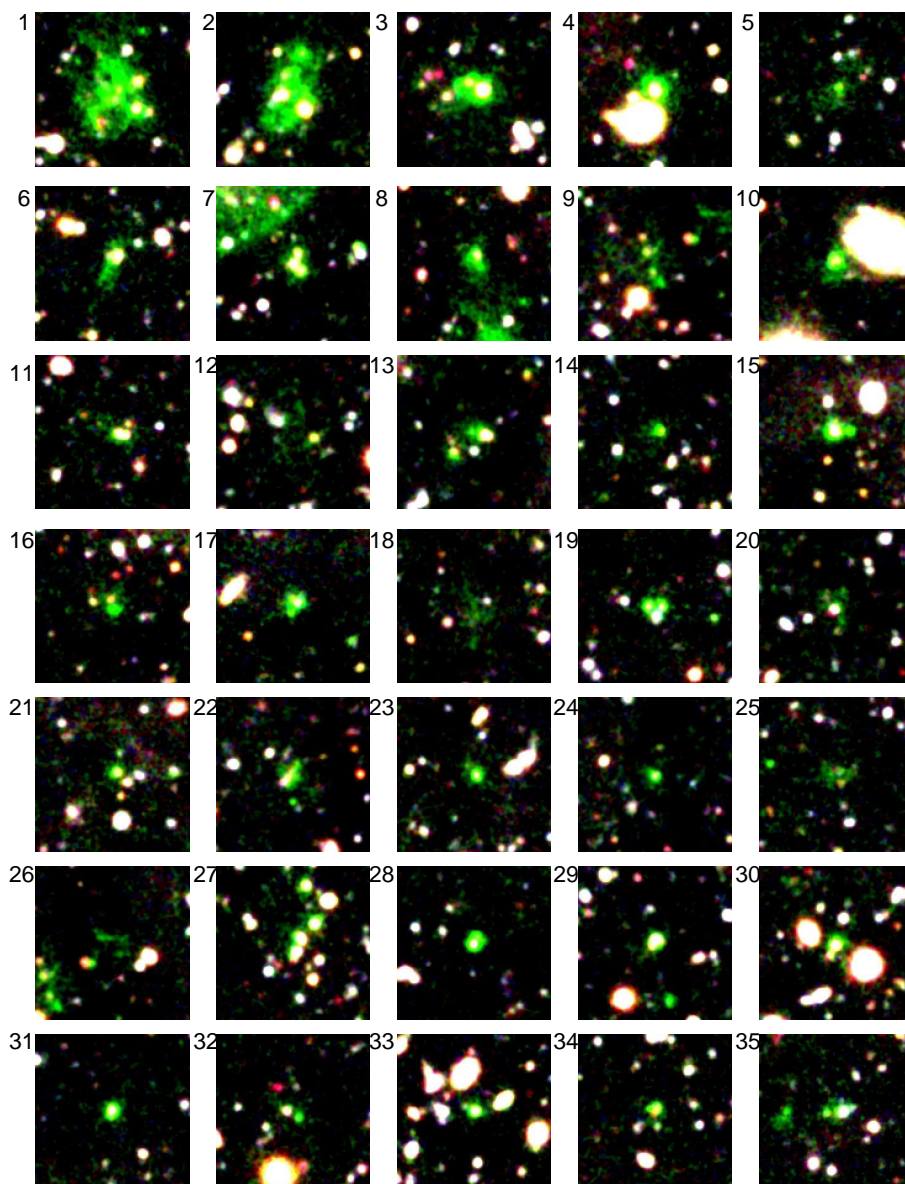


図 23: 35 個の巨大水素ガス天体のカラー画像。緑色が $\text{Ly}\alpha$ 輝線を表している。画像の一辺は 25 秒角 (190kpc)。

像を示した。この U_n バンド画像は Steidel et al. (2003) の FTP サイトから取得したもので、主焦点カメラの視野の中心付近 $9' \times 17'$ のみしかない。 U_n バンド画像がない場所にある天体についてはかわりに等表面輝度線の画像を示した。各画像のサイズは一辺 $25''$ である。また各バンドの表示レベルを一定にしてあるため、見た目で各バンドでの各天体の表面輝度の違いを比較することができる。黄色線は等表面輝度線を示している。水色の十字は $Ly\alpha$ 輝線のもっとも表面輝度の高い場所を示している。緑線は Steidel et al. (2003) で $z = 3.1$ のライマンブレイク銀河とわかっている天体、赤線は $Ly\alpha$ 輝線のピークに最も近い連続光源の位置を示している。この中で淡くひろがっており、しかも連続光が暗い天体はガス収縮中の原始銀河の非常に良い候補である。また泡状、あるいは円錐状構造を持つ天体もあり、このような構造は銀河風の証拠かもしれない。

図 24 には面積と平均表面輝度の分布を示した。この図からも巨大水素ガス天体の表面輝度分布には大きな幅があることがわかる。また図の右上は検出限界よりも明るい側であっても天体がない。これは巨大水素ガス天体の中でも 100kpc 以上のひろがりを持つ天体はまれであるということを表しているのかもしれない。

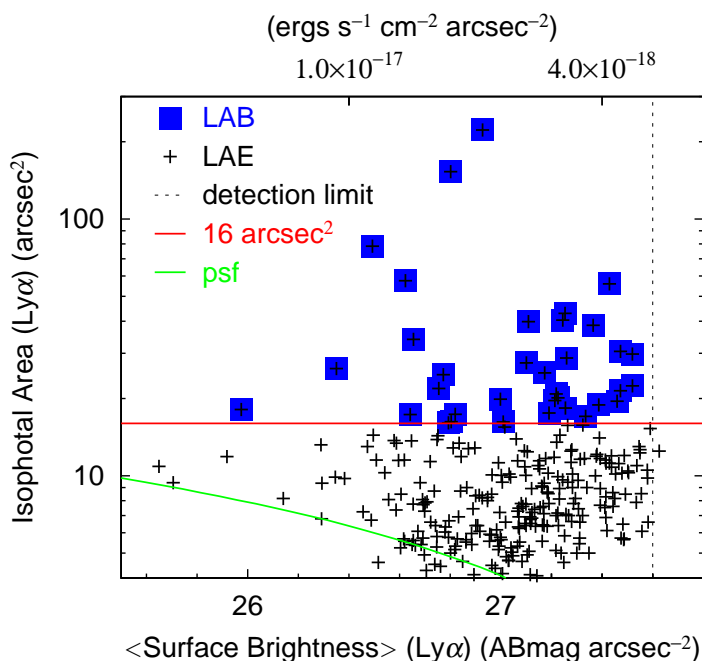


図 24: 輝線天体の面積と平均表面輝度分布。赤線は 16 平方秒角のサイズ、緑線は大気によりひろがった点源が持つ面積を示す。点線は今回の検出限界。

5.1.2 空間分布

図 25 では巨大水素ガス天体の分布と $Ly\alpha$ 輝線天体の空間分布を比較した。ここでは巨大水素ガス天体の約 9 割が $Ly\alpha$ 輝線天体の高密度領域の中に位置していることがわ

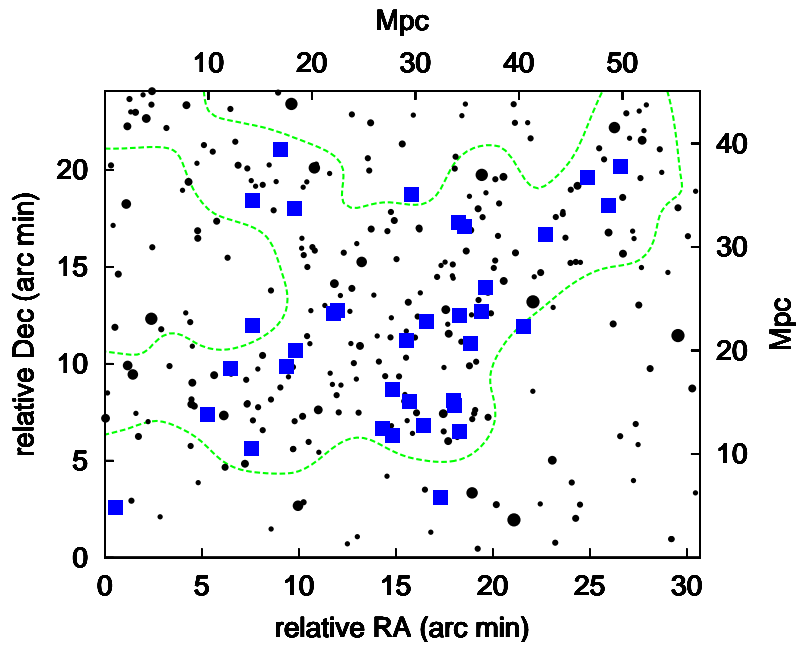


図 25: 35 個の巨大水素ガス天体の空間分布。青丸が巨大水素ガス天体、黒丸は 283 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の位置を示している。緑線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の密度超過領域を表している。

かった。

5.1.3 紫外線連続光

これまでに知られていた巨大水素ガス天体では $\text{Ly}\alpha$ 輝線と紫外線連続光の強度比が光電離で説明可能な値を大きく超えていた。では今回検出した 35 個の巨大水素ガス天体ではどうだろうか? この 35 個のサンプルの $\text{Ly}\alpha$ 輝線と紫外線連続光の強度比を示したのが図 26 である。図 26 の左右の図で縦軸は等表面輝度内で測った NBc の等級で $\text{Ly}\alpha$ 輝線の強度を表している。横軸は左図は $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等表面輝度内で測った R バンドの等級、右図は巨大水素ガス天体に付随すると考えられる $\text{Ly}\alpha$ 輝線ピークに最も近い連続光源の R バンドの等級である。これらは紫外線連続光の光度を表している。破線は星による光電離を考えた場合に紫外線の光度から推定される $\text{Ly}\alpha$ 輝線の光度である。つまりこの推定値よりも $\text{Ly}\alpha$ 輝線の光度が大きい天体(破線の左下)は星による光電離だけで説明することは難しいと言える。実際にこの推定値を超える $\text{Ly}\alpha$ 輝線の光度を持つ天体は右図では 35 個中 14 個で全体の約 3 分の 1 であった。

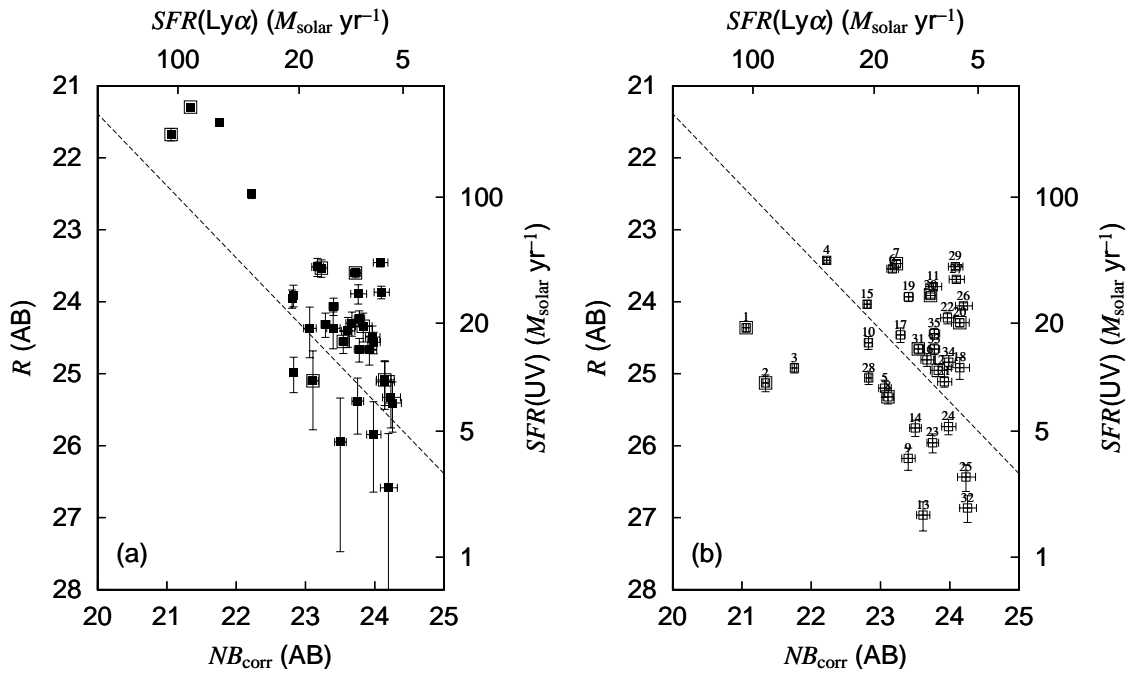


図 26: 巨大水素ガス天体の $\text{Ly}\alpha$ 輝線と紫外線連続光の光度の比較。破線は星の紫外線による光電離を考えた場合の $\text{Ly}\alpha$ 輝線光度の推定値。破線よりも左下の天体は推定値よりも $\text{Ly}\alpha$ 輝線が明るい天体である。左図は紫外線連続光の光度を等表面輝度内で測った場合、右図は $\text{Ly}\alpha$ 輝線ピークに最も近い紫外線連続光源の光度を使用した場合の結果を示している。

ID	RA (arcmin)	Dec (arcmin)	NB_{corr} (mag)	$F(\text{Ly}\alpha)$ (cgs)	$L(\text{Ly}\alpha)$ (cgs)	Area (arcsec ²)	$\langle\text{SB}\rangle$ (mag arcsec ⁻²)	Notes (Steidel et al. 2003)
LAB1	18.0	7.9	21.06	1.3(-15)	1.1(+44)	222	26.9	SSA22a-C11 (Blob1)
LAB2	14.8	8.7	21.34	1.0(-15)	8.5(+43)	152	26.8	SSA22a-M14 (Blob2)
LAB3	9.8	10.7	21.76	7.0(-16)	5.8(+43)	78	26.5	
LAB4	18.2	17.3	22.22	4.6(-16)	3.8(+43)	57	26.6	
LAB5	21.6	11.9	23.06	2.1(-16)	1.7(+43)	55	27.4	
LAB6	26.6	20.1	23.17	1.9(-16)	1.6(+43)	42	27.3	
LAB7	14.3	6.7	23.23	1.8(-16)	1.5(+43)	40	27.2	SSA22a-C6,M4
LAB8	18.0	8.1	23.11	2.0(-16)	1.7(+43)	39	27.1	SSA22a-C15
LAB9	11.8	12.6	23.40	1.5(-16)	1.3(+43)	38	27.4	
LAB10	9.0	21.0	22.83	2.6(-16)	2.2(+43)	34	26.7	
LAB11	19.4	12.7	23.76	1.1(-16)	9.1(+42)	30	27.5	(SSA22a-C47)
LAB12	16.6	12.2	23.83	1.0(-16)	8.6(+42)	29	27.5	SSA22a-M28
LAB13	7.6	12.0	23.61	1.3(-16)	1.0(+43)	28	27.3	
LAB14	15.6	11.2	23.50	1.4(-16)	1.2(+43)	27	27.1	
LAB15	7.5	5.6	22.81	2.7(-16)	2.2(+43)	26	26.4	
LAB16	18.3	6.5	23.67	1.2(-16)	9.9(+42)	25	27.2	
LAB17	0.6	2.6	23.29	1.7(-16)	1.4(+43)	24	26.8	
LAB18	17.3	3.1	24.14	7.8(-17)	6.4(+42)	22	27.5	
LAB19	19.6	13.9	23.40	1.5(-16)	1.3(+43)	21	26.8	
LAB20	15.7	8.0	24.14	7.8(-17)	6.4(+42)	21	27.5	SSA22a-C12
LAB21	5.3	7.4	23.92	9.5(-17)	7.9(+42)	20	27.2	
LAB22	15.8	18.7	23.97	9.1(-17)	7.6(+42)	20	27.2	
LAB23	7.6	18.4	23.75	1.1(-16)	9.2(+42)	19	27.0	
LAB24	9.4	9.9	23.98	9.0(-17)	7.5(+42)	19	27.2	
LAB25	18.9	11.0	24.23	7.2(-17)	5.9(+42)	19	27.5	
LAB26	12.0	12.7	24.20	7.4(-17)	6.1(+42)	18	27.4	
LAB27	22.7	16.6	24.10	8.1(-17)	6.7(+42)	18	27.3	
LAB28	9.8	18.0	22.83	2.6(-16)	2.2(+43)	18	26.0	
LAB29	26.0	18.1	24.08	8.2(-17)	6.8(+42)	17	27.2	
LAB30	16.4	6.8	23.72	1.1(-16)	9.5(+42)	17	26.8	SSA22a-D3
LAB31	14.8	6.3	23.55	1.3(-16)	1.1(+43)	17	26.6	SSA22a-C4
LAB32	18.5	17.1	24.26	7.0(-17)	5.8(+42)	17	27.3	
LAB33	6.5	9.8	23.78	1.1(-16)	9.0(+42)	16	26.8	
LAB34	24.9	19.6	23.99	9.0(-17)	7.4(+42)	16	27.0	
LAB35	18.3	12.5	23.78	1.1(-16)	9.0(+42)	16	26.8	

表 1: 35 個の LABs の性質

5.2 可視分光観測

撮像データを用いて巨大水素ガス天体の統計的性質を調べたが、特に $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがり、明るさ、表面輝度と紫外線連続光の光度や輝線等価幅などに相関は見られなかった。また $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがり分布を見ても連続的に小さいほうまで続いていることが分かっている。では巨大水素ガス天体と比較的に小さな $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の間に $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがり、明るさのほかに何か違いはあるのであろうか？

5.2.1 観測

私は 2004 年 8 月にすばる望遠鏡の FOCAS の共同利用観測を変更して、すばる望遠鏡と Keck 望遠鏡の時間交換で得られた DEIMOS 時間を割り当ててもらい、巨大水素ガス天体と $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の中分散 ($R=2500$) で深い (7 時間積分) 可視分光観測を行った。DEIMOS は口径 10m の KeckII 望遠鏡の多天体分光器で、視野は $5' \times 16'$ で一度に 100 個以上の天体を分光することのできる観測装置である (図 27)。またこの分光器は中分散のグリズム ($R = 2000 - 4000$) を備えており、速度の情報をより詳しく調べることができるのも特徴の一つである。

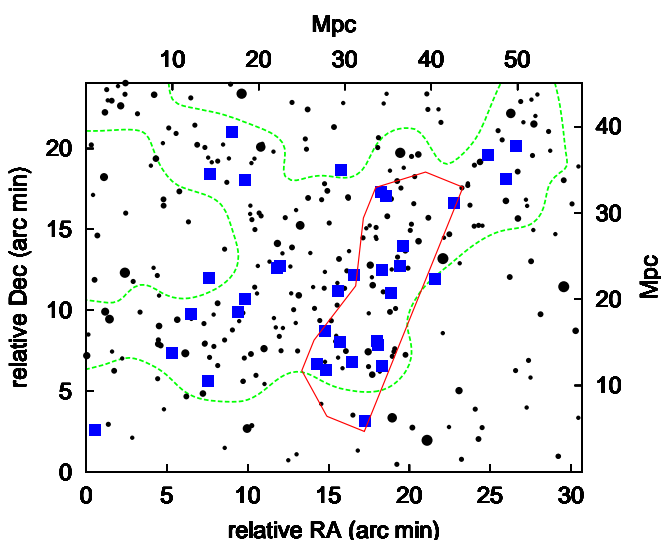


図 27: DEIMOS の mask の天球面上での位置 (赤線)。DEIMOS の視野はおよそ $5' \times 16'$ 。

私は巨大水素ガス天体を 16 個、比較的に小さな $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体を 21 個分光した (図 28、図 29)。ここで分光した $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体は巨大水素ガス天体を検出する時に同時に選んだ 30kpc 以下の輝線天体 ($\text{EW}_{\text{obs}} \geq 80\text{\AA}$) である。スリットの幅は 1 秒角で、分解能は $R = 2500$ である。分散は 1 ピクセルあたり 0.44\AA である。

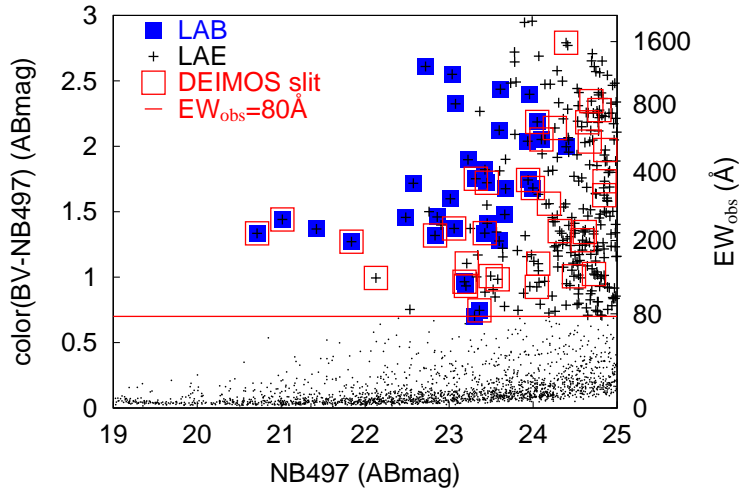


図 28: 分光天体の色等級分布。赤四角は DEIMOS で分光した天体、青四角はサイズが 30kpc 以上の 35 個の巨大水素ガス天体、黒バツは 30kpc 以下の輝線天体。

5.2.2 データ処理

データ処理には DEEP2 チームのパイプラインを使用した。ここでは以下の処理を行った。

(1) flat 画像作りと波長較正規則作り

感度較正用に使用する flat 画像を作る。この flat 画像からスペクトルの空間方向の歪みを測定する。波長較正用にはランプ画像とテーブルを比較し、スペクトルごとに規則作りを行う。

(2) スペクトルの切り出し

flat 画像を用いて感度較正を行う。その後、画像からスペクトルの切り出し、空間方向の歪みを補正する。この 2次元スペクトルから sky 差し引きを行う。さらに宇宙線を除去する。

(3) スペクトルの合成

各スペクトルに対し、ピクセルごとの揺らぎを測定する。この揺らぎの大きさを重みを付け、ピクセルごとに平均を取り合成する。合成の際、有意にはずれた値があれば除く。

NB_c 画像 ($Ly\alpha$ 輝線のみ) と BV 画像 (紫外線連続光) 上でのスリットの位置と得られた 2次元スペクトルと 1次元スペクトルを付録の図 41 から図 77 に示した。 NB_c 画像、および BV 画像の等表面輝度線は 1 平方秒角あたりスカイ揺らぎの 2σ よりも明るい領

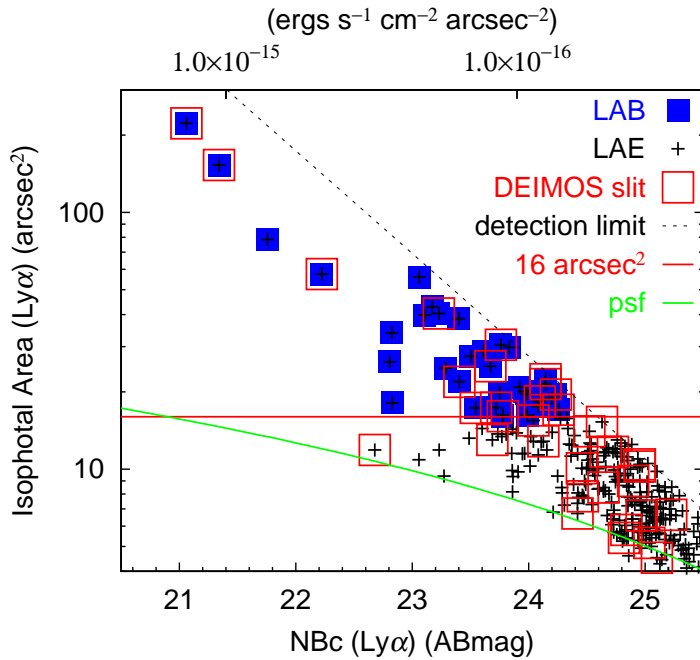


図 29: 分光天体のサイズ等級分布。赤四角は DEIMOS で分光した天体、青四角はサイズが 30kpc 以上の 35 個の巨大水素ガス天体、黒バツは 30kpc 以下の輝線天体。

域 (2σ , 4σ , 6σ , 8σ , ...) を示している。2次元スペクトル上の等表面輝度線は 1.8 秒角、 6.6\AA 当りのスカイ揺らぎの 2σ よりも明るい領域を示している。

5.2.3 赤方偏移分布

37 個の天体のうち、一つは $z = 0.33$ の [OII] 輝線天体であることがわかった。この銀河の輝線はダブルピークを持ち、その間隔が [OII] と合うこと、および $H\beta$ 、[OIII] が見えていた。この [OII] 輝線天体一つを除く、36 個のスペクトルに対して $Ly\alpha$ 輝線の Gaussian フィットを行った。ここでは $Ly\alpha$ の吸収と思われる範囲は使用しなかった (図の緑バツ)。フィットには **GNU plot** を使用した。ここではマーカート法による非線型最小自乗フィットを行った。フィットした Gaussian の中央値を赤方偏移とした。赤方偏移分布で見ても、巨大水素ガス天体は輝線天体の高密度領域に集中していることがわかった (図 30)。

5.2.4 輝線速度幅

まず中心波長が λ_{obs} で観測される輝線に対する、波長幅 $\delta\lambda_{obs}$ から速度幅 δv への変換について述べる。今、輝線はすべて同じ位置、あるいは同じ動径座標で放射されたと考える。これは、輝線の幅は輝線の放射される場所がひろがっており、宇宙膨張の効果で波長がずれる状況は考えないということである。簡単のためにまず、スペクトルを静止系

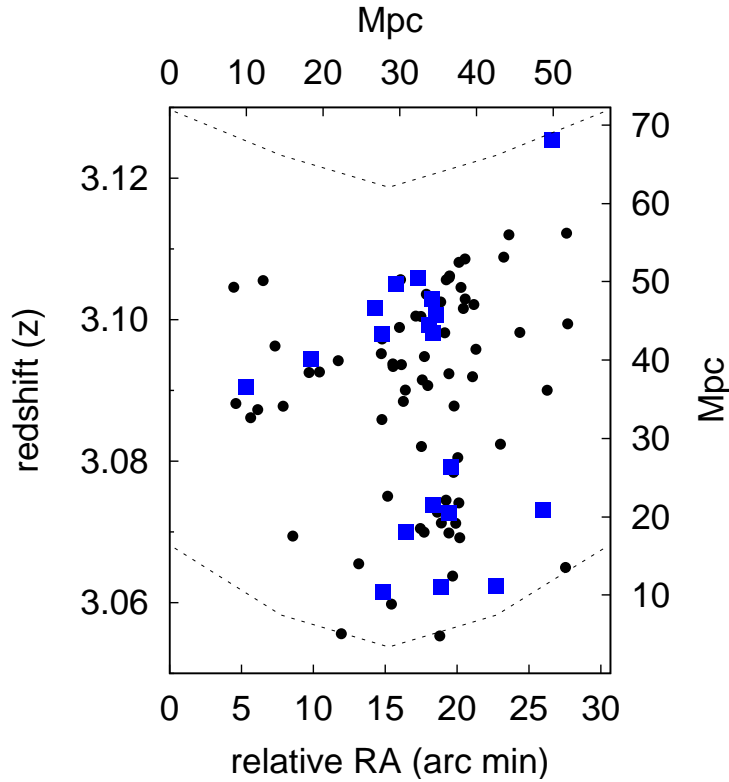


図 30: 巨大水素ガス天体の赤方偏移分布。黒点が $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体、青点が巨大水素ガス天体を示している。

$\lambda_{\text{em}} = \lambda_{\text{obs}}/(1+z)$ に戻して考える。静止系での輝線の幅も同様に $\delta\lambda_{\text{em}} = \delta\lambda_{\text{obs}}/(1+z)$ となる。この幅がドップラーシフトで起こったものであるとすると、特殊相対論から

$$\frac{\lambda_{\text{em}} + \delta\lambda_{\text{em}}}{\lambda_{\text{em}}} = \sqrt{\frac{1 + \delta v/c}{1 - \delta v/c}}$$

と書くことができる。よって $\delta v/c \ll 1$ の場合には

$$\frac{\delta\lambda_{\text{em}}}{\lambda_{\text{em}}} = \frac{\delta v}{c}$$

となる。観測者系での波長 λ_{obs} で書き直すと

$$\frac{\delta\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{obs}}} = \frac{\delta v}{c}$$

となる。

ここではフィットした Gaussian の σ から輝線の速度幅を求めた。速度幅と $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがりとの関係、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線の明るさとの関係、紫外線連続光の明るさとの関係をそれぞれ図 31 に示した。誤差棒はそれぞれの値の 1σ である。36 個中、2 個については速度幅の太い CIV 輝線も見えており、図中ではそれらを赤四角で示した。また X

線源であることがわかった2個については図では緑四角で示した。これらの図から、速度幅と $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがり、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線の光度、および紫外線連続光の光度との間に正の相関が見て取れる。2個の AGN、2個の X 線源を除いた 32 個 (青四角) でスピアマンの順位相関係数 r_s をとってみると、速度幅と $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがりでは $r_s = 0.67 \pm 0.18$ 、速度幅と $\text{Ly}\alpha$ 輝線の光度では $r_s = 0.65 \pm 0.18$ 、速度幅と紫外線連続光の光度では $r_s = 0.45 \pm 0.18$ であり、 $3.7 - 2.5\sigma$ で有意な相関であることがわかった。

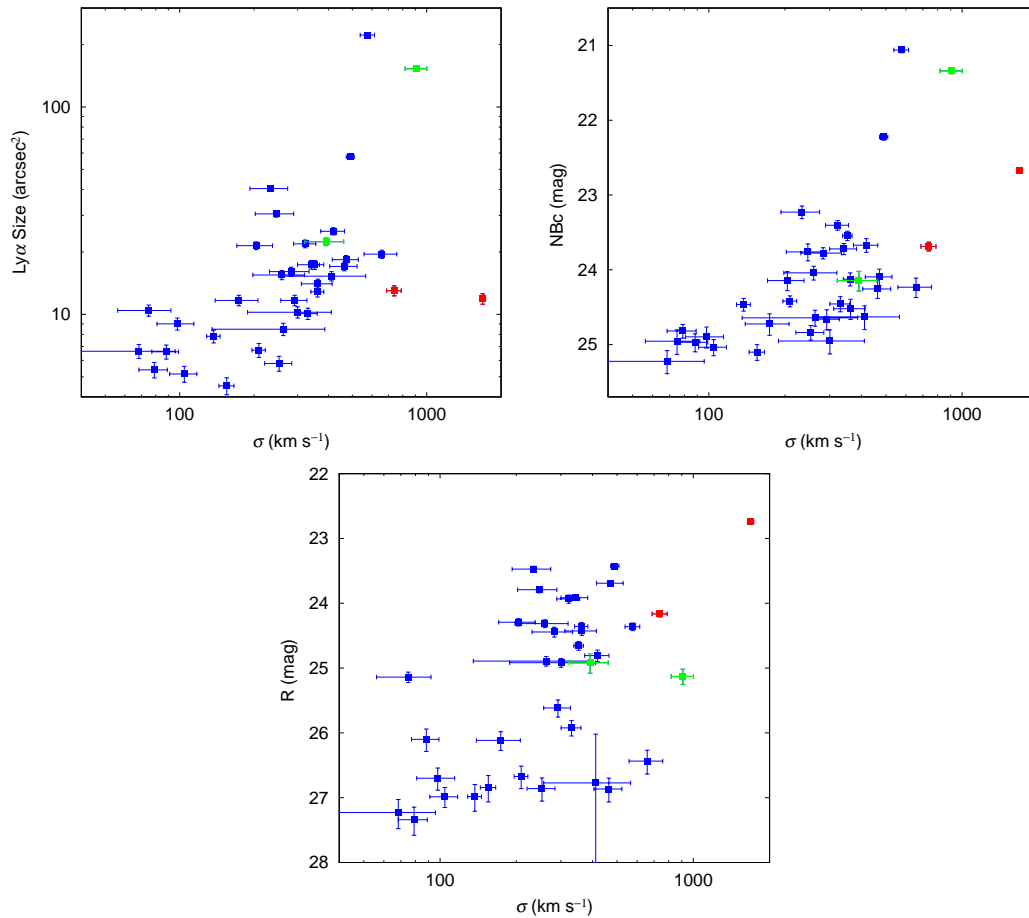


図 31: (上左図) $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがりと速度幅の関係。縦軸は $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがり (等表面輝度線内の面積) (上右図) $\text{Ly}\alpha$ 輝線の明るさと速度幅の関係。縦軸は $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等表面輝度線内の等級を表している。(下図) 紫外線連続光の光度と $\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度分散の関係。縦軸は直径 2 秒角で測った紫外線連続光の明るさ。横軸は $\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度分散である。このうち最も速度幅の大きな二つ (赤四角) は活動銀河核 (AGN) である。緑四角は X 線源。

5.3 サブミリ波測光観測

2004年9月にはサブミリ波望遠鏡 JCMT の観測装置 SCUBA を用いて巨大水素ガス天体のサブミリ波測光観測を行った。この観測は Smail 博士や Chapman 博士らとの共同研究である。巨大水素ガス天体のうち1番は Chapman et al (2001) で、また14番は Barger et al. (1999) でサブミリ波の検出が報告されている。私は13個の巨大水素ガス天体について1時間から1.5時間の積分で限界が $1\sigma = 1 - 1.5\text{mJy}$ の測光観測を行った。

データ処理は Smail 博士のグループが行った。その結果、観測した13個のうち、3個について 3σ 以上で検出に成功した。今回の結果とこれまでのサブミリ波による観測結果を合わせると、巨大水素ガス天体の17個中4個 ($24\% \pm 12\%$) に $850\mu\text{m}$ で 5mJy 以上 ($\geq 3\sigma$) のサブミリ波源が付随していることがわかった。

サブミリ波で検出できた巨大水素ガス天体とできなかったものとの $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがり (サイズ)、表面輝度、形態を比べてみたが、はっきりとした傾向は出てこなかった (図32の左図、図33)。しかし、サブミリ波で検出できた巨大水素ガス天体の分布を見るとどうも固まっているように見える (図32の右図)。環境とサブミリ波での明るさに何か関係があるのかもしれない。

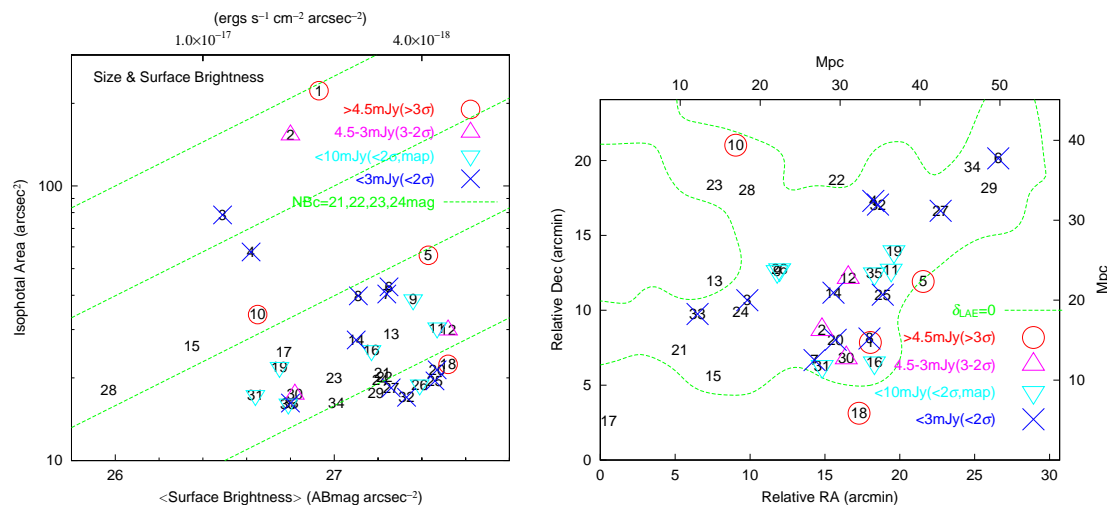


図 32: (左図) サブミリ波で検出できた巨大水素ガス天体のサイズと表面輝度分布。緑線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線の光度一定の線である。(右図) サブミリ波で検出できた巨大水素ガス天体の分布。赤丸は 3σ 以上で検出されたもの、ピンク三角は $2 - 3\sigma$ で検出された可能性のあるもの、水色三角は以前の Chapman 博士のデータで $\leq 10\text{mJy}$ であることがわかったもの、青バツは今回検出されなかったものである。数字は巨大水素ガス天体の番号でサイズの大きい順になっている。緑線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の密度超過領域を表している。

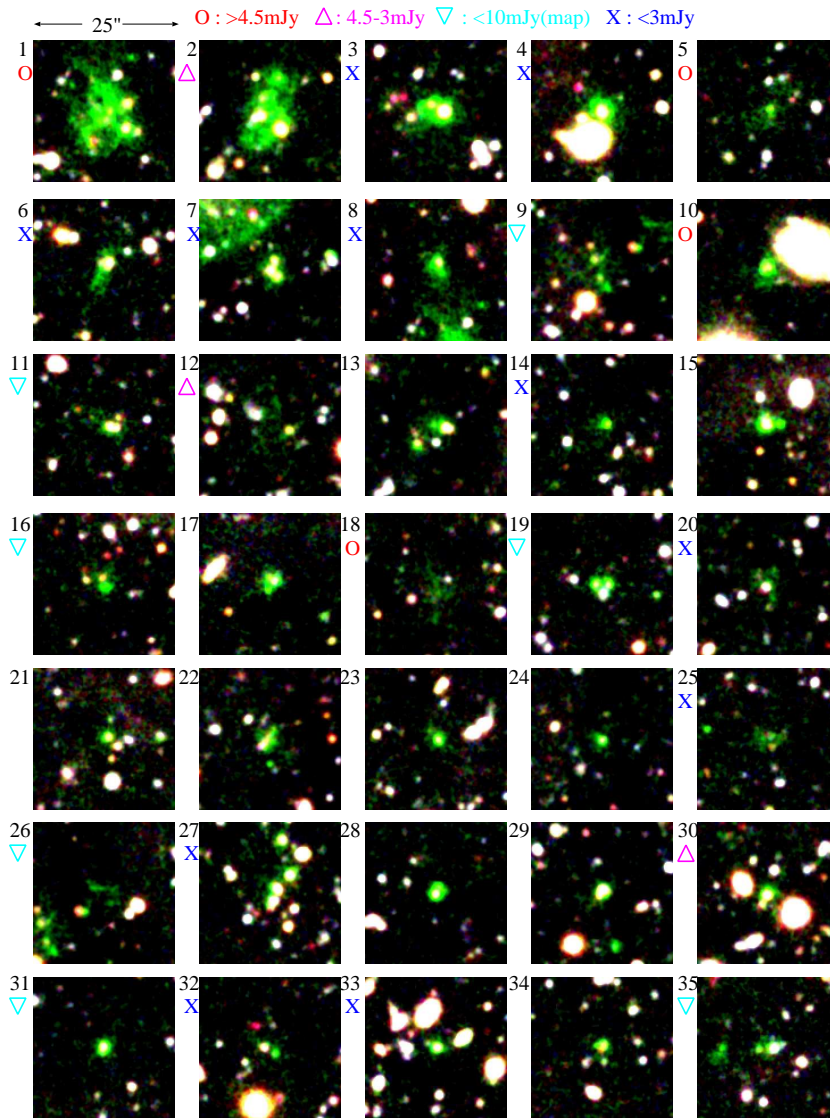


図 33: サブミリ波で検出できた巨大水素ガス天体の形態。画像のサイズは一辺 25 秒角で $z = 3.1$ では 190kpc に相当する。

6 巨大水素ガス天体と構造形成

6.1 輝線天体の大規模構造と巨大水素ガス天体

$\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の大規模構造は、 $\text{Ly}\alpha$ 吸収線天体もほぼ同じ構造をトレースしていることから、高赤方偏移星形成銀河全体で見てもおそらく同じ構造をなしていると考えられる。このような高赤方偏移銀河の大規模構造は、例えば構造全体にわたって物質密度が高いなどの理由で周囲に比べ銀河の作られやすい領域、つまり「銀河の選択的な形成領域」であると考えられている(図 3)。私たちはこの大規模構造は3次元的に見てもフィラメント状の一続きの構造をしており(図 18)、フィラメントの結節点近くに最も大きな巨大水素ガス天体が位置していることもつきとめている(図 17)。

今回新しく検出した 33 個の巨大水素ガス天体の分布は、やはり同じ大規模構造をトレースしていた(図 25)。しかも面白いことに巨大水素ガス天体の分布は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体に比べて、さらにこの大規模構造の中に集中しているように見える。実際に調べてみると、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体は高密度領域の中に 72%(205/283) 入っているが、巨大水素ガス天体では 86%(30/35) がこの中に入っていることがわかった。さらにこの高密度領域の外の巨大水素ガス天体、5 個のうち 3 個は境界線ぎりぎりに位置していることがわかった。この空間分布から巨大水素ガス天体と $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体の性質の違いについて何がわかるであろうか? 統計的にも空間分布の違いがあると言えるかどうか確かめるために、283 個の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体からランダムに 35 個選んだ場合、巨大水素ガス天体と同じだけの割合、つまり 86% がこの高密度領域の中に入る確率を求めた。その結果は得られた確率は 5.7% であった。さらに境界線ぎりぎりの 3 個も高密度領域の中に入ると見なすと、確率は 0.1% となった。つまり、この結果から巨大水素ガス天体は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体に比べ、銀河の選択的な形成領域とより関係の深い天体であることが示唆される。また高密度領域の中でも最も大きな巨大水素ガス天体のすぐまわりに多くが分布しているようにも見える。

このように巨大水素ガス天体が銀河高密度領域に集中する理由として考えられるのは、以下の 3 つである。(1) 大質量ダークマターハローに付随している。ハイピークバイアスの観点から見ると、稀なピークほど固まって分布するため、巨大水素ガス天体は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体よりも質量の大きなダークマターハローに付随している可能性がある。(2) 銀河高密度領域では銀河の活動性が高い。もし銀河高密度領域では激しい星形成活動を行っている天体が多い、あるいは活動銀河核が多ければ、そのような天体が空間的にひろがった $\text{Ly}\alpha$ 輝線を持つ巨大水素ガス天体として固まって分布するであろう。(3) 銀河高密度領域内の銀河には水素ガスの量が多い。実際にこの視野の中心部では背景の QSO の観測により、 $z = 3.1$ で $\text{Ly}\alpha$ 雲の吸収が強いことが知られている(Adelberger et al. 2003)。また $\text{Ly}\alpha$ 雲の吸収とライマンブレイク銀河の数密度に相関が見られることから、おそらくこのフィラメント状構造では中性水素ガスの量が多いと推測できる。銀河高密度領域では銀河の付随するダークマターハロー中でも中性水素ガスが多いとすれば、巨大水素ガス天体は銀河高密度領域に固まって見えることになる。

6.2 空間的にひろがった Ly α 輝線の起源

巨大水素ガス天体のひろがった Ly α 輝線の起源として考えられているのは主に次の3つのモデル、(1) ガス冷却収縮、(2) 光電離、(3) 銀河風である。この(1)から(3)は銀河の形成段階でこれらの物理過程が起る順番にほぼ対応していると言って良いであろう。しかし、この物理過程がいつまで続くのか、またそれぞれの物理過程でどれくらい Ly α 輝線を放射するのは個々の銀河の質量、星形成史、まわりの環境などにより変わってくるはずである。いずれの物理過程も銀河形成シナリオの中で重要な過程であるが、特に(1)のガス冷却収縮についてはほとんど観測的な研究は進んでいない。このため、巨大水素ガス天体はこのガス冷却収縮過程を調べることができる可能性を持つ天体という意味でも非常に貴重な天体である。(2)では星形成は中心部のみで起きているのか、あるいは星形成領域が散在しているのかを調べることができる。またダストにより隠された星形成が関係しているのかどうか、AGNの寄与についても調べることができる。(3)の銀河風であれば、重元素を銀河間空間へ放出する現場を観測的にとらえることのできるのではないかと期待されている。

一般に、これらの三つの物理過程のうち最も大きな Ly α 輝線の光度を出すのは(2)の星や AGN による光電離であると考えられている (e.g. Charlot & Fall 1993)。しかし、今回検出した 35 個の巨大水素ガス天体のうちの約 3 分の 1 で、星による光電離だけでは説明できないほどの Ly α 光度を持っている可能性があることがわかっている (図 26)。ここでは今回検出した 35 個の巨大水素ガス天体がこれらの三つのモデルから予想される性質とあっているかどうかを調べていく。しかしながら、Ly α 輝線は中性水素により共鳴散乱されるため、Ly α 輝線の空間的なひろがりや銀河や銀河のまわりの水素ガスの分布に大きな影響を受ける。残念ながら、現段階の観測結果では強い制限はまだ与えられないため、ここでは可能性を探るにとどまる。

6.2.1 ガス冷却収縮

銀河形成の初期段階にダークマターハローの中でのガスの冷却収縮が起きると考えられている (e.g., Rees & Ostriker 1977, White & Rees 1978, Blumenthal et al. 1984)。巨大水素ガス天体のひろがった Ly α 輝線はこのガスの冷却収縮に伴う放射である可能性が指摘されている (e.g. Haiman et al. 2000, Fardal et al. 2001)。

Haiman et al. (2000) は、ガスの冷却収縮は準静的であり、ガスの収縮により解放された重力エネルギーはすべて Ly α 輝線で外へ逃がされるという単純化したモデルの準解析的な計算から、ガスの冷却収縮に伴う Ly α 輝線のひろがりや 5'' – 10''、Ly α 輝線の光度は $10^{-17} - 10^{-16} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ と推定した。この推定値は私たちの巨大水素ガス天体から得られた値とだいたい一致している。

Fardal et al. (2001) は、ガス入りの数値シミュレーションによって、ガスの冷却収縮に伴う Ly α 輝線は星形成銀河の光電離の場合とは対照的に空間的にひろがって見えることを確かめた。さらに彼らはある共動体積内を見た場合、銀河からのガスの冷却収縮に伴う Ly α 輝線の光度はピークはおおよそ $z \approx 2$ と推定した。このような推定は、これから

いろいろな赤方偏移で巨大水素ガス天体の探索を行う際に比較できる一つの良い仮説である。

Keres et al. (2005) では数値シミュレーションによって、ガスの冷却収縮の様子を調べ、ガスの冷却収縮は二つのモード (cold mode と hot mode) に分かれることを示した。hot mode ではガスは衝撃波によりダークマターハローのビリアル温度 ($\sim 10^6\text{K}$) まで加熱されるが、cold mode では $\leq 2.5 \times 10^5\text{K}$ のまま、効率的に $\text{Ly}\alpha$ 輝線を放射し、冷却収縮する。収縮の仕方は hot mode は球対称的であるが、cold mode ではフィラメントに沿って中心部へ落ち込んでいく傾向があることもわかった。今回検出した巨大水素ガス天体サンプルの中にも円錐状構造を持つものが見つかっており、この円錐状構造は cold mode のフィラメントに対応するのかもしれない。

Bower et al. (2004) による巨大水素ガス天体の面分光観測の結果によると、巨大水素ガス天体の 1 番の $\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度幅は中心部付近で $\sim 500\text{ km s}^{-1}$ で、そのピークの分散は $\sim 100\text{ km s}^{-1}$ であり、その分布は複雑で中心付近では系統的な速度差は見られない。この $\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度幅は Ohyama et al. (2003) や今回の DEIMOS 分光観測の結果とも良く一致している。彼らはこの複雑な運動構造は非常に質量の大きな銀河団の中心部での冷却収縮した infall ガスと thermalize されたガスとの相互作用ではないかと主張している。

6.2.2 光電離

今回検出した 35 個の巨大水素ガス天体のうちの約 3 分の 1 で、星からの紫外線連続光による光電離だけでは説明できないほどの $\text{Ly}\alpha$ 光度を持っている可能性があることはすでに述べた。この境界はちょうど $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等価幅 $EW_0 \sim 100\text{\AA}$ に相当する。しかし、電離源として、極端に大質量星が多い場合、AGN、背景紫外光などを考えれば巨大水素ガス天体の大きな $\text{Ly}\alpha$ 光度と紫外線連続光の比を説明できる可能性がある。

Charlot & Fall (1993) によると $\text{Ly}\alpha$ 輝線の等価幅が $EW_0 \gg 100\text{\AA}$ になるためには、若い星が多い、あるいは大質量星が多い状況が必要である。例えば、Malhotra & Rhoads (2002) では LALA サーベイで検出された $z = 4.5$ の $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体のうちの約 60% が $EW_0 > 240\text{\AA}$ を持つという報告がなされた。彼らはこの大きな等価幅を説明するには、極端に大質量星の割合が多い初期質量関数や低金属量の星、あるいは AGN が必要であると結論付けている。

次に電離源が AGN の可能性であるが、Haiman & Rees (2001) では銀河に収縮してくる水素ガスを AGN が照らすことで、ひろがった $\text{Ly}\alpha$ 輝線は見えると推測している。他の天域で知られていた $z = 2.4$ の二つの巨大水素ガス天体 (Keel et al. 1999, Francis et al. 2001) は AGN のまわりで見つかったものである。さらに実際に収縮しているガスではないかという例も見つかってきている (Weidinger et al. 2004)。今回検出した 35 個の巨大水素ガス天体のうち、2 番と 18 番には X 線源が見つかることから (Basu-Zych & Scarf 2004, Armaini 2004 private communication)、これらは AGN による光電離が起源になっていると考えられる。

今回の観測で銀河間の水素ガスが背景紫外光による光電離で $\text{Ly}\alpha$ 輝線が見えている可

能性は少ないと考えられる。例えば、Gould & Weinberg (1996) によると、 $z \sim 3$ の銀河間ガス (水素柱密度 $10^{17} - 10^{20} \text{ cm}^{-2}$) で推定される Ly α 輝線の表面輝度は $10^{-19} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$ である。この推定値はほぼ背景紫外光の強さで決まっており、水素ガスの柱密度にはほとんどよらない。今回の観測限界は $3 \times 10^{-18} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$ であり、一桁以上暗いことがわかる。Furlanetto et al. (2004) はガス入りの数値シミュレーションから、今回検出した巨大水素ガス天体は背景紫外光による光電離だけではその Ly α 輝線光度は説明できず、光電離であれば中心部に別の電離源、つまり星形成銀河か AGN が必要であるという結論を得ている。

6.2.3 銀河風

巨大水素ガス天体のうち、1 番、5 番、6 番には泡状構造や円錐状構造があることがわかる。これは銀河風の証拠なのかもしれない。1 番、5 番では X 線は検出されていないが、サブミリ波で検出されている。このことはダストで隠された大規模な星形成の存在を示唆しており、銀河風の可能性がある。Mori et al. (2004) による数値シミュレーションでは広い範囲で多数の超新星爆発を起こすモデルで同程度のサイズと表面輝度の泡状構造を再現できることを明らかにしている。

一方、ライマンブレイク銀河の観測からは銀河風の証拠が見つかったことから、巨大水素ガス天体の中でも紫外線連続光の光度の大きいものでは銀河風が関係しているのではないかと考えられる。Bower et al. (2004) による巨大水素ガス天体の面分光観測の結果によると、ライマンブレイク銀河としても同定されている巨大水素ガス天体の 1 番の周辺部、および 8 番でおよそ 200 km s^{-1} の速度差が見つかった。これらはハッブル宇宙望遠鏡の高解像度の画像で得られたライマンブレイク銀河の紫外線連続光で見た場合の長軸方向と速度勾配の方向が直交していることから、この速度差は銀河風の証拠であると考えられている。

私たちの観測で得られた Ly α 輝線の大きな速度分散が銀河風によるものであれば、Ly α 輝線のひろがり、光度、紫外線連続光の光度の大きなものほど激しい活動を行っていると言えるであろう。

6.3 巨大水素ガス天体の質量

巨大水素ガス天体の空間的にひろがった Ly α 輝線の起源がガス冷却収縮や光電離であり、輝線ガスが重力的に束縛されている場合には、空間的なひろがりや輝線の速度幅から天体の質量を推定することができる。一方、起源が銀河風などで、外に吹き出しているような場合は以下の議論は成り立たない。

まずは空間的なひろがりを用いてダークマターハロー質量の下限値を推定する。この方法はガス冷却収縮、光電離の両方の場合で有効である。巨大水素ガス天体のダークマターハローは $z = 3.1$ でコラプスし、空間的なひろがりにはビリアル半径よりも小さいとする。赤方偏移 z でコラプスするダークマターハローのビリアル質量は $M = 4\pi R_{\text{vir}}^3 \rho_{\text{crit}}(z) \Delta_c(z) / 3$

と書ける。ここで、 R_{vir} はビリアル半径、 $\rho_{\text{crit}}(z)$ はこの赤方偏移での臨界密度、 $\Delta_c(z)$ はビリアル密度である。Bryan & Norman (1998) による top-hat 揺らぎのコラプスを考えた場合に得られるビリアル密度の近似式は $\Delta_c = 18\pi^2 + 82x - 39x^2$ である。ここで、 $x \equiv \Omega_M(z) - 1$ である。巨大水素ガス天体の輝線ガスの空間的なひろがりやを円の半径で表すと $17 - 64$ kpc である。つまり推定されるダークマターハロー質量の下限値は $10^{10} - 6 \times 10^{11} M_\odot$ となる。

次にもし $\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度幅がビリアル速度を表しているとする、空間的なひろがりやと輝線の速度幅から力学質量を推定できる。ここで注意しなければならないのは、例えばガス冷却収縮の段階でまだガスが十分に加速されていない状態では、この方法で求めた質量は下限値を与えるということである。等温の密度プロファイル ($\rho \propto r^{-2}$) を持つ球を考えると、力学質量は速度幅とひろがりの半径を使って以下のように書ける。

$$M_{\text{vir}} = 3 \times \sigma^2 r / G$$

あるいは

$$M_{\text{vir}} = 3 \times 10^{10} M_\odot \frac{\sigma^2}{200 \text{ km s}^{-1}} \frac{r}{\text{kpc}}$$

この式を用いて力学質量を求めると $M_{\text{vir}} \sim 5 \times 10^{11} - 2 \times 10^{13} M_\odot$ となる。この質量は近傍では私たちの銀河系やそれよりも大質量の銀河に相当する非常に巨大なものである。つまりこの結果は巨大水素ガス天体は大質量銀河形成の現場であるという一つの証拠であろう。

ここで質量 $M \geq 5 \times 10^{11} M_\odot$ のダークマターハローが巨大水素ガス天体の数密度 (1 立方 Mpc 当り 3×10^{-4} 個) を説明できるほどこの時代に存在するかどうかを確かめてみる。Press-Schechter 質量関数からは $M \geq 10^{12} M_\odot$ のダークマターハローであっても数密度はおよそ 1×10^{-3} 個と推定されており、巨大水素ガス天体の数密度を上回っていることがわかった (e.g. Mo & White 2002)。

図 31 をよく見ると、1 番と 4 番はサイズが大きく、全体の分布から飛び出しているように見える。仮に 1 番と 4 番を除いても、力学質量は $M_{\text{vir}} \sim 5 \times 10^{11} - 8 \times 10^{12} M_\odot$ となり、大質量の銀河に相当することには変わらない。

一方、ひろがった $\text{Ly}\alpha$ 輝線の起源が (2) の光電離である場合、いくつかの仮定をおくことにより、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線のひろがりやと光度から水素の電離ガスの質量を推定することもできる。McCarthy et al. (1990) に従うと、ケース B (水素のライマン系列に対して光学的に厚い) でガスの温度が 10^4K の場合、水素の電離ガスの質量は

$$M(\text{H II}) = 10^9 (f_{-5} L^{44} V_{70})^{1/2} M_\odot$$

と書ける。ここで f_{-5} は 10^{-5} を単位とした時の filling factor、 L^{44} は $10^{44} \text{ ergs s}^{-1}$ を単位とした時の $\text{Ly}\alpha$ 光度、 V_{70} は 10^{70} cm^3 を単位とした時の $\text{Ly}\alpha$ 輝線の体積である。この filling factor とは電離ガスの密度のむらをあらわすもので、電波銀河のまわりの $\text{Ly}\alpha$ ハローに対してはおよそ $f_{-5} \sim 1$ がもっともらしいと考えられている。同じ $f_{-5} \sim 1$ を仮定すれば、35 個の巨大水素ガス天体の電離ガスの質量は $7 \times 10^7 - 2 \times 10^9 M_\odot$ と推定で

きる。水素の電離ガスの質量は力学質量の1万分の1であり、宇宙のバリオンとダークマターの密度比である6分の1に比べて極端に小さい。しかし、filling factorや電離ガスの密度はわかっておらず、水素の電離ガスの質量はおよその目安であり、これだけでは力学質量と矛盾しているかどうかは判断できない。

6.4 他の高赤方偏移銀河との関係

$\text{Ly}\alpha$ 輝線の速度分散と紫外線連続光の光度の相関 (図 31) は $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体とライマンブレイク銀河との関係を考える上でとても重要なヒントになると考えている。 $\text{Ly}\alpha$ 輝線の強い銀河では紫外線連続光の明るさは銀河の進化段階に対応しているのかもしれない。このような違いは星質量の観点からもすでに傾向が見えている。紫外線連続光が明るく $\text{Ly}\alpha$ 輝線も強い銀河は静止系可視光も明るく、大きな星質量 ($M \sim 4 \times 10^{10} M_{\odot}$) を持つことが示唆されているが (Shapley et al. 2001)、紫外線連続光の暗い銀河では静止系可視光が暗いものが多いことから星質量は紫外線連続光の明るいものに比べてかなり小さいと推測できる (Yamada et al. 2001)。水素ガスとダストの量が多すぎると $\text{Ly}\alpha$ が吸収されてしまうことを考えると、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線を出せるのは、(i) 星を作り始めたばかりで水素ガス量も少くダストもまだあまり作っていない状態か、(ii) もっと星をたくさん作り、多数の超新星爆発により、銀河風でガスとダストを外へ吹き飛ばした状態かのいずれかであると推測できる。つまり、紫外線連続光の暗い $\text{Ly}\alpha$ 輝線銀河は (i) の状態に対応しており、星質量も小さく、銀河風も吹いていないため速度分散が小さい。一方、紫外線連続光の明るい $\text{Ly}\alpha$ 輝線天体は (ii) の状態に対応しており、星質量も大きく、銀河風が吹いているため速度分散も大きいと考えることができる。

巨大水素ガス天体のサブミリ波測光観測からは、巨大水素ガス天体の17個中4個 (24% ± 12%) に $850\mu\text{m}$ で 5mJy 以上のサブミリ波源が付随していることがわかってきた。ライマンブレイク銀河に同程度の明るさのサブミリ波源が付随している比率は5% ± 3% であり (Chapman et al. 2000)、巨大水素ガス天体ではライマンブレイク銀河に比べ、サブミリ波で明るいものの割合が多い、つまり大規模な星形成活動、あるいは隠された活動銀河核が関係しているものの割合が多いことがわかった。サブミリ波銀河には衝突合体しているような形態を示す天体が知られていることから (Conselice et al. 2003)、巨大水素ガス天体の大きな速度分散は銀河同士の相互作用を見ている可能性もあると考えられる。

巨大水素ガス天体の $\text{Ly}\alpha$ 輝線プロファイルには強い $\text{Ly}\alpha$ の吸収が見える例が多い。これは電波銀河で見られる $\text{Ly}\alpha$ 輝線プロファイルに似ている。Wilman et al. (2004) では電波銀河で見られる強い $\text{Ly}\alpha$ の吸収は大質量銀河に特有の現象で、周囲に存在する中性水素のシェルかもしれないと指摘されている。巨大水素ガス天体もおそらく大質量銀河の形成と深く関わっていると考えられる。このため、巨大水素ガス天体でこの仮説が成り立つかどうかを探るは大変興味深い。さらによく調べていくためには面分光により、巨大水素ガス天体全体でどう吸収されているか見る必要がある。

今回検出したものを含め、これまでに見つかった巨大水素ガス天体の赤方偏移は $z = 2 - 3$ である。もし、これが巨大水素ガス天体の数密度の赤方偏移ピークを表してい

るとすると、ちょうどサブミリ銀河と QSO の赤方偏移ピークに一致する (Chapman et al. 2005, Fan et al. 2001)。巨大水素ガス天体とサブミリ銀河、QSO との関係を探るためにも、いろいろな赤方偏移における巨大水素ガス天体の探索が必要である。しかし、 $z \leq 2$ は Ly α 輝線が紫外域にあるため、地上からの観測は難しい。 $z > 3$ では赤方偏移が高くなればなるほど、表面輝度は $(1+z)^4$ で暗くなるため、空間的にひろがった成分の検出は難しくなっていく。 $z > 3$ ではこれまでもいろいろな狭帯域フィルター撮像観測が行われているが、今回検出したレベルの巨大水素ガス天体を捉えるのに十分な広さと深さの探索はまだない。また、今回の観測で巨大水素ガス天体は銀河の高密度領域と密接に関係した天体であることも明らかになっている。このため、いろいろな赤方偏移で観測するとともに、そこが銀河高密度領域であるか低密度領域なのかも合わせて探っていく必要がある。

7 まとめ

私は $z \sim 3$ において数十 Mpc にわたる輝線天体のフィラメント状大規模構造の様子を 3 次元的に明らかにし、さらにこのフィラメント状大規模構造の中で大質量銀河形成の現場と考えられる天体、巨大水素ガス天体の大サンプルを取得し、その基本的性質を調べた。このような大きなスケールにおいて、銀河の選択的な形成領域と呼べる場所を同定し、さらにその中での銀河形成物理過程を空間的に分解して探ることのできる巨大水素ガス天体の大サンプルを取得したのは、どちらも世界で初めての成果である。この巨大水素ガス天体の大サンプルを使って、その基本的な性質を調べ、 $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがりや光度は連続的に分布していること、さらに $\text{Ly}\alpha$ 輝線の空間的なひろがりや速度幅の間に正相関があることを明らかにした。またサブミリ波観測により、巨大水素ガス天体は大規模な星形成活動、あるいは隠された活動銀河核が関係しているものが多いことを明らかにした。これらの成果は宇宙の構造形成の研究において、大規模構造とその中における銀河形成とを結びつける重要な手がかりになるはずであり、この研究分野に大きな進展をもたらしたと言える。

参考文献

- [1] Peacock, J. A. 1999, *Cosmological Physics*, Cambridge U. P., Cambridge
- [2] Longair, M. S. 1998, *Galaxy Formation*, Springer
- [3] Spergel, D. N. *et al.*, 2003, *ApJS*, **148**, 195
- [4] Bardeen, J. M., Bond, J. R., Kaiser, N., & Szalay, A. S. 1986, *ApJ*, **304**, 15
- [5] Press, W. H., & Schechter, P. 1974, *ApJ*, **187**, 425
- [6] Carroll, S. M., Press, W. H., Turner, E. L. 1992, *ARA&A*, **30**, 499
- [7] Mo, H. J., & White, S. D. M. 2002, *MNRAS*, **336**, 112
- [8] Sheth, R. K., Mo, H. J., & Tormen, G. 2001, *MNRAS*, **323**, 1
- [9] Rees, M. J., & Ostriker, J. P. 1977, *MNRAS*, **179**, 541
- [10] White, S. D. M., & Rees, M. J. 1978, *MNRAS*, **183**, 341
- [11] Blumenthal, G. R., Faber, S. M., Primack, J. R., & Rees, M. J. 1984, *Nature*, **311**, 517
- [12] Steidel, C. C. *et al.* 1998, *ApJ*, **492**, 428
- [13] Adelberger, K. L. *et al.* 1998, *ApJ*, **505**, 18
- [14] Shimasaku, K. *et al.* 2003, *ApJ*, **566**, L111
- [15] Mo, H. J., & White, S. D. M. 1996, *MNRAS*, **282**, 347
- [16] Governato, F. *et al.* 1998, *Nature*, **392**, 359
- [17] Partridge, R. B., Peebles, P. J. E. 1967, *ApJ*, **147**, 868
- [18] Keel, W. C., Cohen, S. H., Windhorst, R. A., & Waddington, I. 1999, *AJ*, **118**, 2547
- [19] Steidel, C. C. *et al.* 2000, *ApJ*, **552**, 170
- [20] Hayashino, T. *et al.* 2004, *AJ*, **128**, 2073
- [21] Charlot, S. & Fall, S. M. 1993, *ApJ*, **415**, 580
- [22] Malhotra, S., & Rhoads, J. E. 2002, *ApJ*, **565**, L71
- [23] Malhotra, S., Wang, J. X., Rhoads, J. E., Heckman, T. M., & Norman, C. A. 2003, *ApJ*, **585**, L25

- [24] Rhoads, J. E. *et al.* 2003, *AJ*, **125**, 1006
- [25] Fynbo, J. U., Möller, P., Thomsen, B. 2001, *A&A*, **374**, 443
- [26] Hu, E. M., Cowie, L. L., McMahon, R. G. 1998, *ApJ*, **502**, L99
- [27] Hu, E. M. *et al.* 2004, *AJ*, **127**, 563
- [28] Francis, P. J. *et al.* 2001, *ApJ*, **554**, 1001
- [29] McCarthy, P. J., van Breugel, W., Spinrad, H., Djorgovski, S. 1987, *ApJ*, **321**, L29
- [30] Haiman, Z., Spaans, M., & Quataert, E. 2000, *ApJ*, **537**, L5
- [31] Fardal, M. A. *et al.* 2001, *ApJ*, **562**, 605
- [32] Taniguchi, Y., & Shioya, Y. 2000, *ApJ*, **532**, L13
- [33] Ohyama, Y. *et al.* 2003, *ApJ*, **591**, L9
- [34] Chapman, S. C. *et al.* 2001, *ApJ*, **548**, L17
- [35] Smail, I. *et al.* 2003, *ApJ*, **583**, 551
- [36] Steidel, C. C. *et al.* 2003, *ApJ*, **592**, 728
- [37] Madau, P. 1995, *ApJ*, **441**, 18
- [38] Steidel, C. C., Giavalisco, M., Pettini, M., Dickinson, M., & Adelberger, K. L. 1996, *ApJ*, **462**, L17
- [39] Giavalisco, M., Steidel, C. C., & Macchetto, F. D. 1996, *ApJ*, **470**, 189
- [40] Steidel, C. C. *et al.* 1999, *ApJ*, **519**, 1
- [41] Pettini, M. *et al.* 2001, *ApJ*, **554**, 981
- [42] Shapley, A. E. *et al.* 2001, *ApJ*, **562**, 95
- [43] Shapley, A. E., Steidel, C. C., Pettini, M., & Adelberger, K. L. 2003, *ApJ*, **588**, 65
- [44] Chapman, S. C., Blain, A. W., Smail, I., Ivison R. J. 2005, *ApJ* in press, astro-ph/0412573
- [45] Neri, R. *et al.* 2003, *ApJ*, **597**, L113
- [46] Genzel, R. *et al.* 2003, *ApJ*, **584**, 633
- [47] Swinbank, A. M. *et al.* 2004, *ApJ*, **617**, 64

- [48] Smail, I., Chapman, S. C., Blain, A. W., & Ivison, R. J. 2004, *ApJ*, **616**, 71
- [49] Conselice, C. J., Chapman, S. C., & Windhorst, R. A. 2003, *ApJ*, **596**, L5
- [50] Chapman, S. C., Windhorst, R., Odewahn, S., Yan, H., Conselice, C. 2003, *ApJ*, **599**, 92
- [51] Chapman, S. C. *et al.* 2000, *MNRAS*, **319**, 318
- [52] Cowie, L. L., & Hu, E. M. 1998, *AJ*, **115** 1319
- [53] Miyazaki, S. *et al.* 2002, *PASJ*, **54**, 833
- [54] Hayashino, T. *et al.* 2003, *PNAOJ*, **7**, 33
- [55] Yagi, M. *et al.* 2002, *AJ*, **123**, 66
- [56] Ouchi, M. *et al.* 2004, *ApJ*, **611**, 660
- [57] Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, **117**, 393
- [58] Ouchi, M. *et al.* 2001, *ApJ*, **558**, L83O
- [59] Hammer, F. *et al.* 1997, *ApJ*, **481**, 49
- [60] Treyer, M. A., Ellis, R. S., Milliard, B., Donas, J., & Bridges, T. J. 1998, *MNRAS*, **300**, 303
- [61] Sullivan, M. *et al.* 2000, *MNRAS*, **312**, 442
- [62] Matsuda, Y. *et al.* 2004, *AJ*, **128**, 569
- [63] Kashikawa, N. *et al.* 2002, *PASJ*, **54**, 819
- [64] Hammer, F. *et al.* 1997, *ApJ*, **481**, 49
- [65] Zehavi, I. *et al.* 2002, *ApJ*, **571**, 172
- [66] Hawkins, E. *et al.* 2003, *MNRAS*, **346**, 78
- [67] Hamana, T., Colombi, S., & Suto, Y. 2001, *A&A*, **367**, 18
- [68] Hamana, T., Kayo, I., Yoshida, N., Suto, Y., & Jing, Y. P. 2003, *MNRAS*, **343**, 1312
- [69] Zhao, D., Jing, Y. P. & Börner, G. 2002, *ApJ*, **581**, 876
- [70] Adelberger, K. L., Steidel, C. C., Shapley, A. E. & Pettini, M. 2003, *ApJ*, **564**, 45
- [71] Chapman, S. C. *et al.* 2004, *ApJ*, **606**, 85

- [72] Bower, R. G. *et al.* 2004, *MNRAS*, **351**, 63
- [73] Gomez, P. L. *et al.* 2003, *ApJ*, **584**, 210
- [74] Kereš, D., Katz, N., Weinberg, D. H. & Davé, R. 2005, *MNRAS*, in press, astro-ph/0407095
- [75] Steidel, C. C. *et al.* 2002, *ApJ*, **576**, 653
- [76] Barger, A. J., Cowie, L. L., Sanders, D. B. 1999, *ApJ*, **518**, L5
- [77] Haiman, Z., & Rees, M. J. 2001, *ApJ*, **556**, 87
- [78] Weidinger, M., Möller, P., Fynbo, J. P. U. 2004, *Nature*, **430**, 999
- [79] Basu-Zych, A., Scharf, C. 2004, *ApJ*, **615**, L85
- [80] Armaini, O. 2004, private communication
- [81] Gould, A., & Weinberg, D. H. 1996, *ApJ*, **468**, 462
- [82] Furlanetto, S., Schaye, J., Springel, V., Hernquist, L. 2005, *ApJ*, in press, astro-ph/0409736
- [83] Mori, M., Umemura, M., Ferrara, A. 2004, *ApJ*, **613**, L97
- [84] Bryan, G. L., & Norman, M. L. 1998, *ApJ*, **495**, 80
- [85] McCarthy, P. J. *et al.* 1990, *ApJ*, **365**, 487
- [86] Yamada, T. *et al.* 2001, *PASJ*, **53**, 1119
- [87] Wilman, R. J., Jarvis, M. J., Röttgering, H. J. A., & Binette, L. 2004, *MNRAS*, **351**, 1109
- [88] Fan X. *et al.*, 2001, *AJ*, **121**, 54

謝辞

私は博士後期課程1年後期から国立天文台の受託院生として、山田亨助教授に研究を指導して頂きました。東北大学での指導教官である林野友紀助教授にはいつも良い助言を頂きました。東北大学の後輩の田村一君、山内良亮君とは観測、データ処理、データ解析を共同で行って来ました。以前、東大におられた大内正巳氏(現 STScI)には観測、データ処理、データ解析のことでお世話になりました。国立天文台の八木雅史氏にはデータ処理のことでたくさん教えて頂きました。皆様に心から感謝いたします。

A 巨大水素ガス天体の画像

A.1 撮像データ

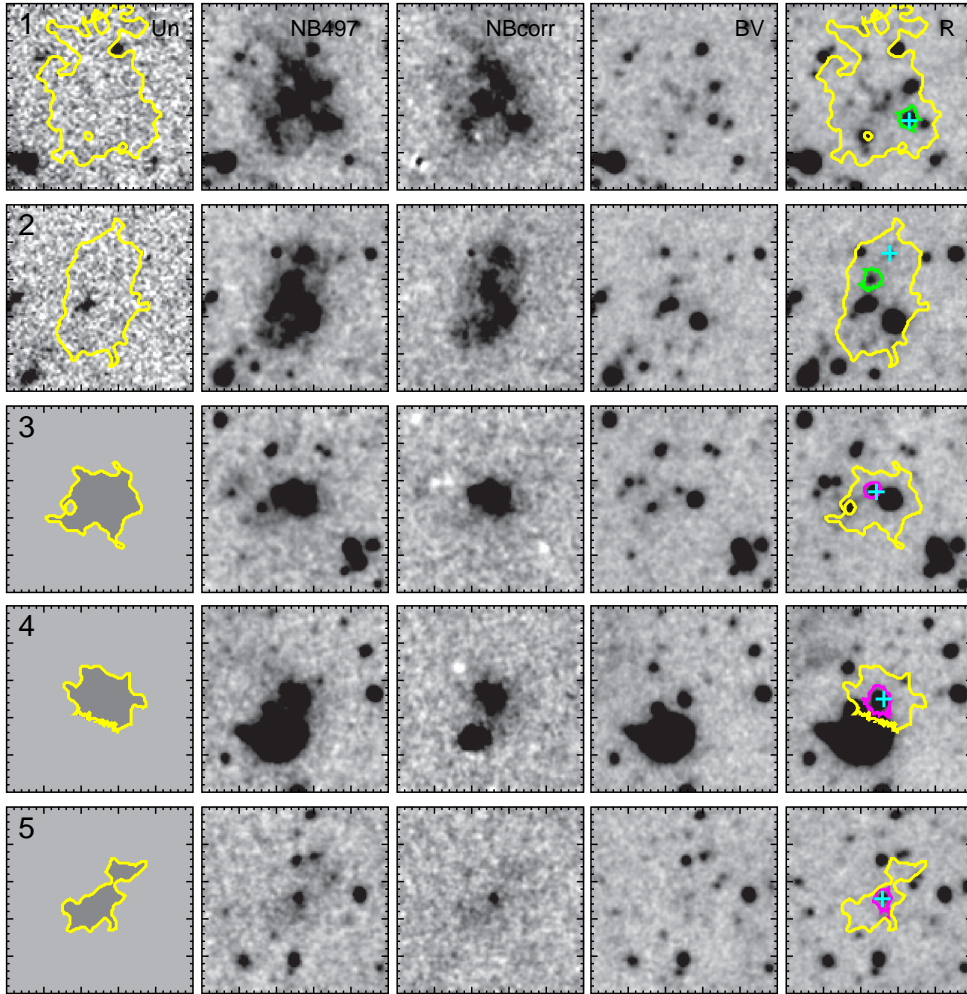


図 34: 35 個の巨大水素ガス天体の U_n 、 $NB497$ 、 NB_{corr} 、 BV 、 R バンド画像。 U_n バンド画像がない場所にある天体についてはそのかわりに等表面輝度線の画像を示した。各画像のサイズは一辺 $25''$ である。黄色線は等表面輝度線を示している。水色の十字は $\text{Ly}\alpha$ 輝線のもっとも表面輝度の高い場所を示している。緑線は Steidel et al. (2003) で $z = 3.1$ のライマンブレイク銀河とわかっている天体、赤線は $\text{Ly}\alpha$ 輝線のピークに最も近い連続光源の位置を示している。ここでは 1 番から 5 番の巨大水素ガス天体の画像を示している。

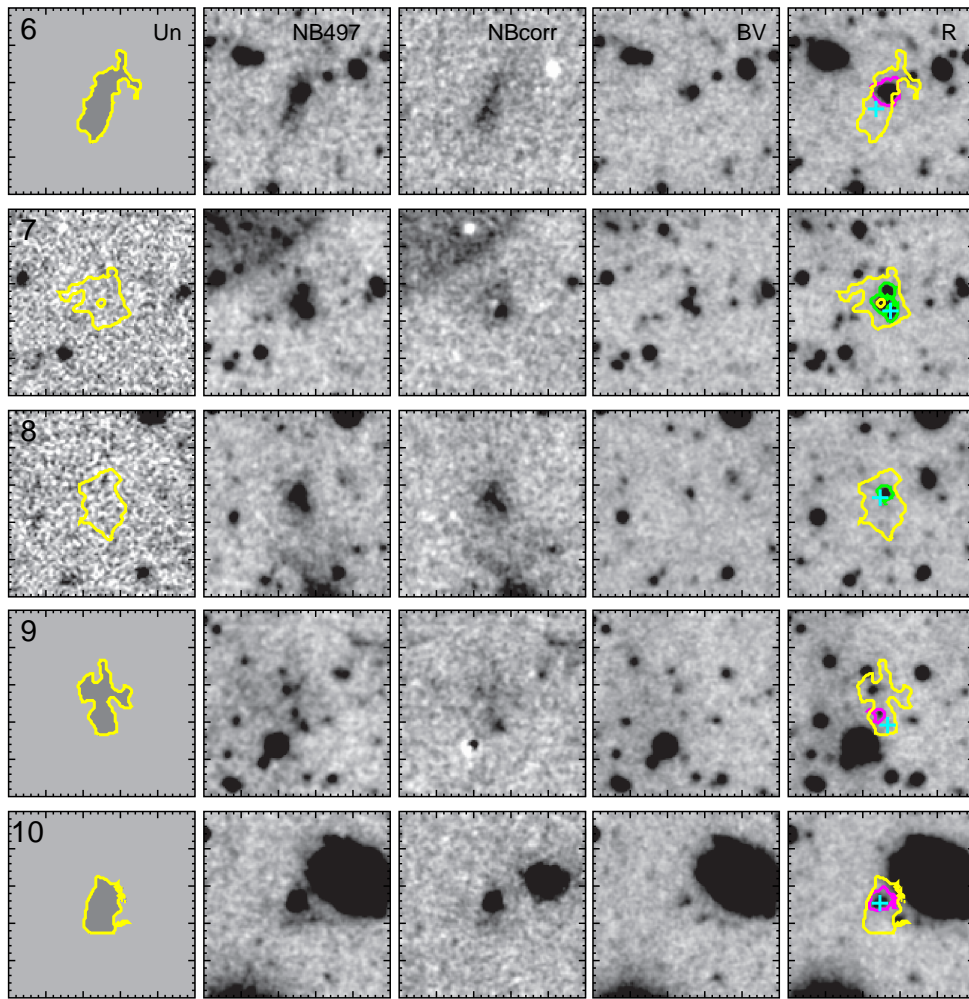


図 35: 6 番から 10 番の巨大水素ガス天体の画像

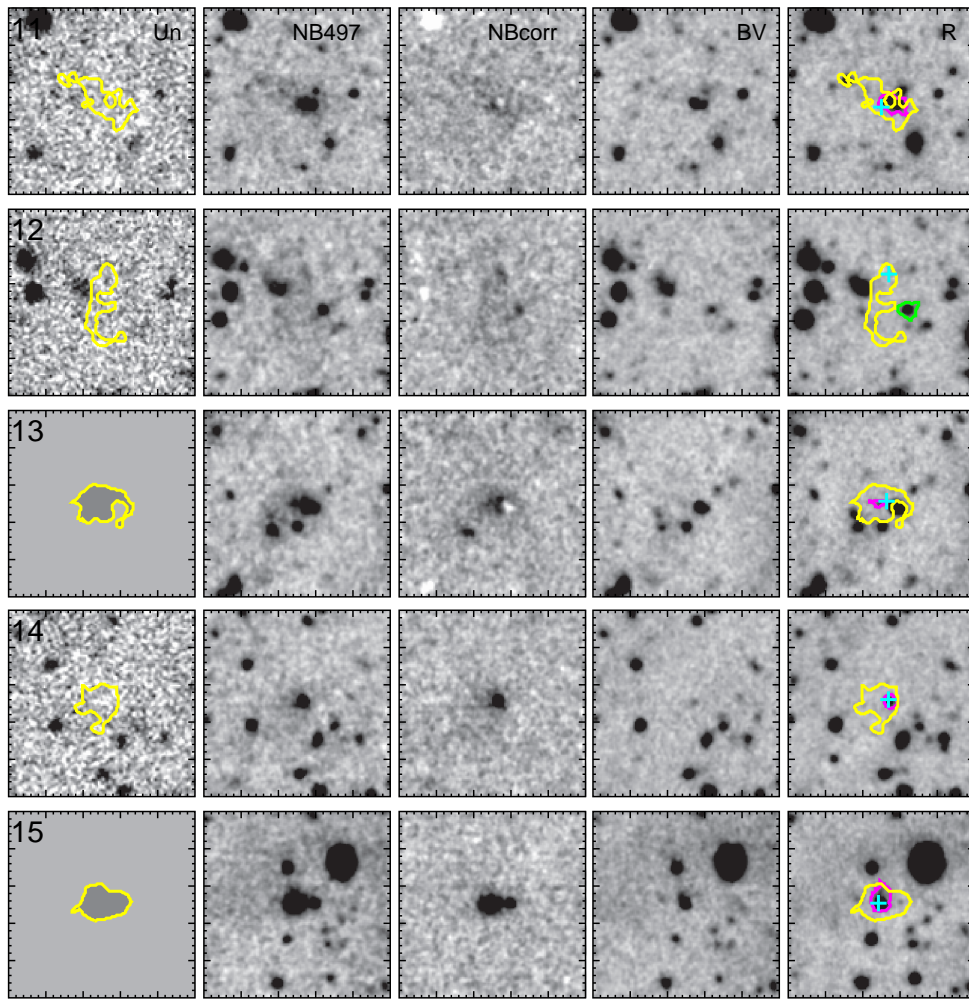


図 36: 11 番から 15 番の巨大水素ガス天体の画像

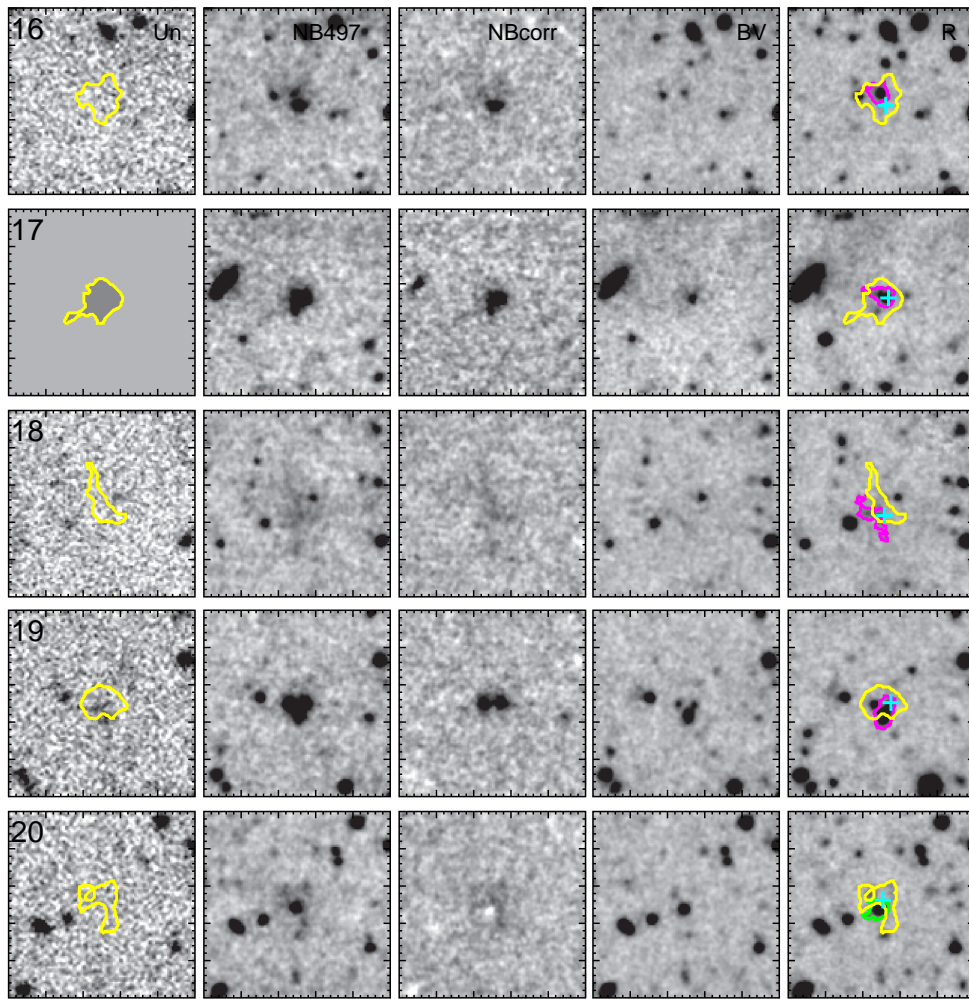


図 37: 15 番から 20 番の巨大水素ガス天体の画像

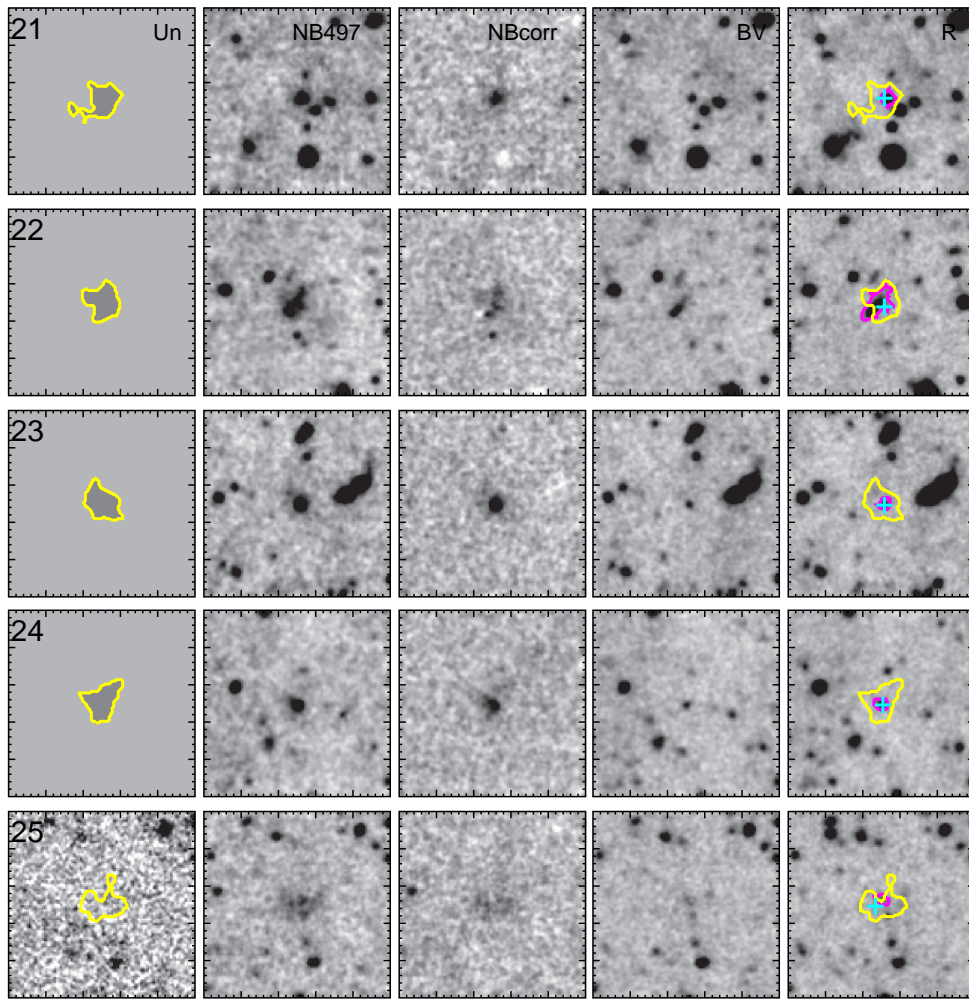


図 38: 21 番から 25 番の巨大水素ガス天体の画像

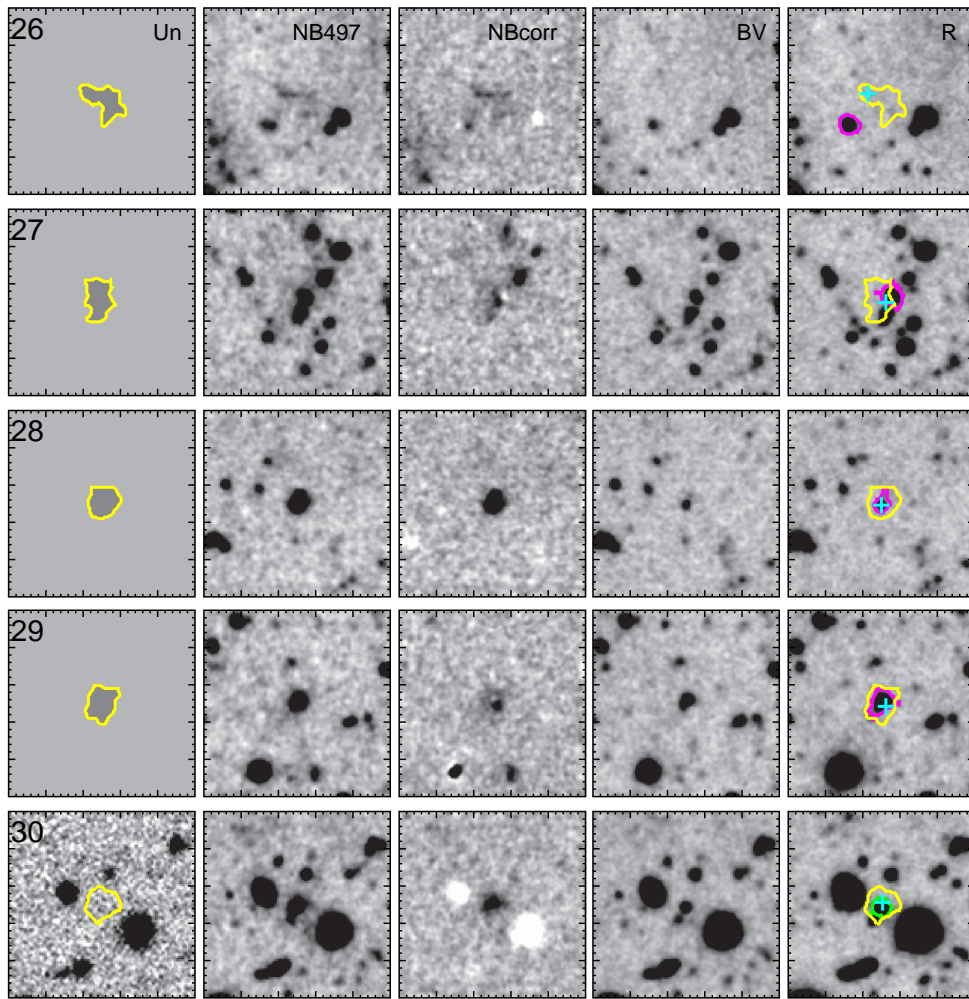


図 39: 26 番から 30 番の巨大水素ガス天体の画像

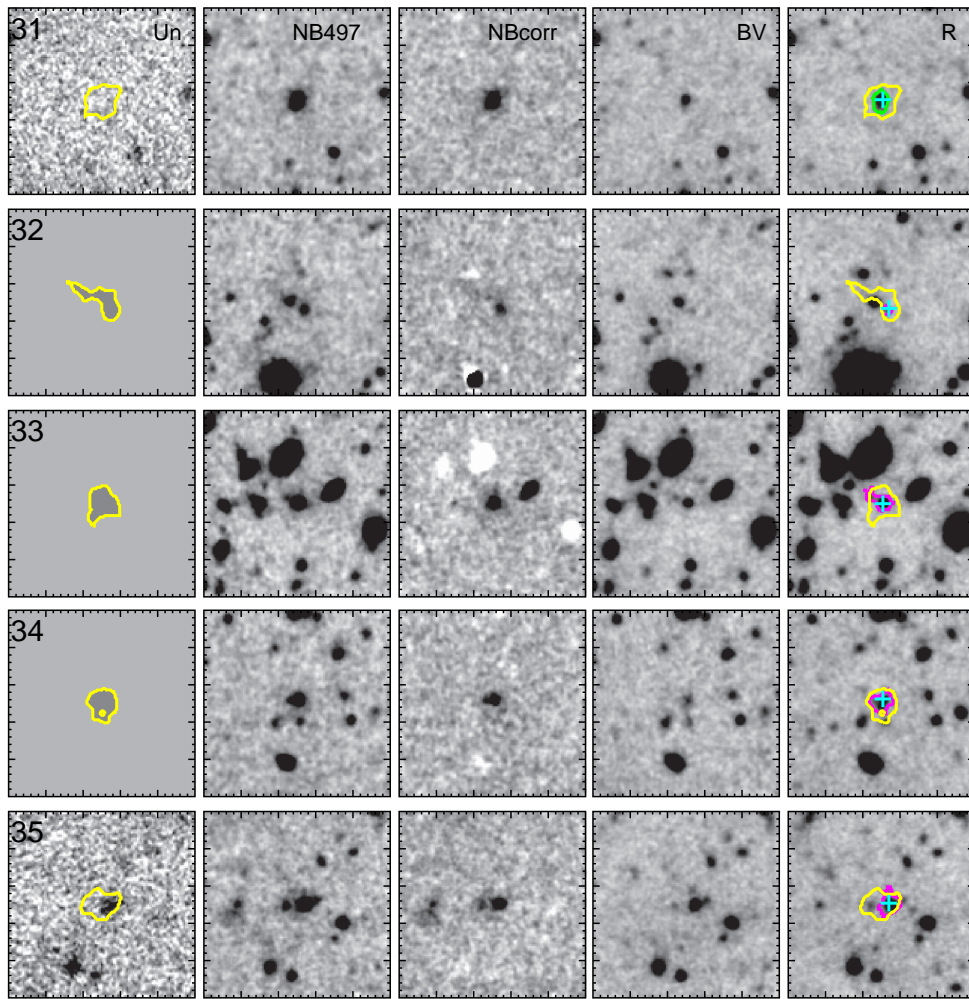
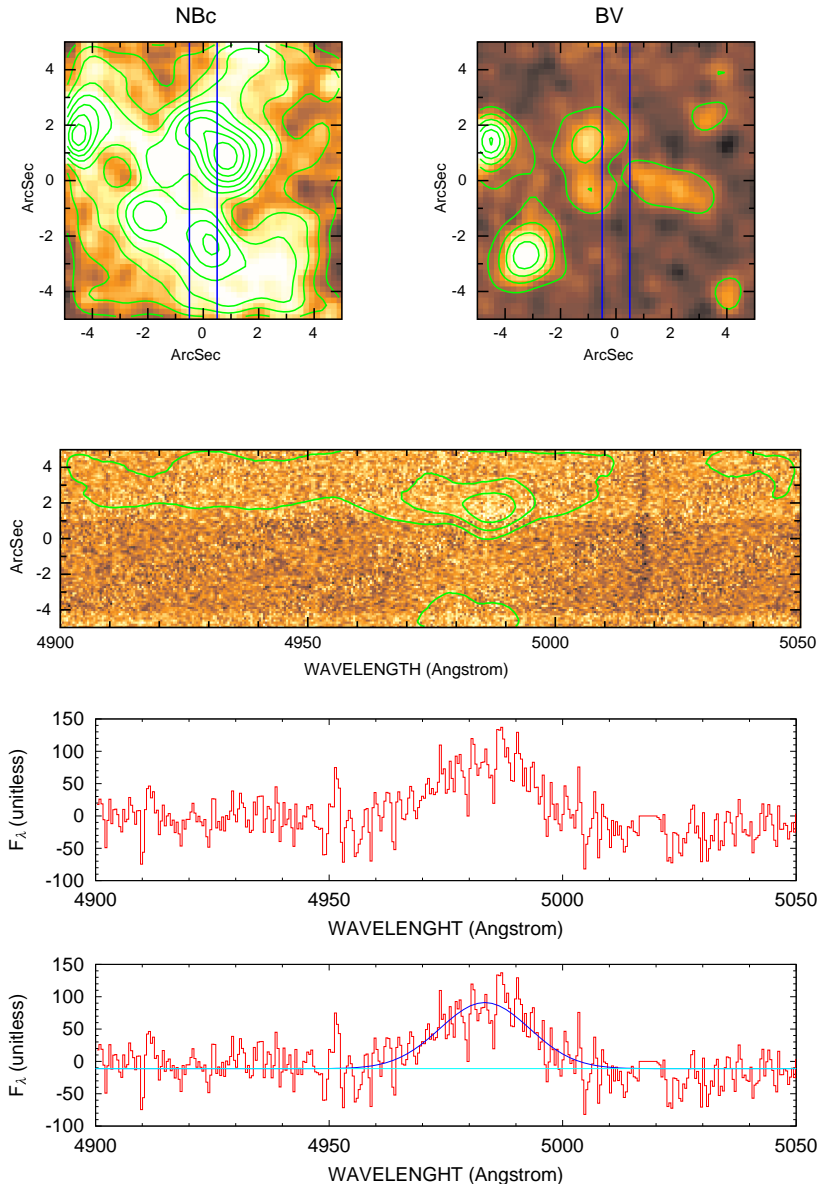
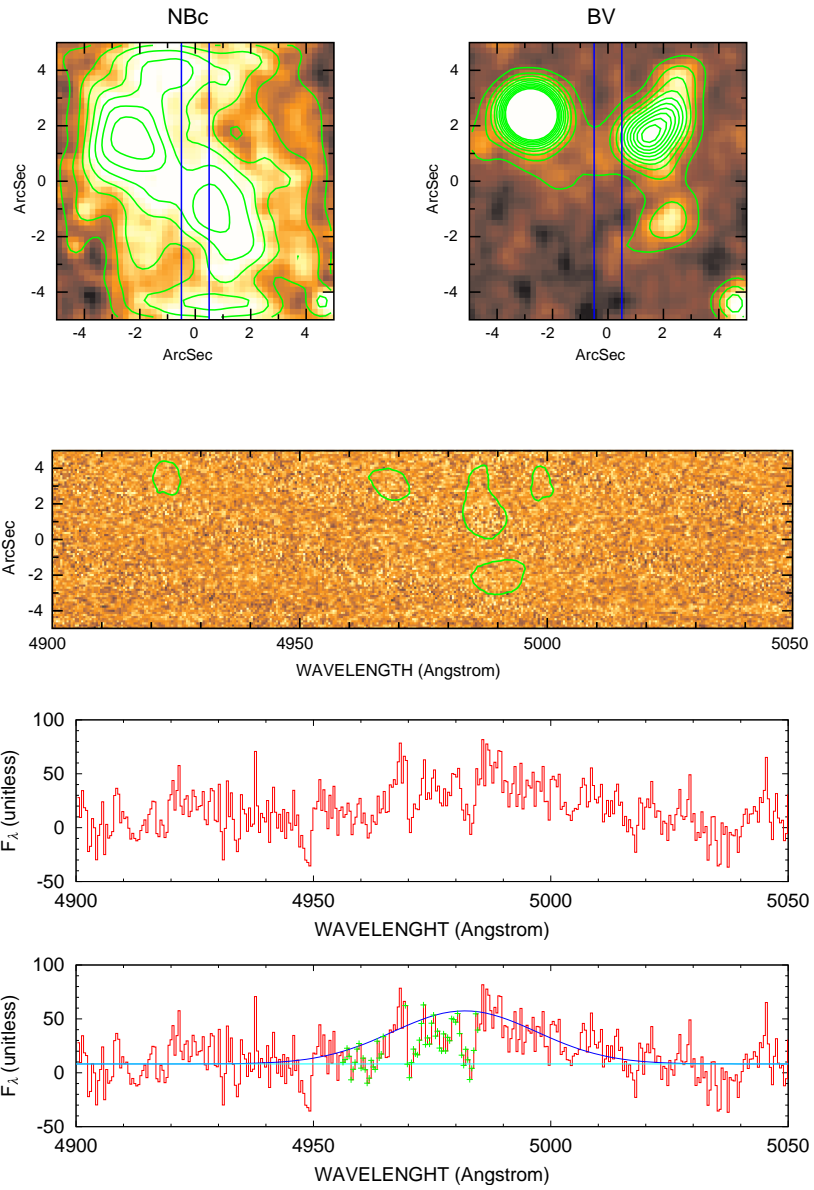


図 40: 31 番から 35 番の巨大水素ガス天体の画像

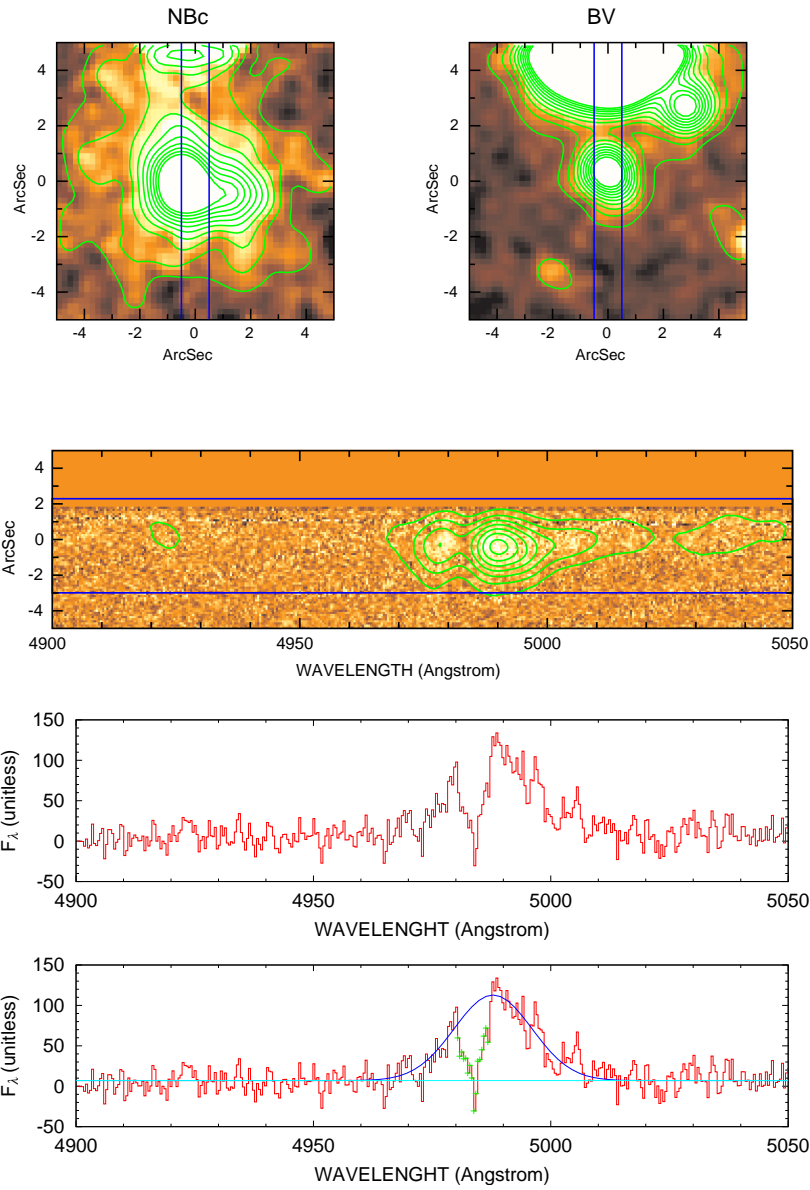
A.2 分光データ



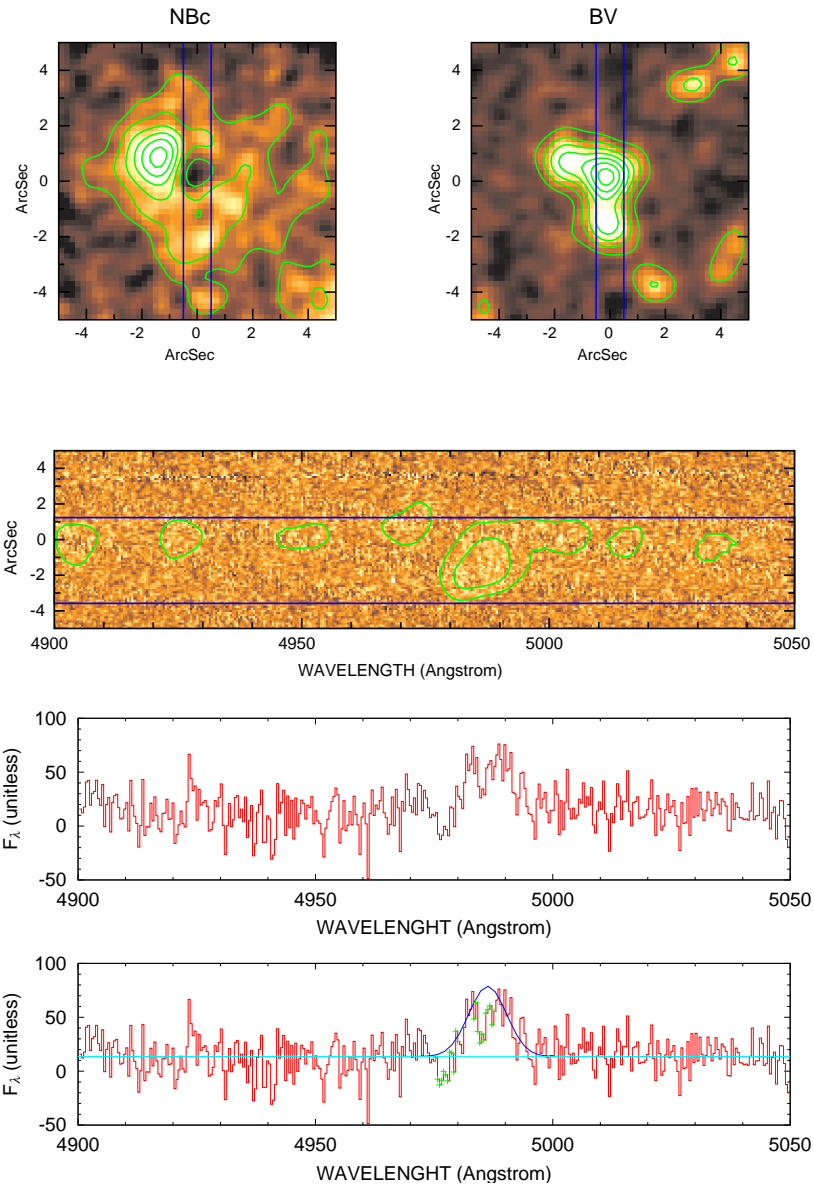
☒ 41: LAB01



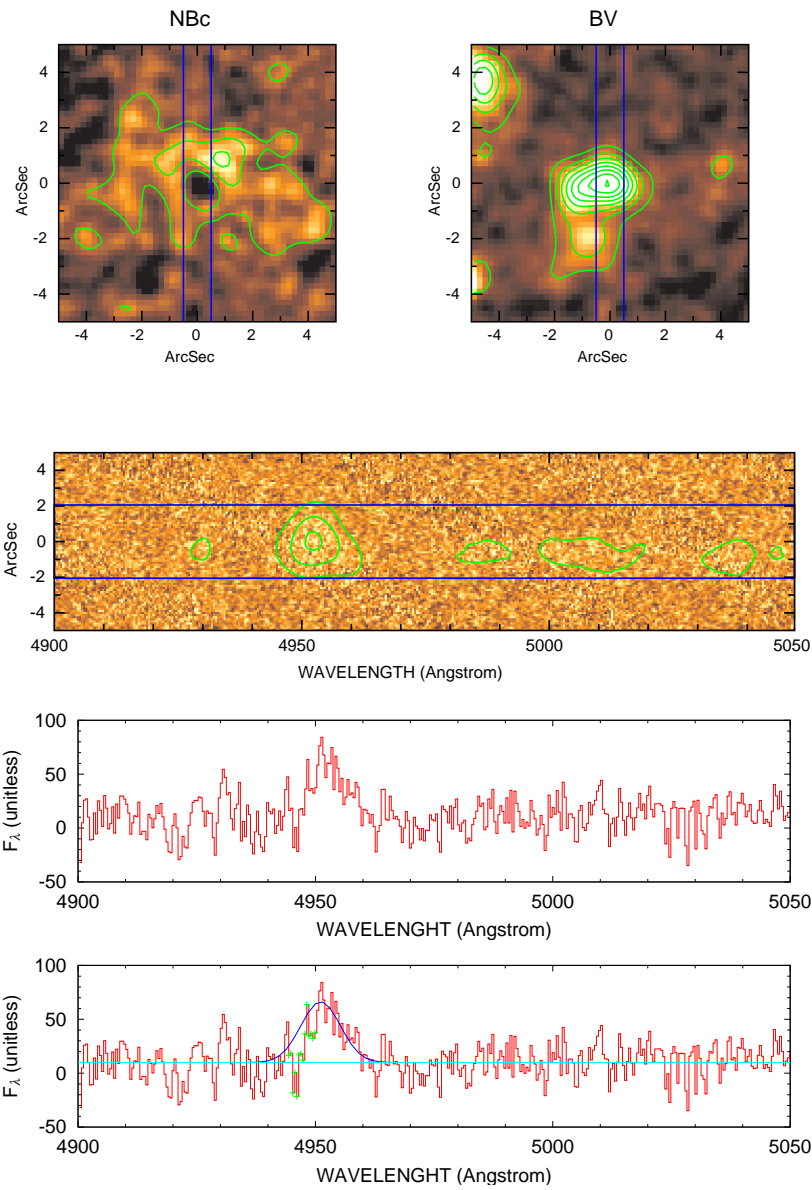
☒ 42: LAB02



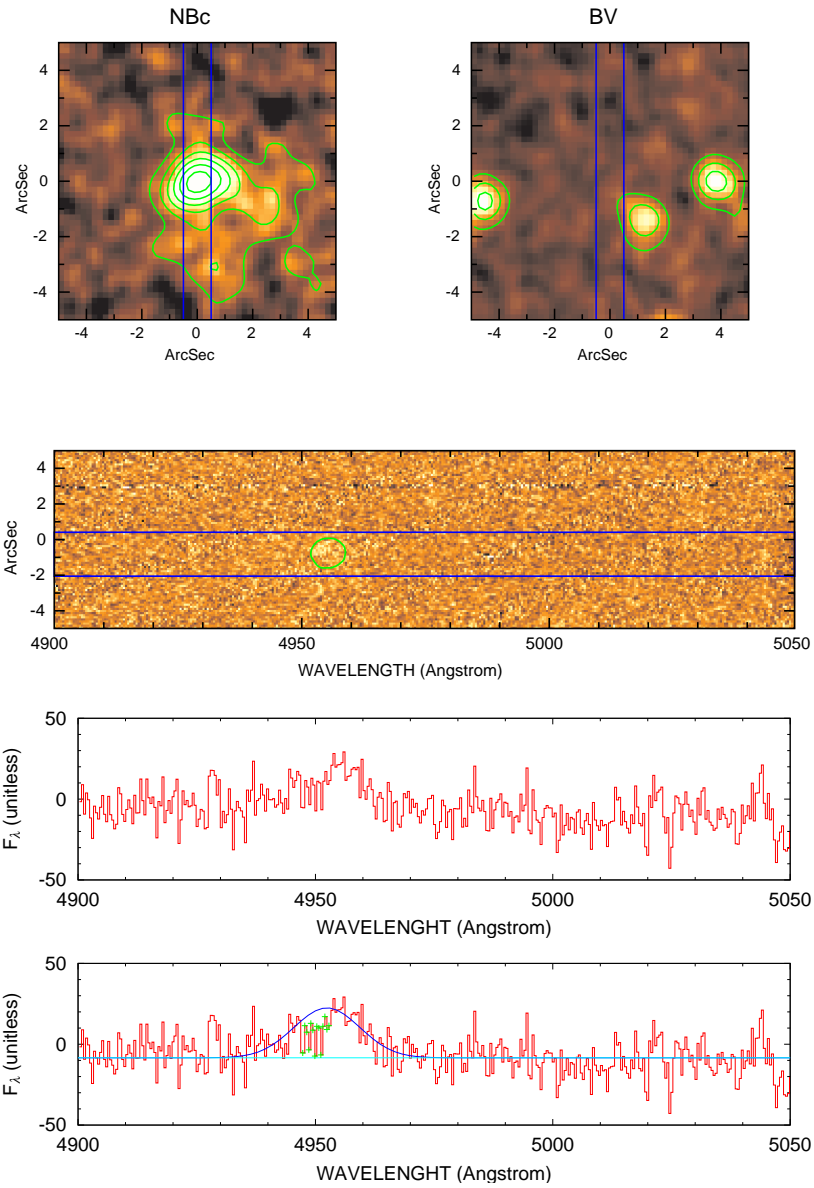
☒ 43: LAB04



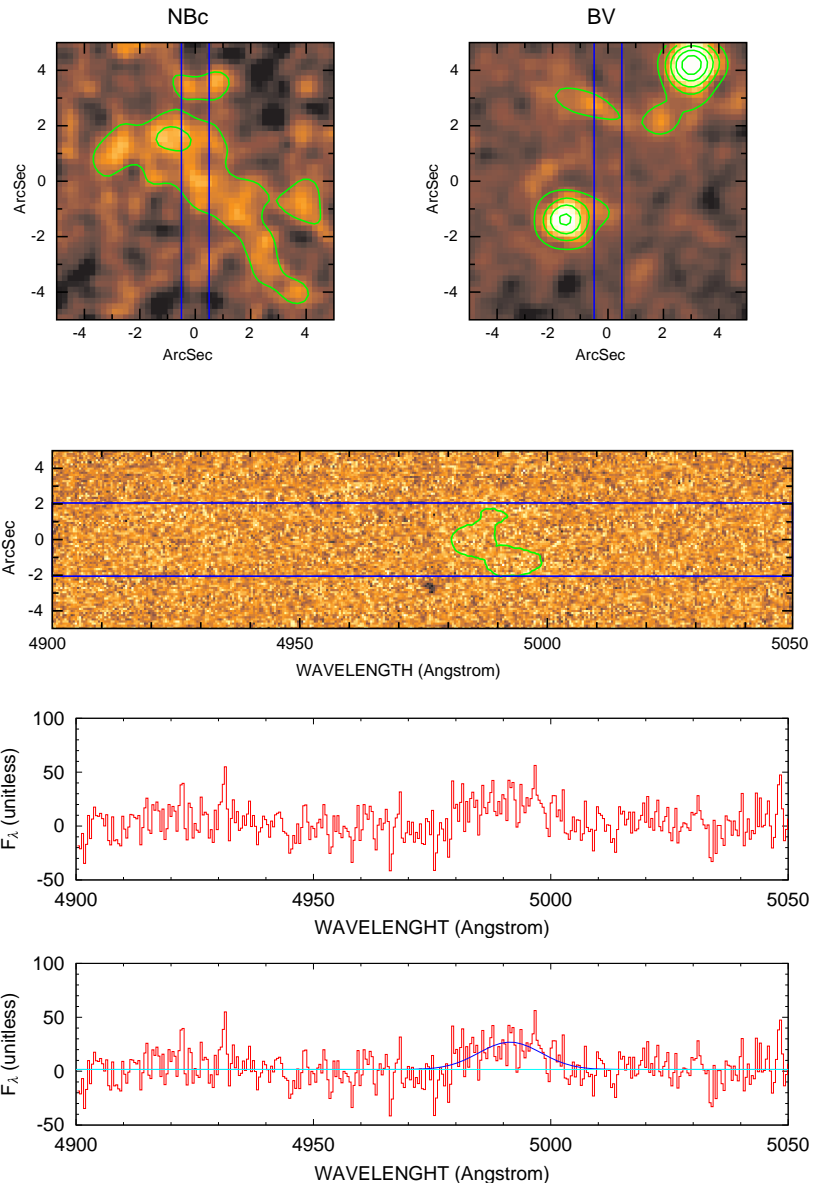
☒ 44: LAB07



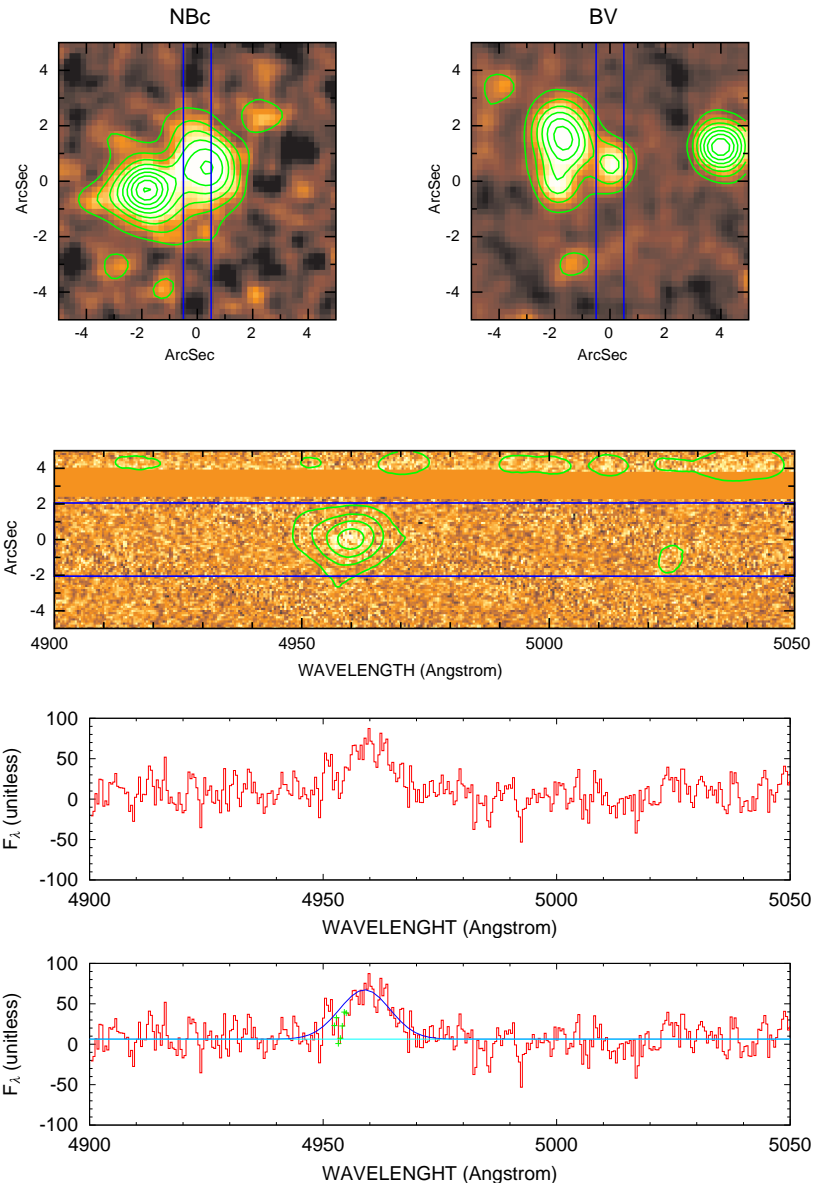
☒ 45: LAB11



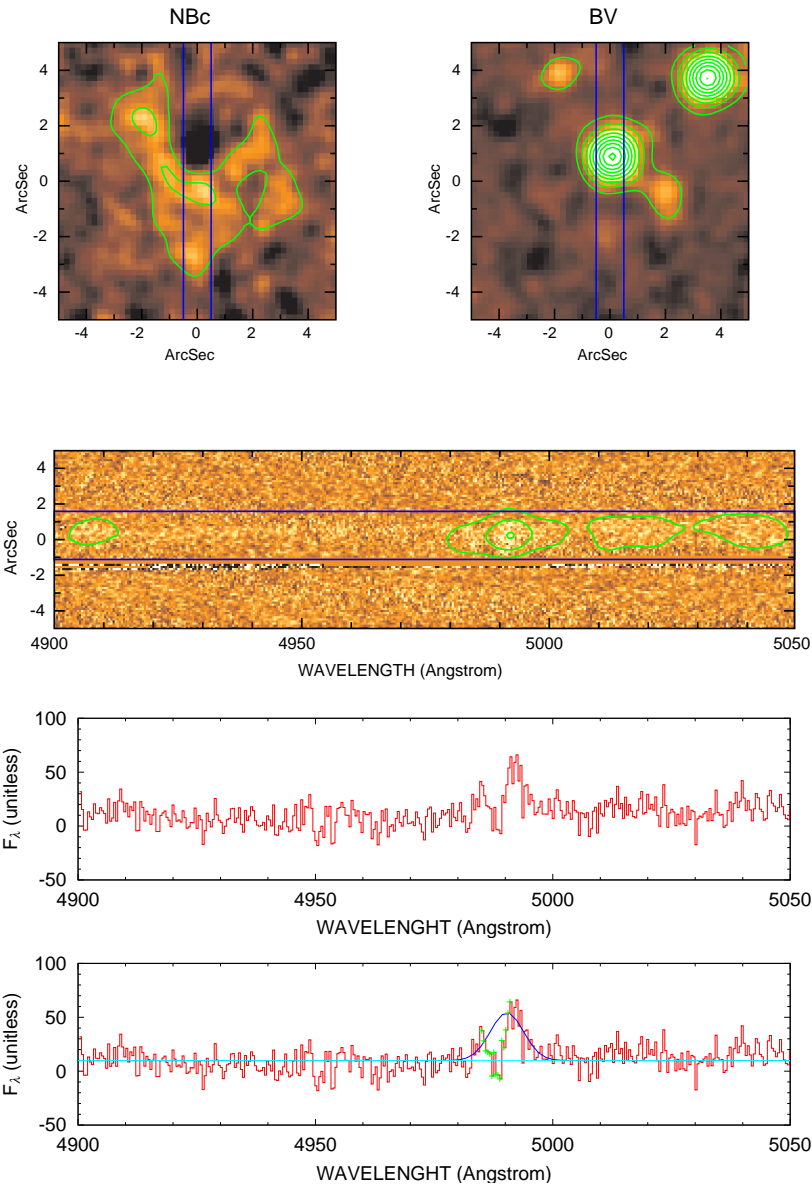
☒ 46: LAB16



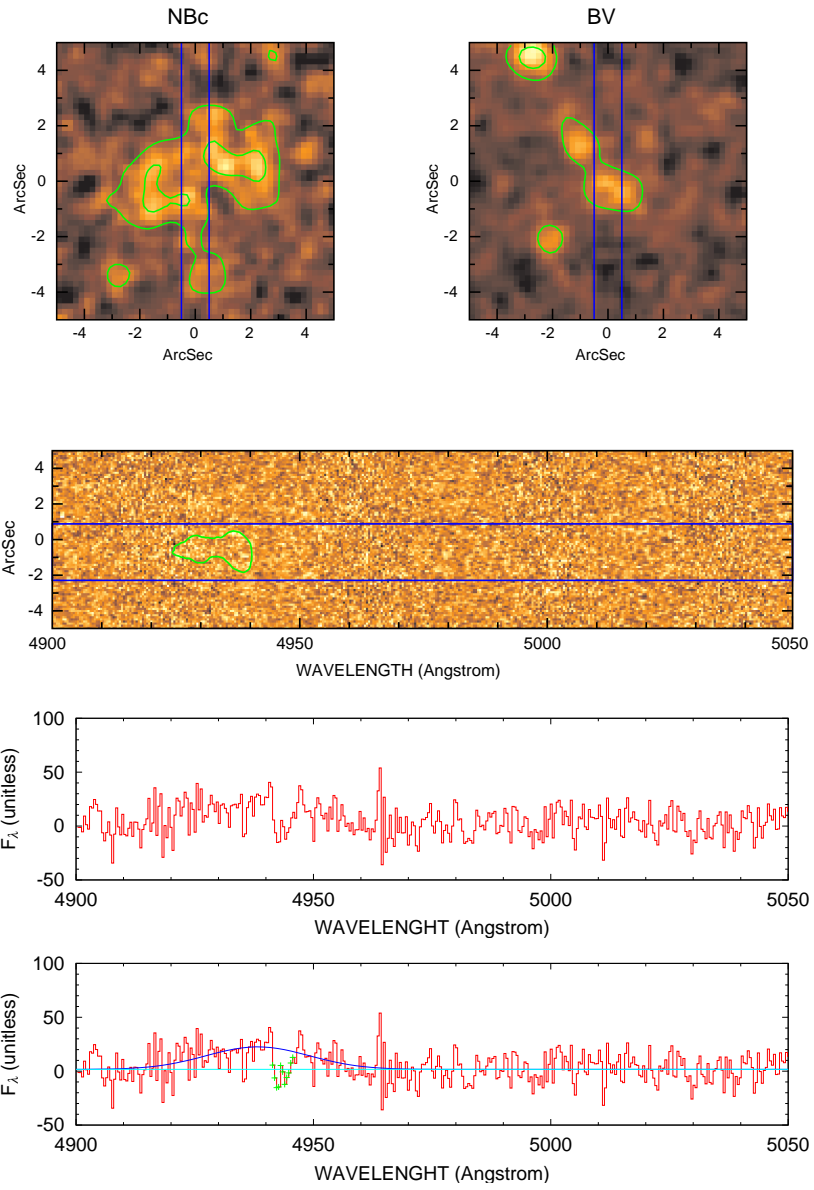
☒ 47: LAB18



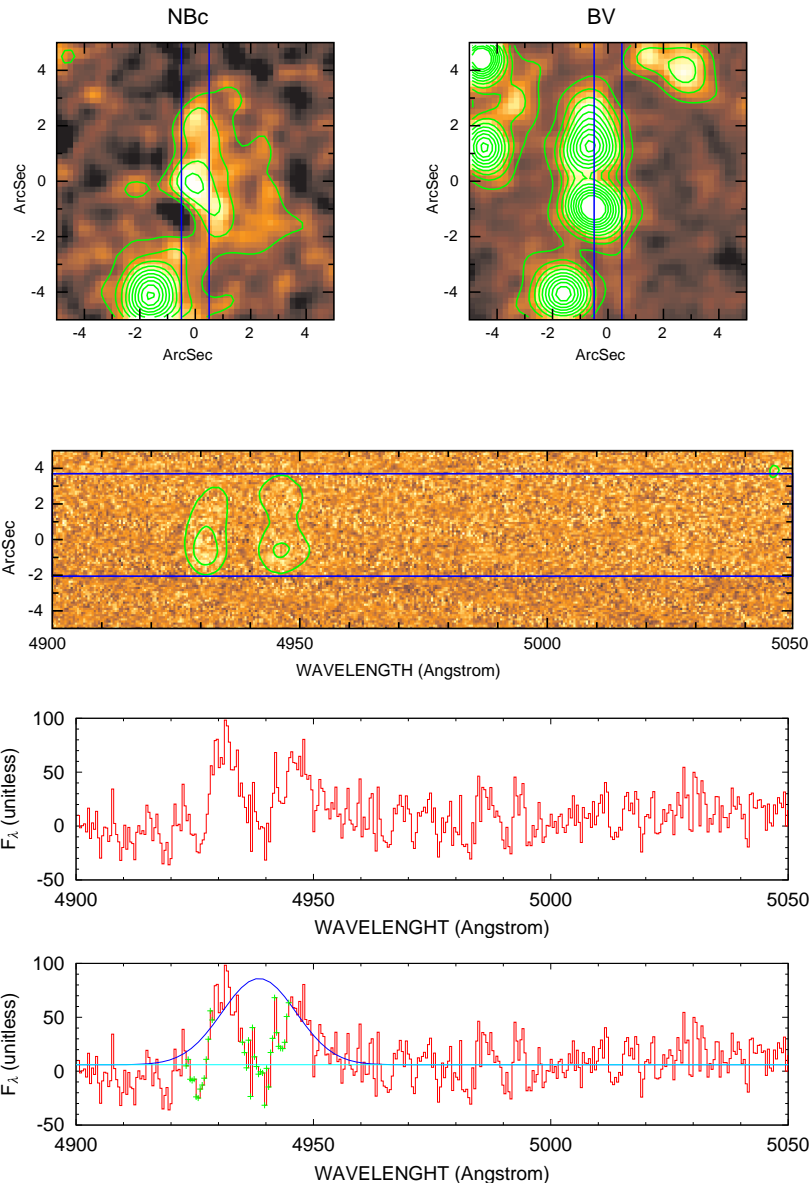
☒ 48: LAB19



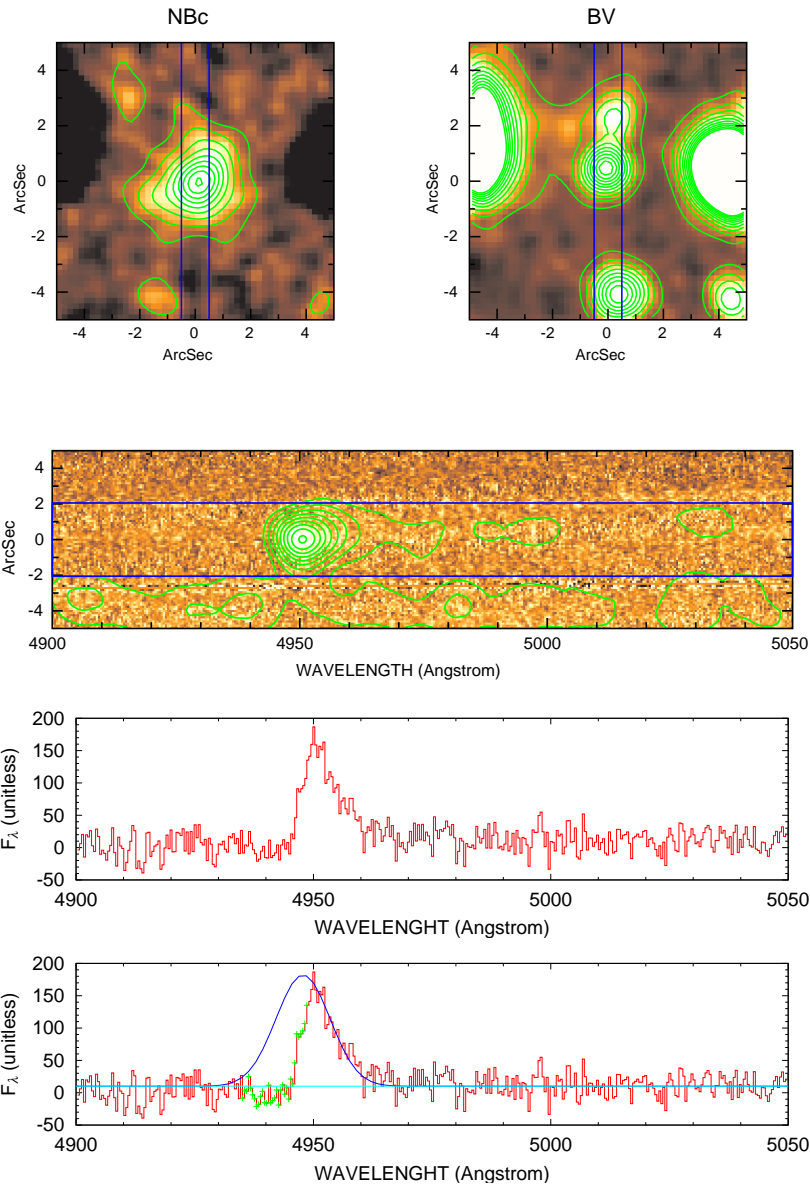
☒ 49: LAB20



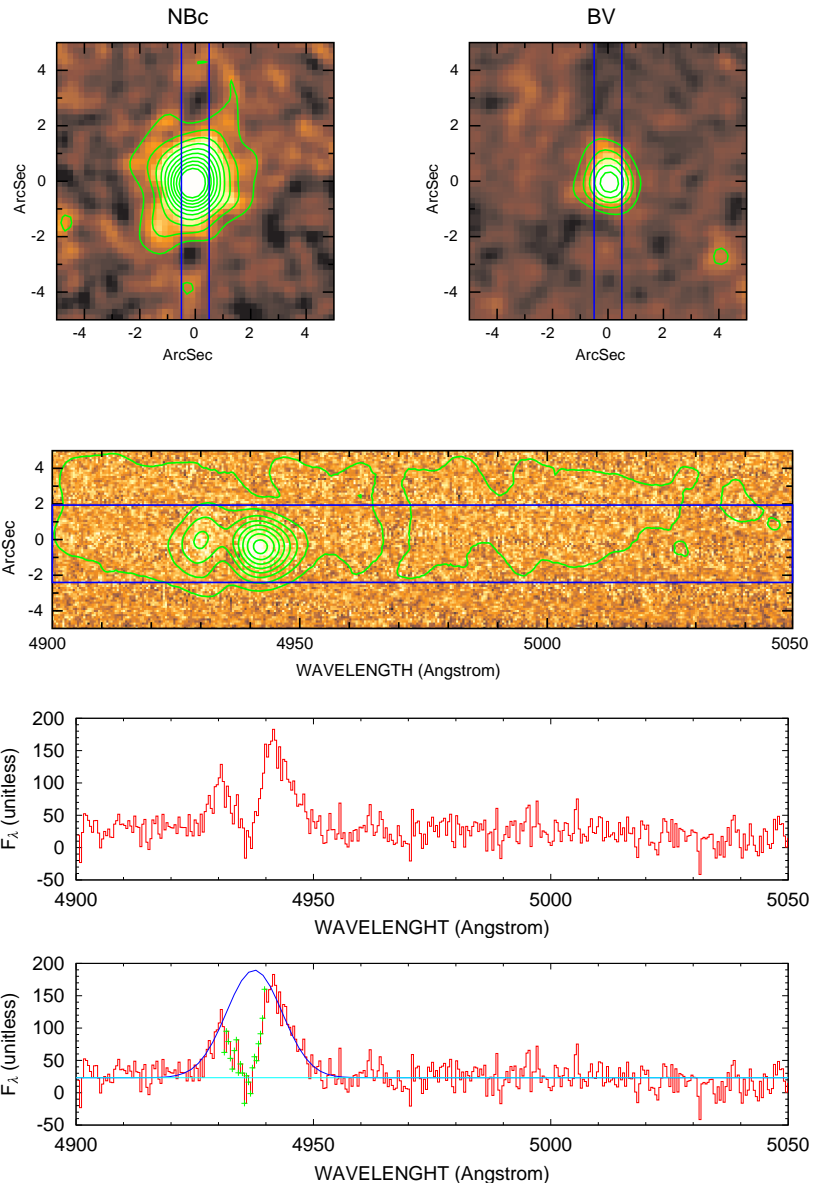
☒ 50: LAB25



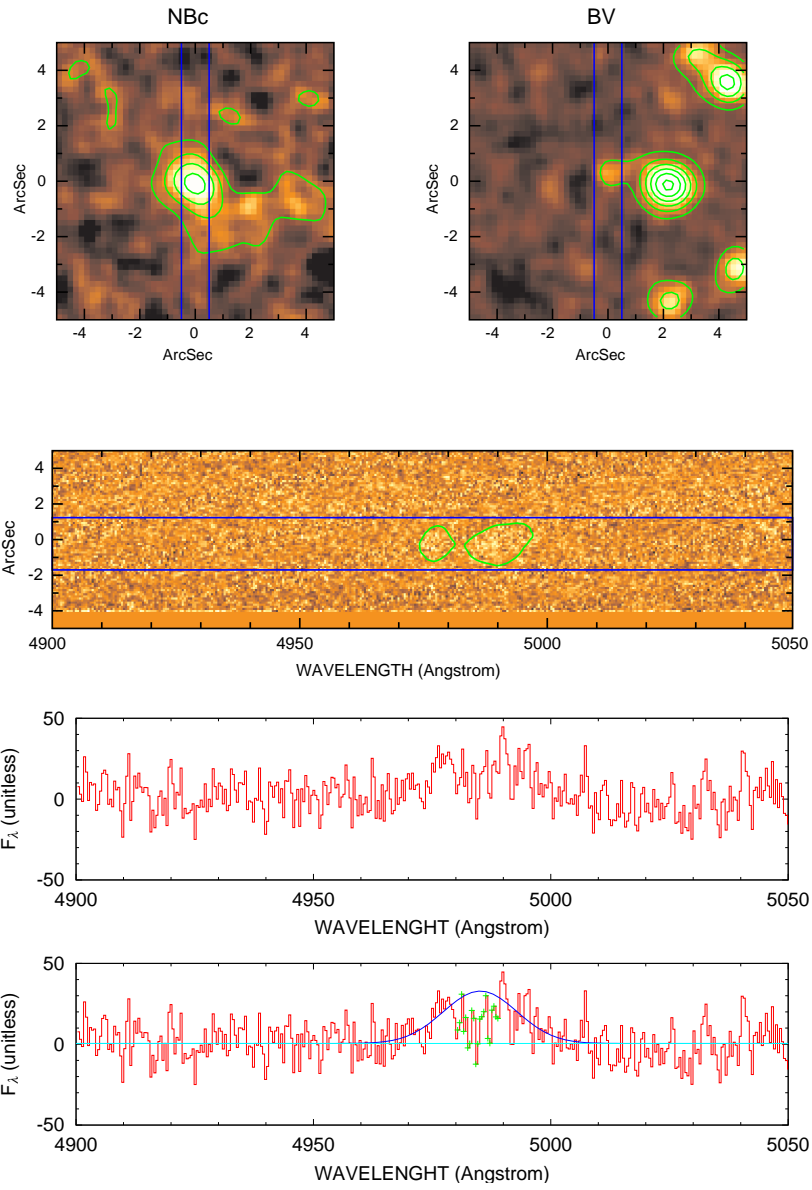
☒ 51: LAB27



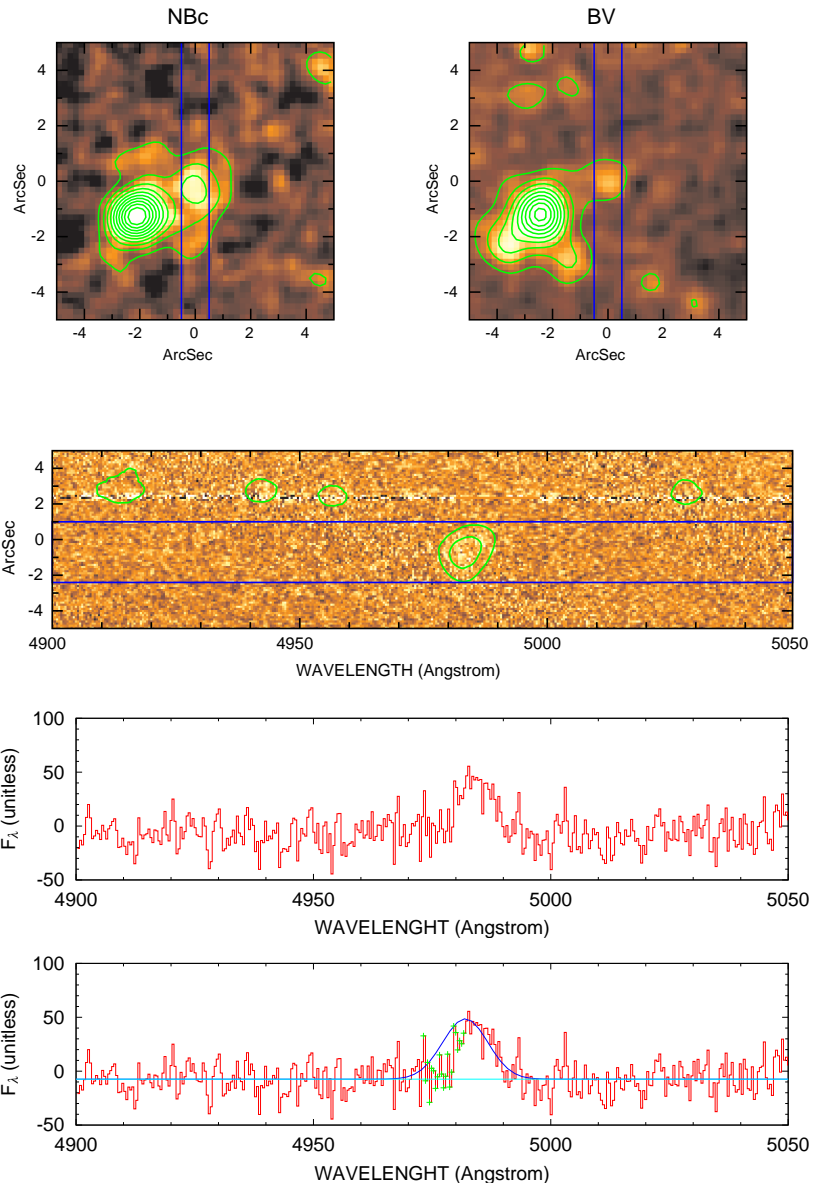
☒ 52: LAB30



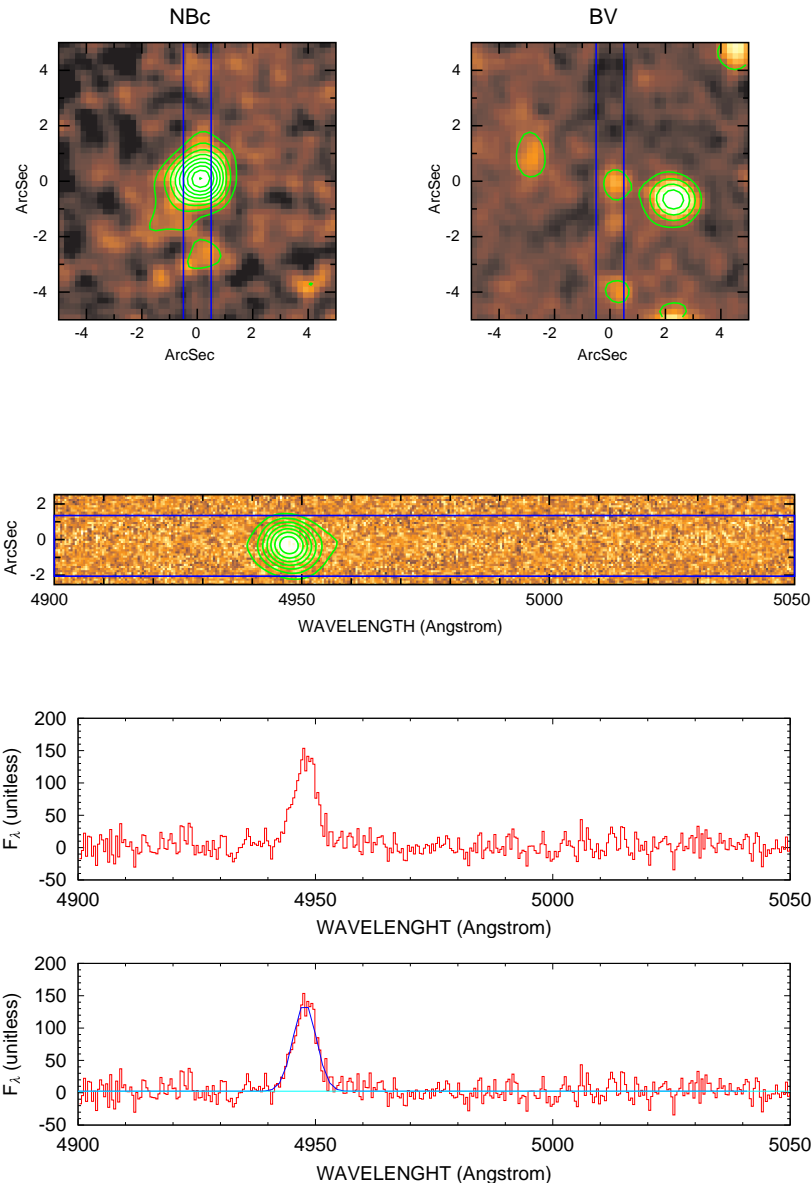
☒ 53: LAB31



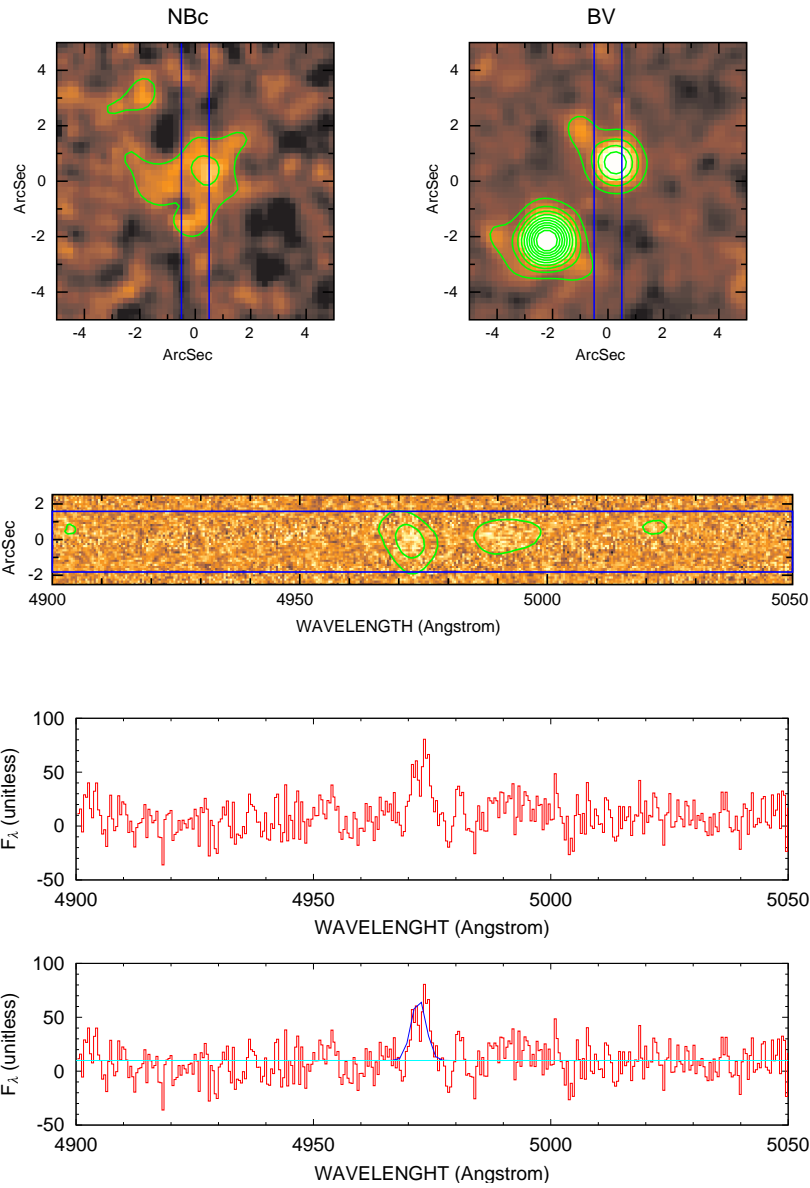
☒ 54: LAB32



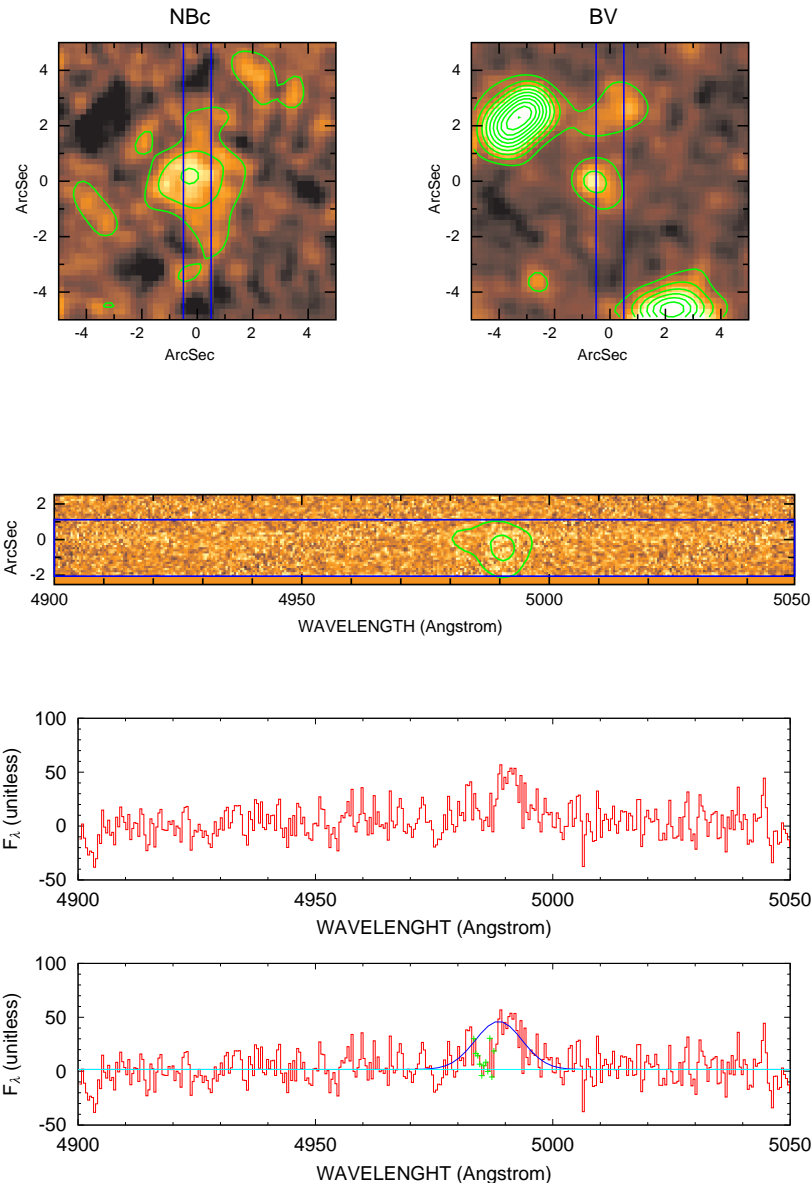
☒ 55: LAB35



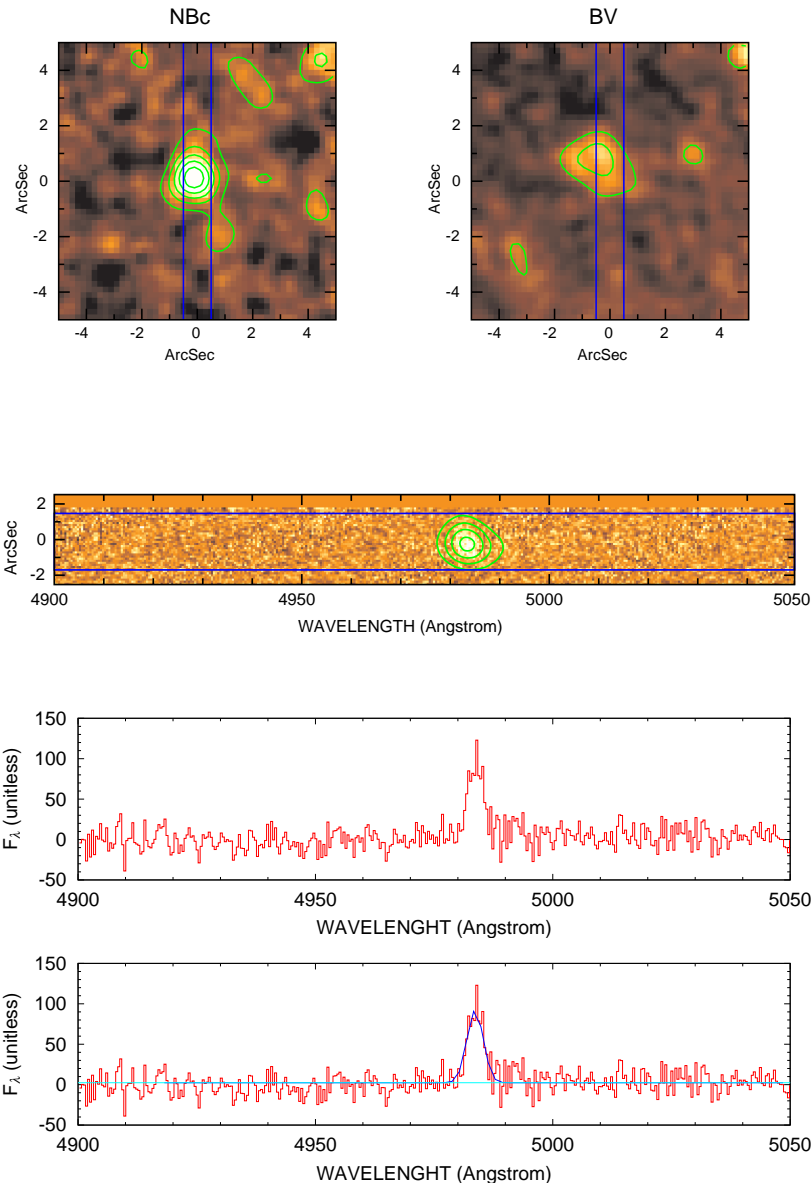
☒ 56: EM8031



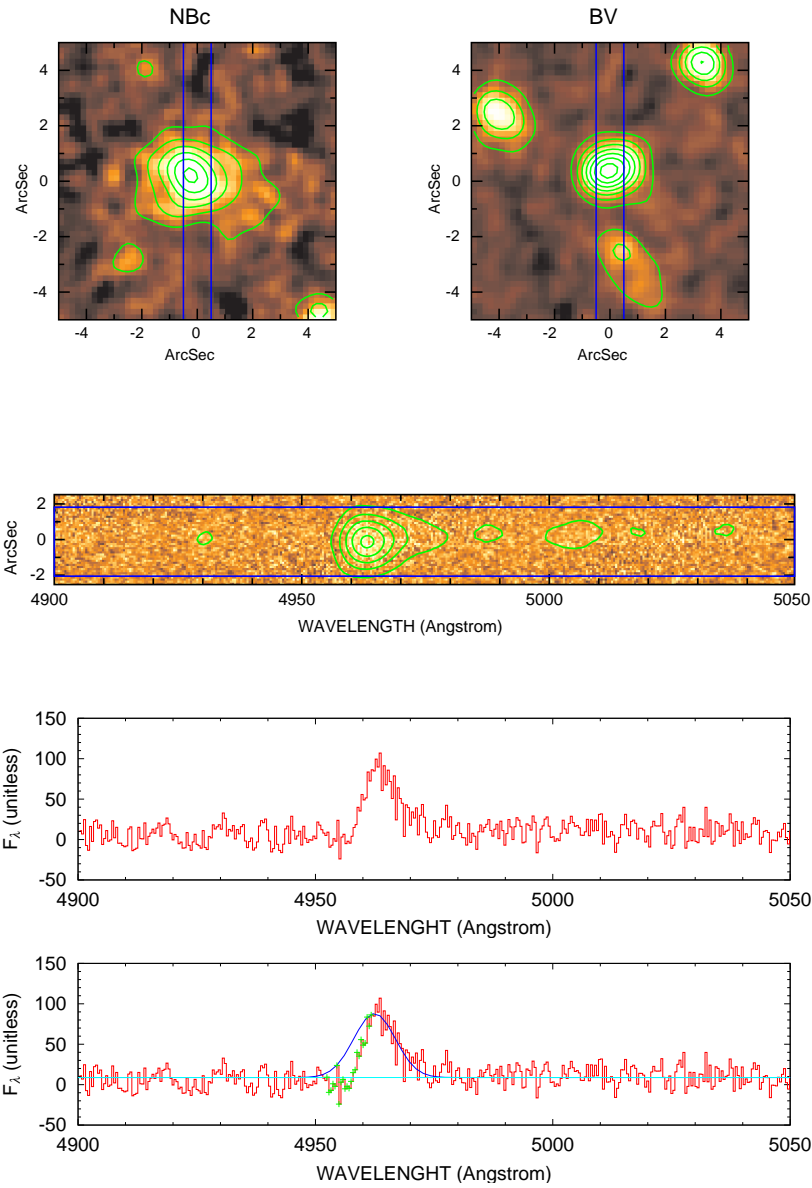
☒ 57: EM8066



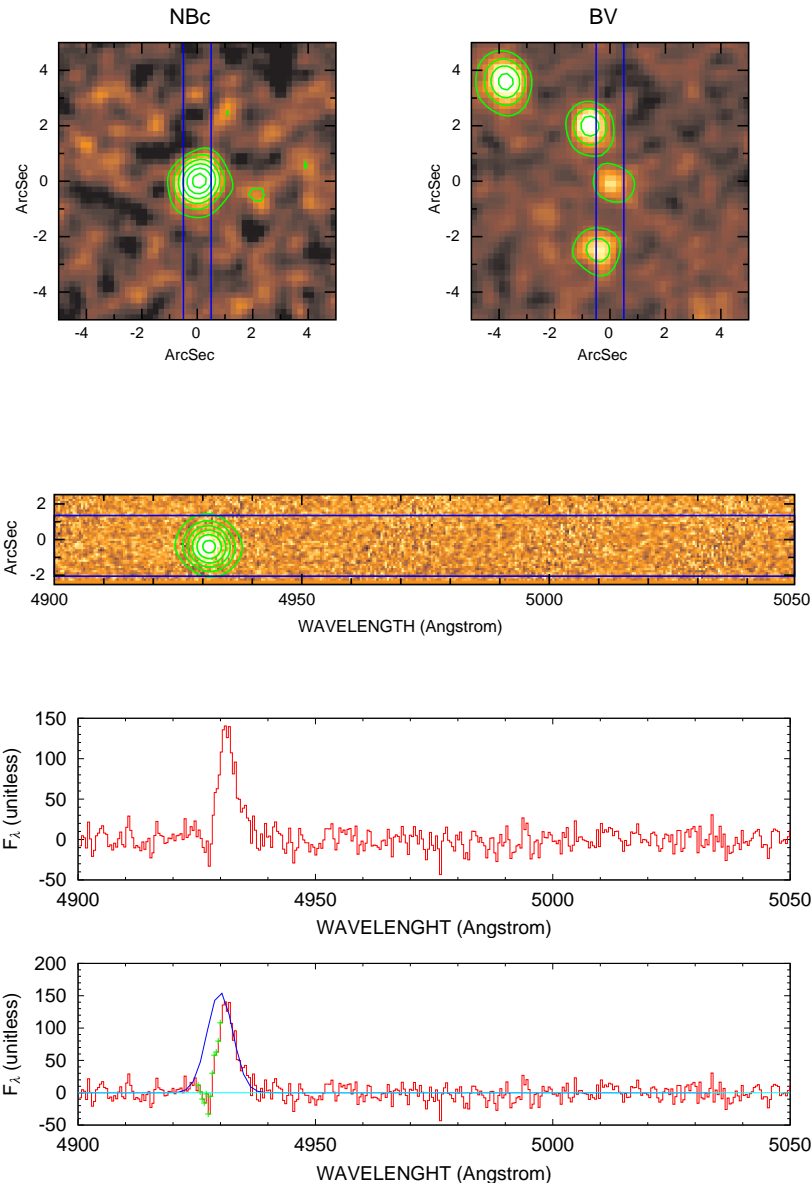
☒ 58: EM9291



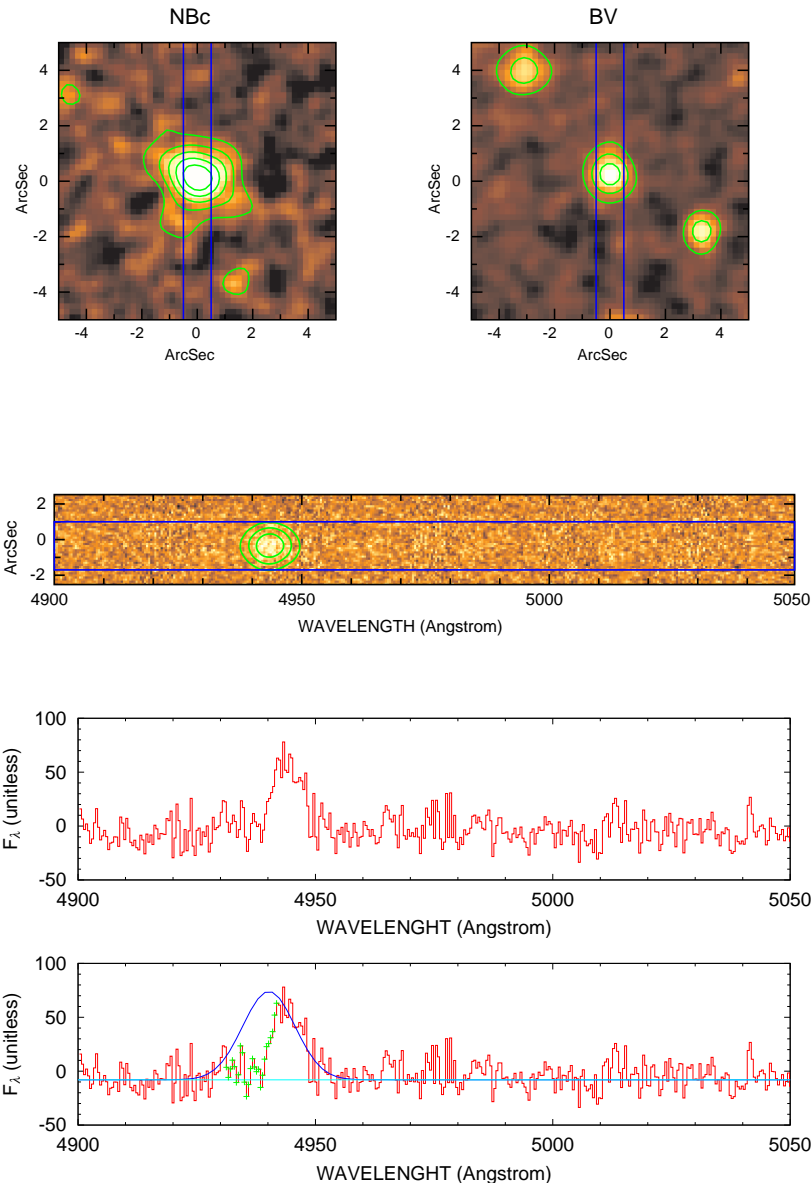
☒ 59: EM9337



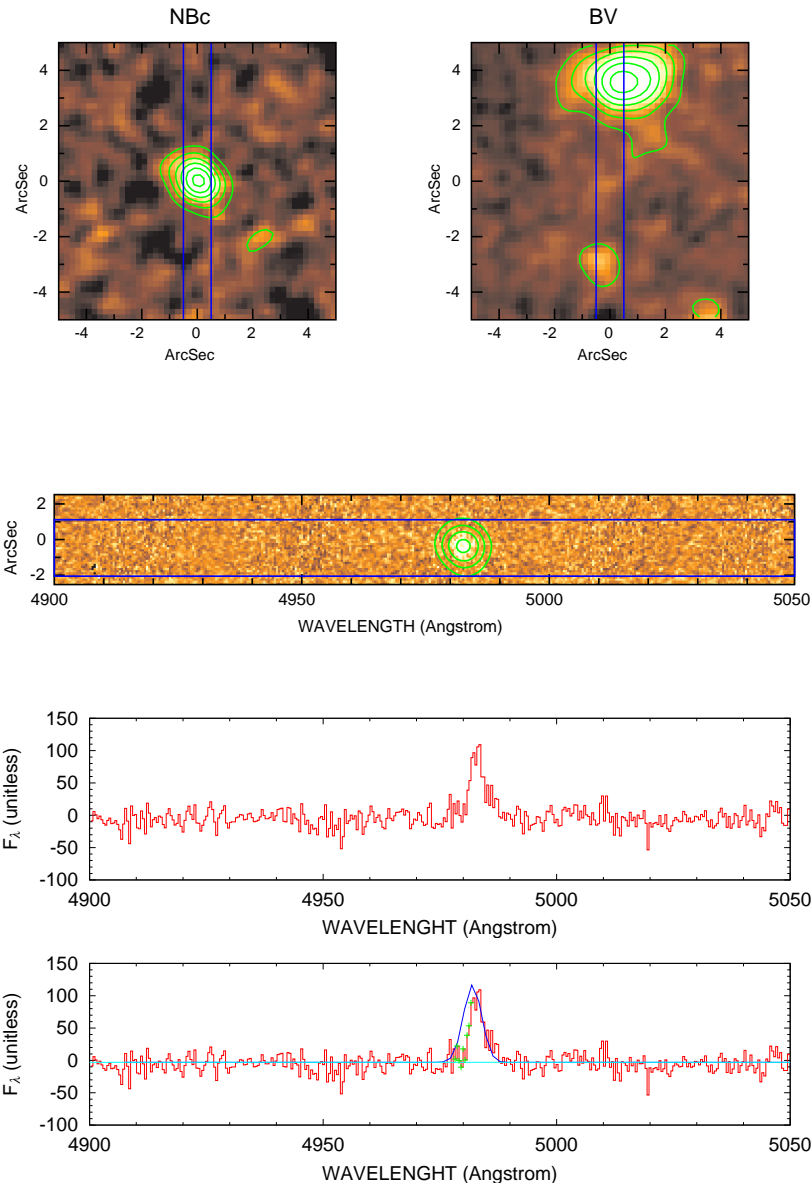
☒ 60: EM9997



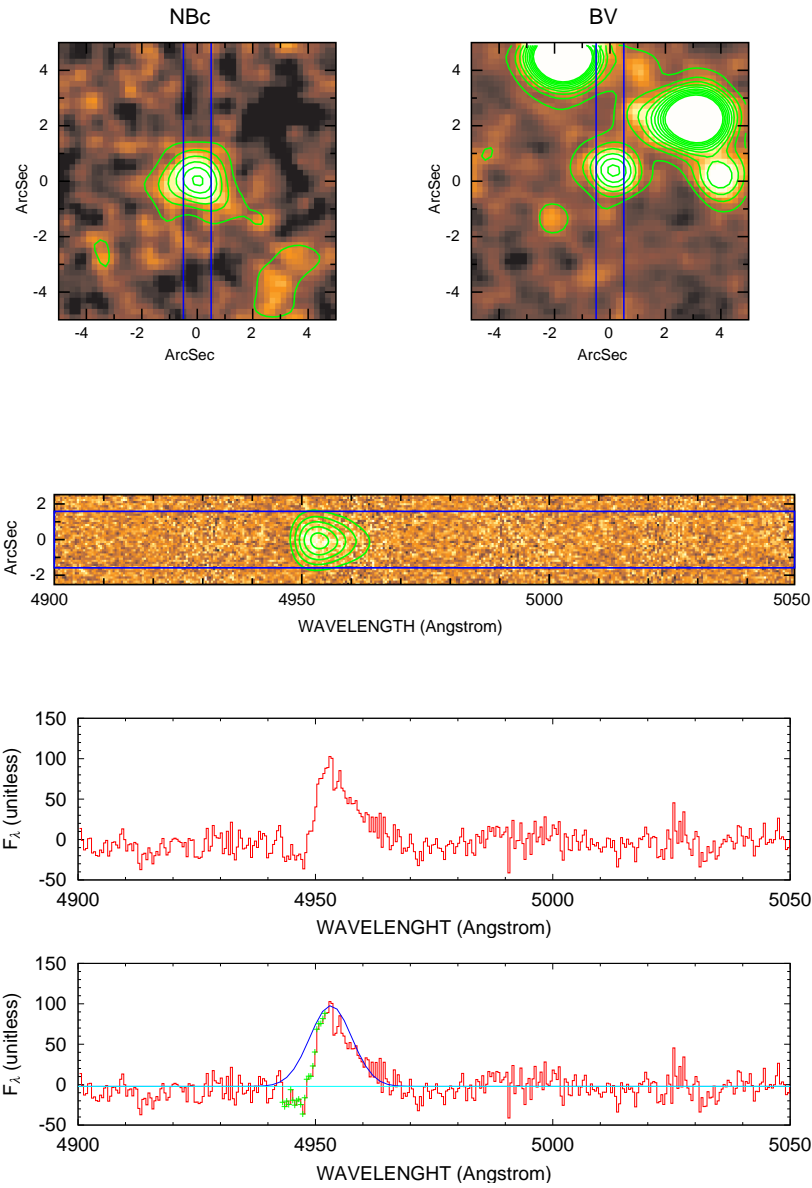
☒ 61: EM10136



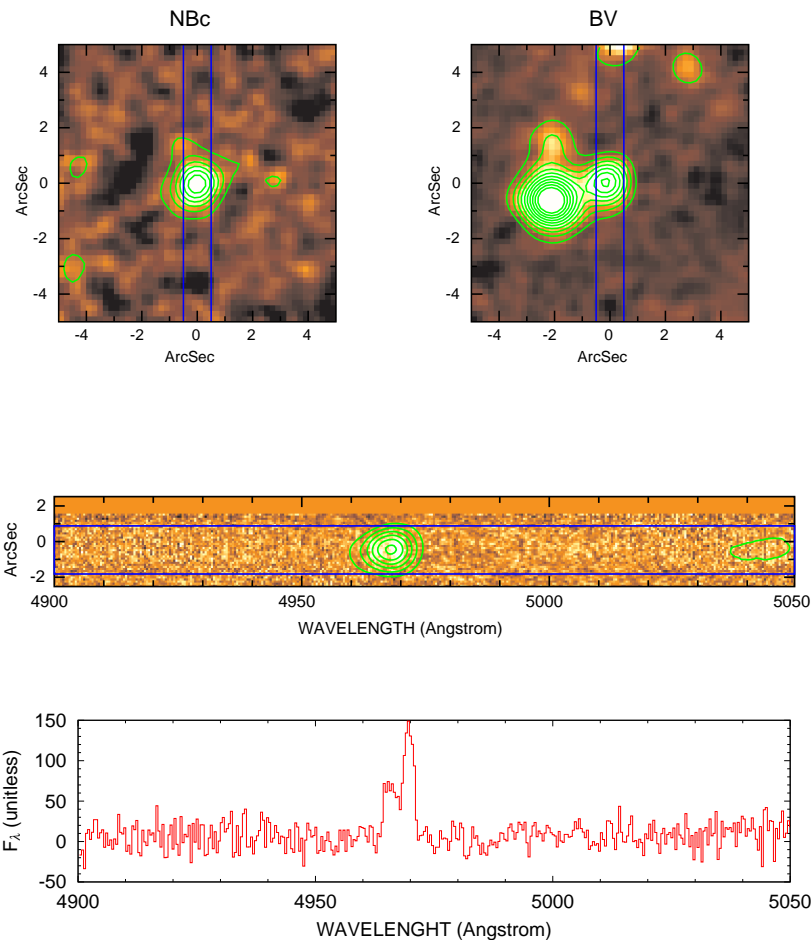
☒ 62: EM10173



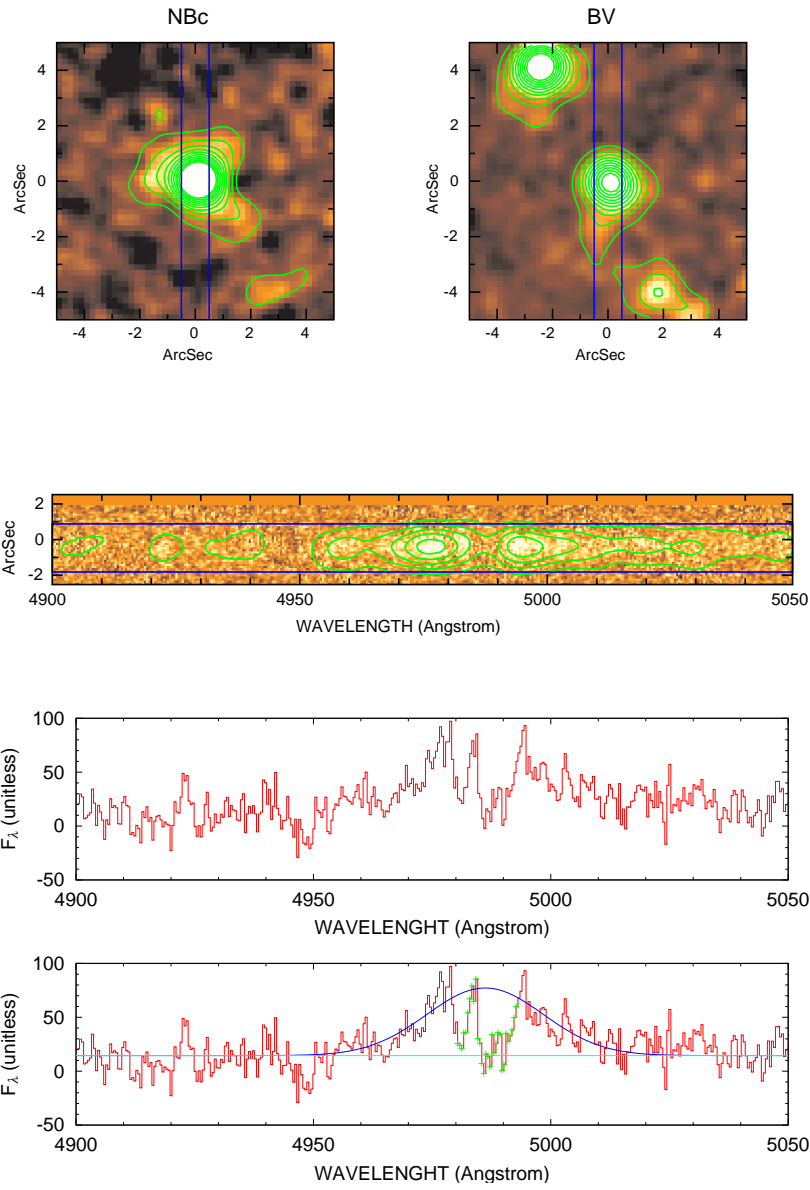
☒ 63: EM10234



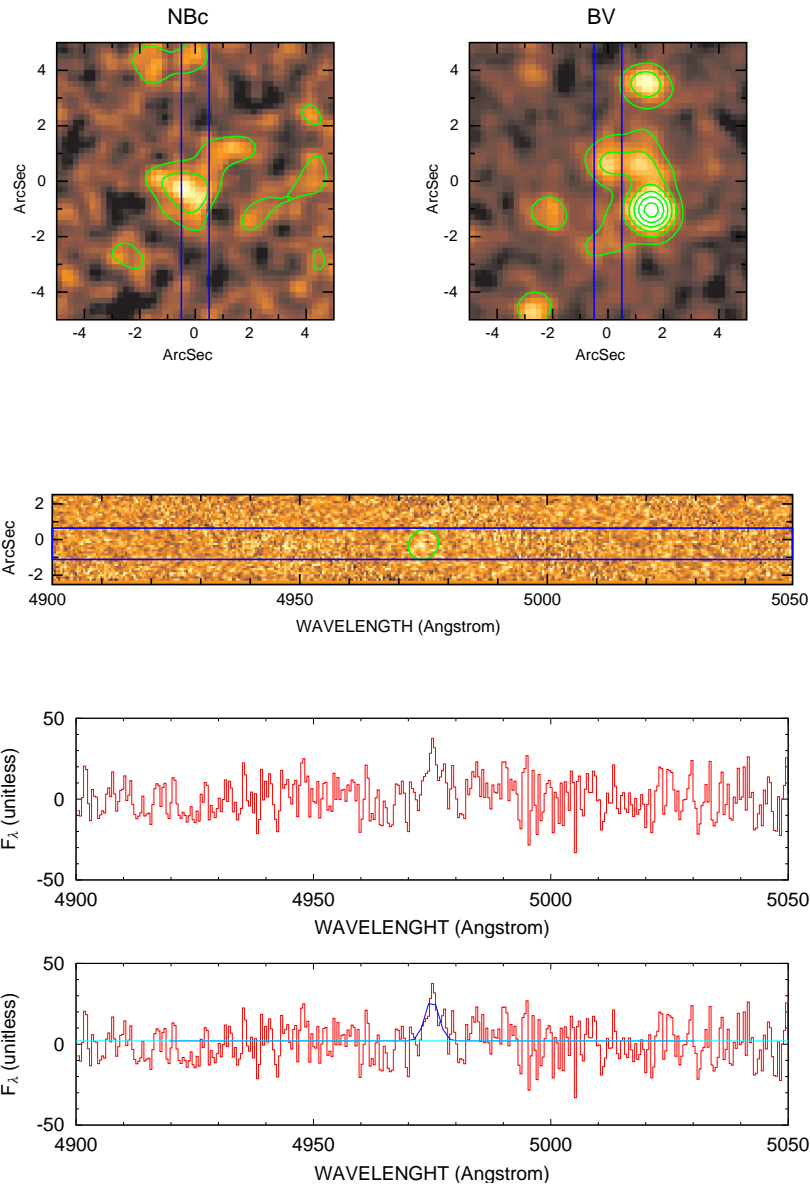
☒ 64: EM1051



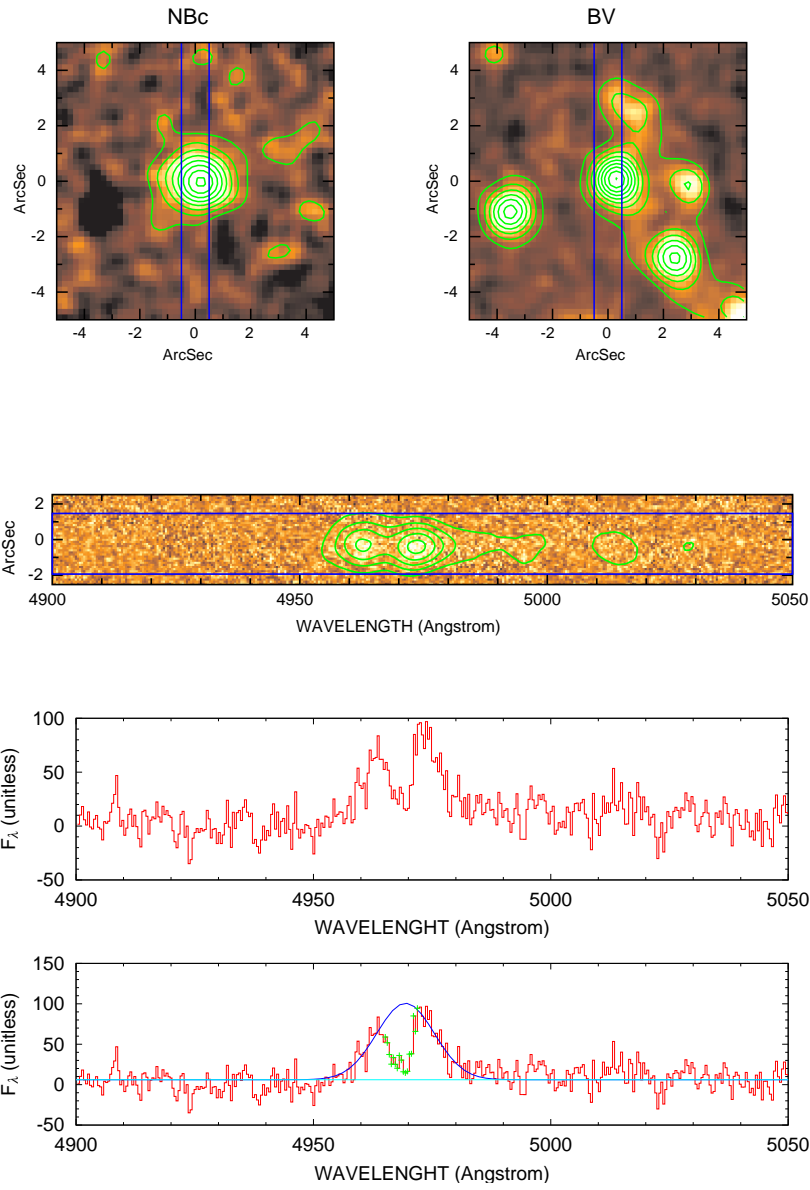
☒ 65: EM11799



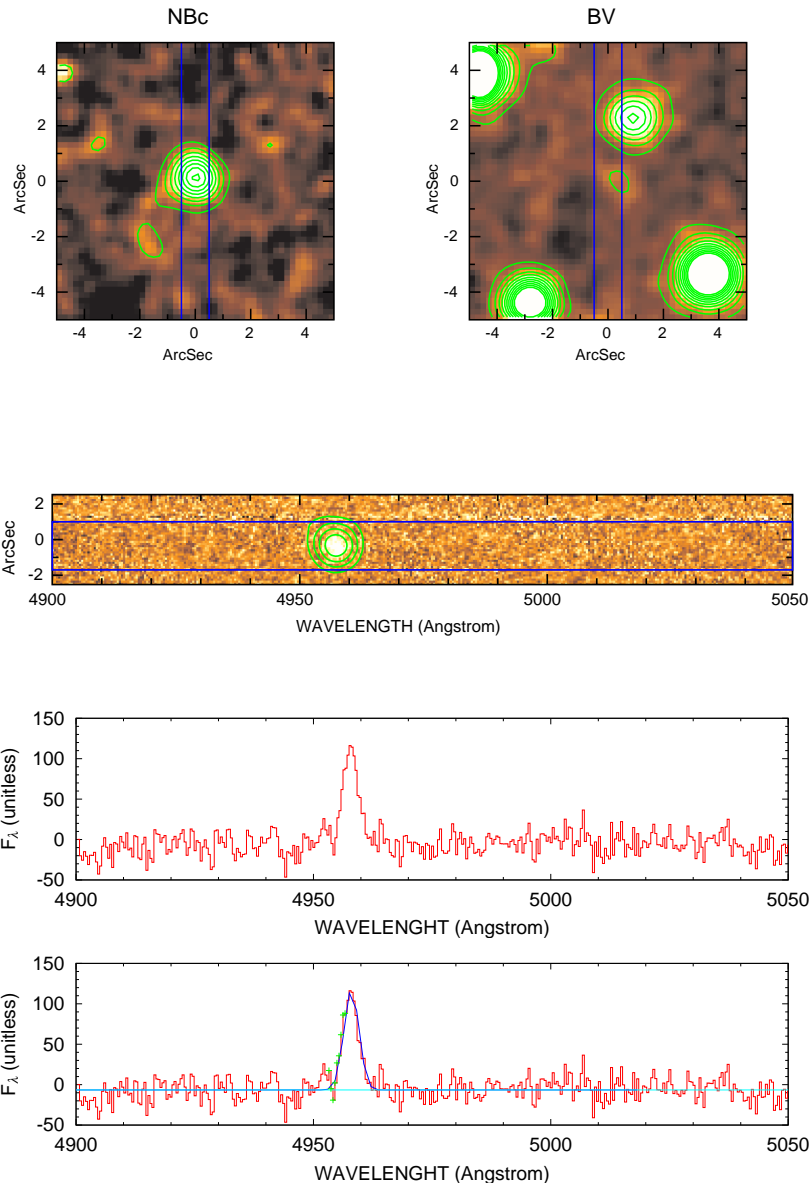
☒ 66: EM11907



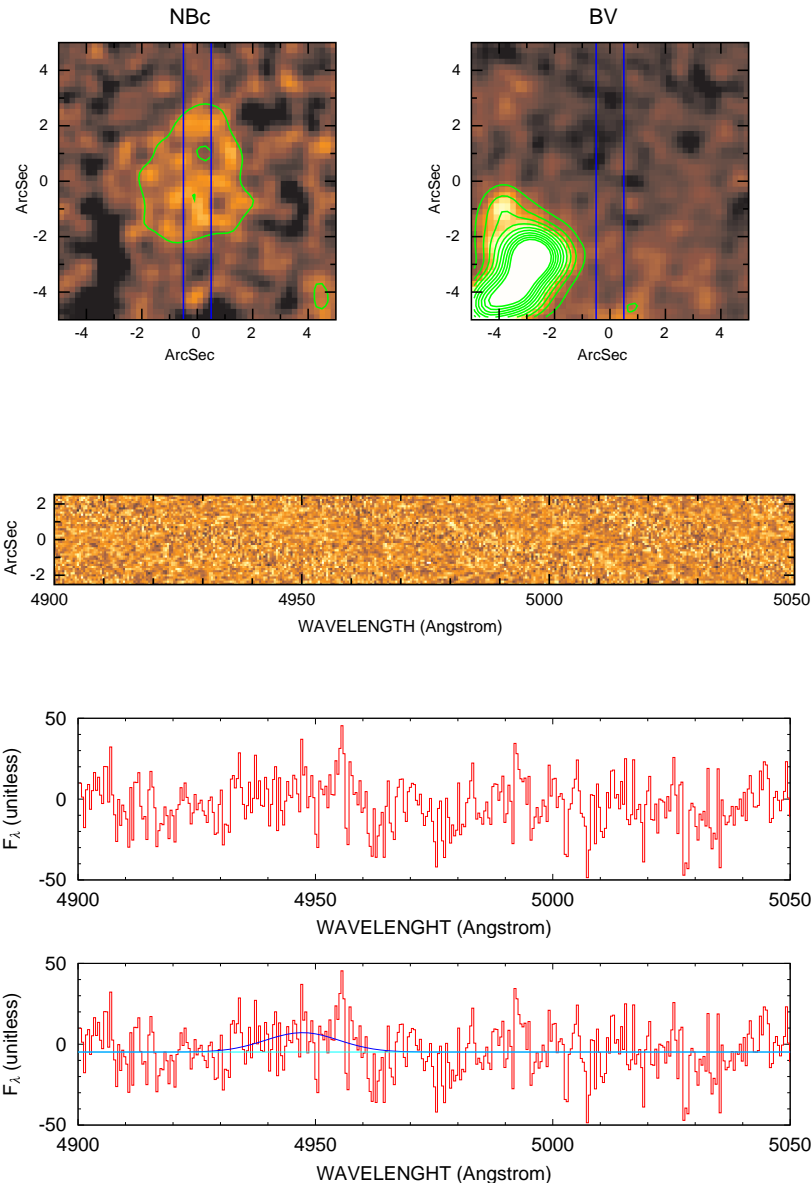
☒ 67: EM12144



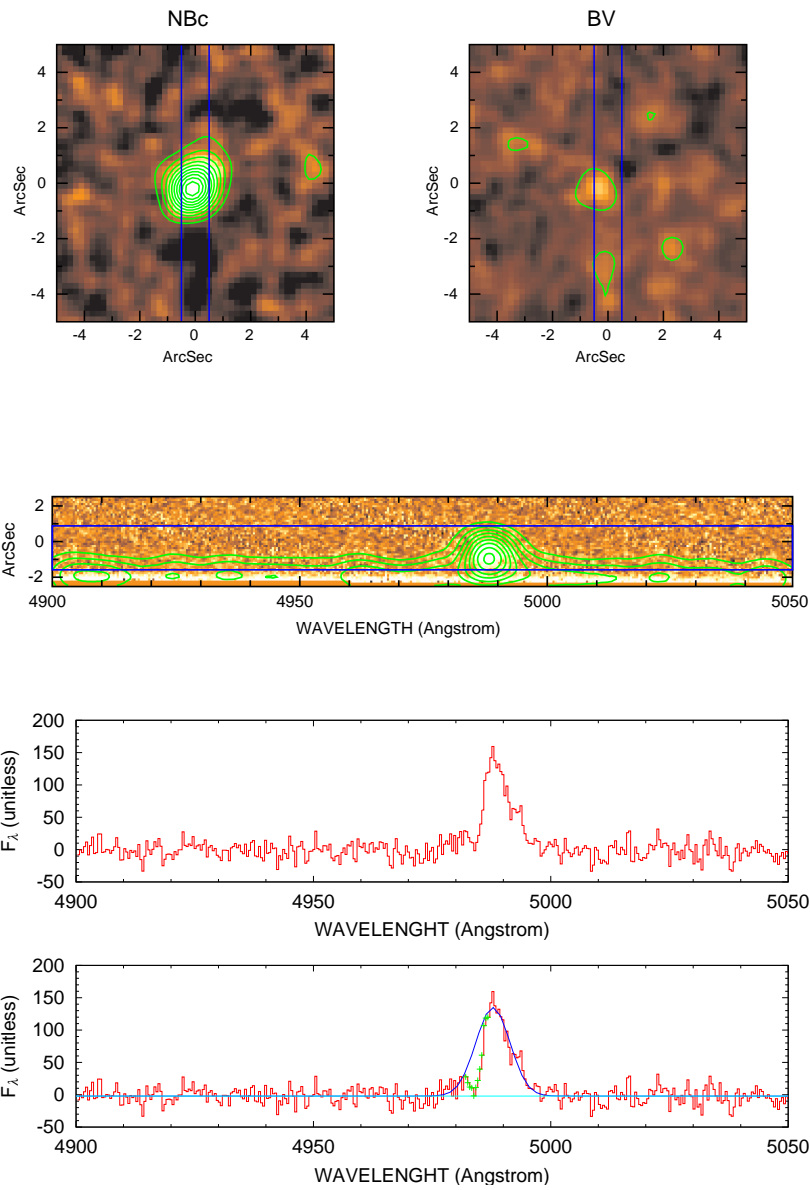
☒ 68: EM12241



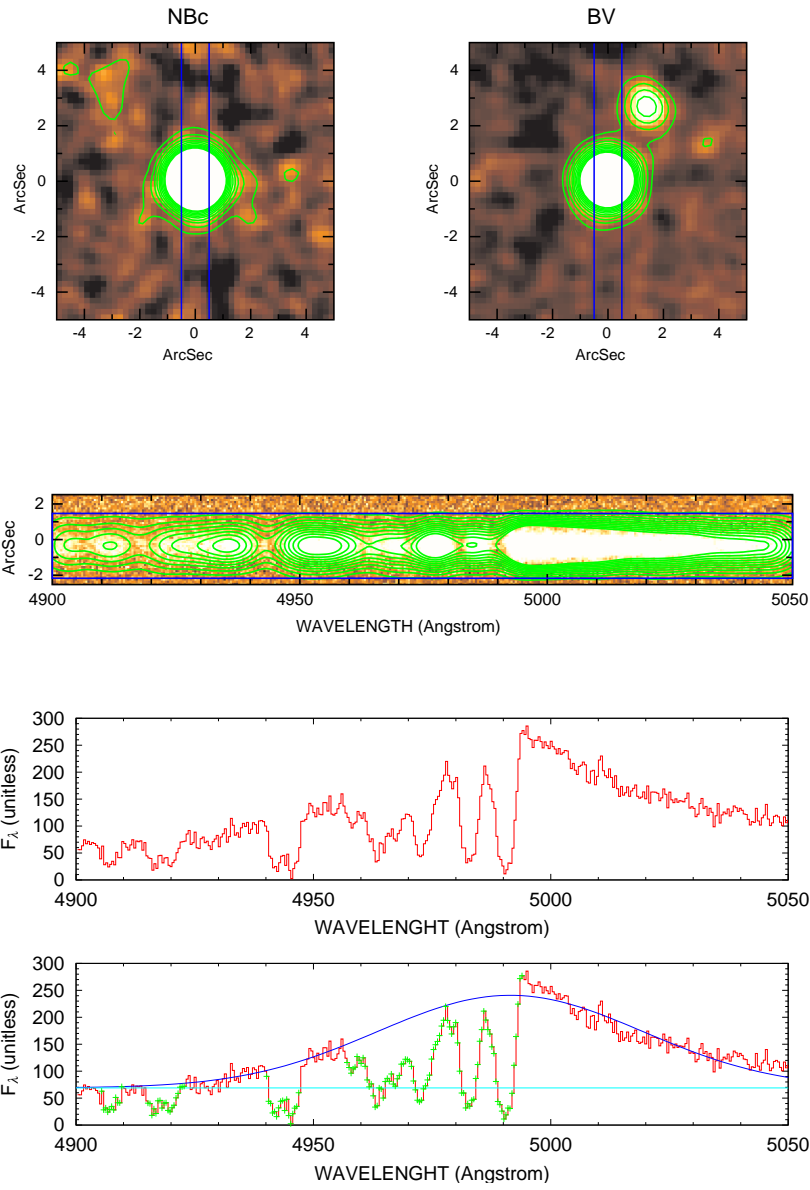
☒ 69: EM12445



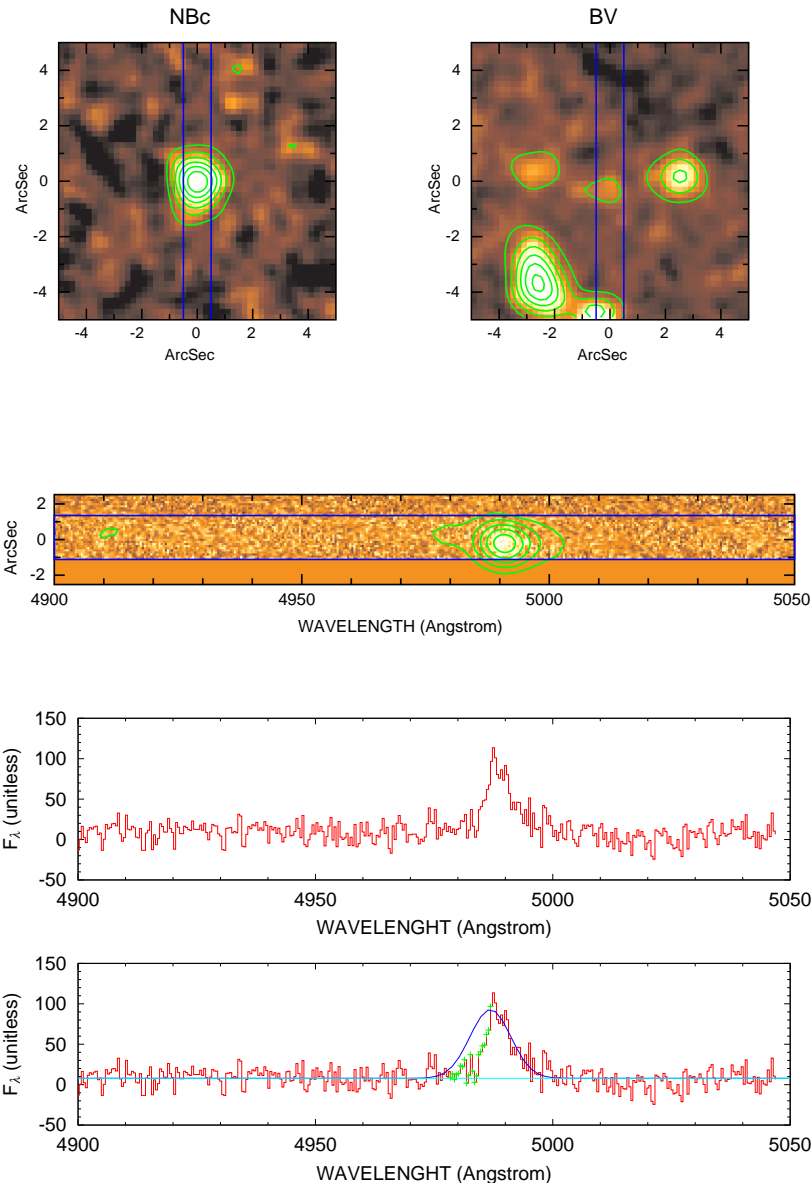
☒ 70: EM12648



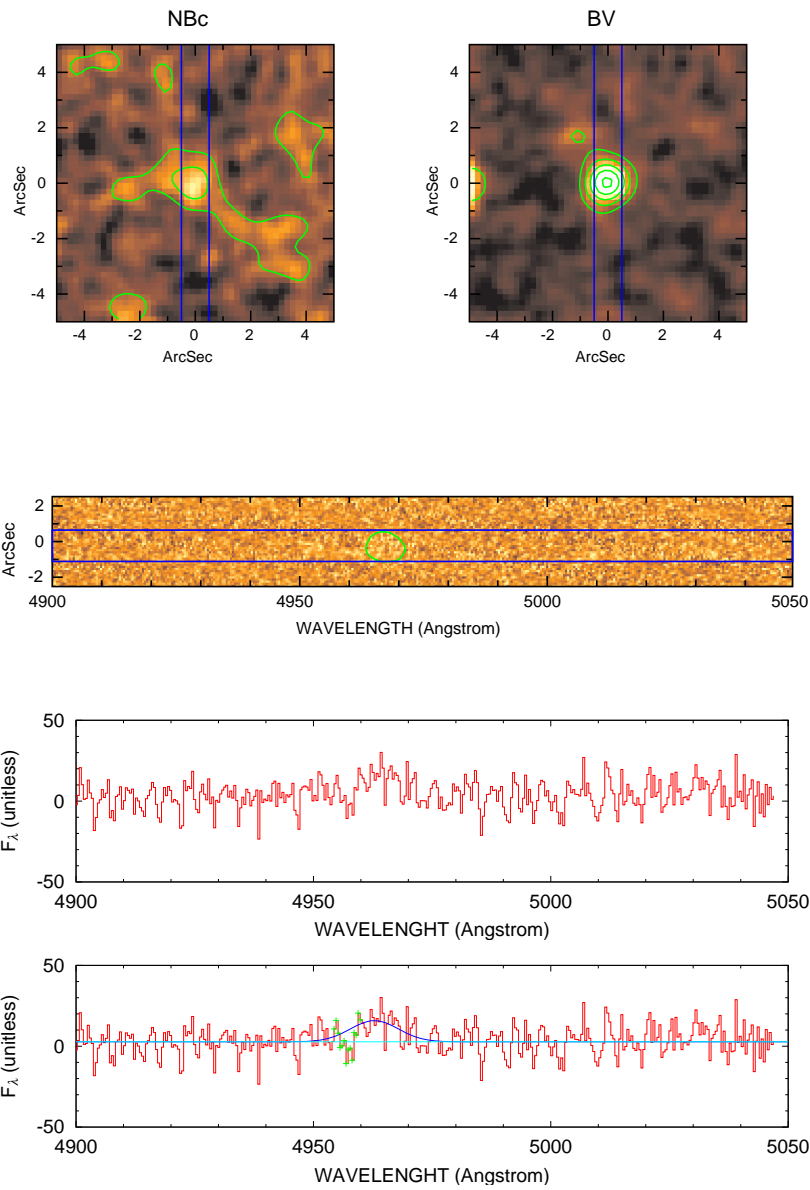
☒ 71: EM12780



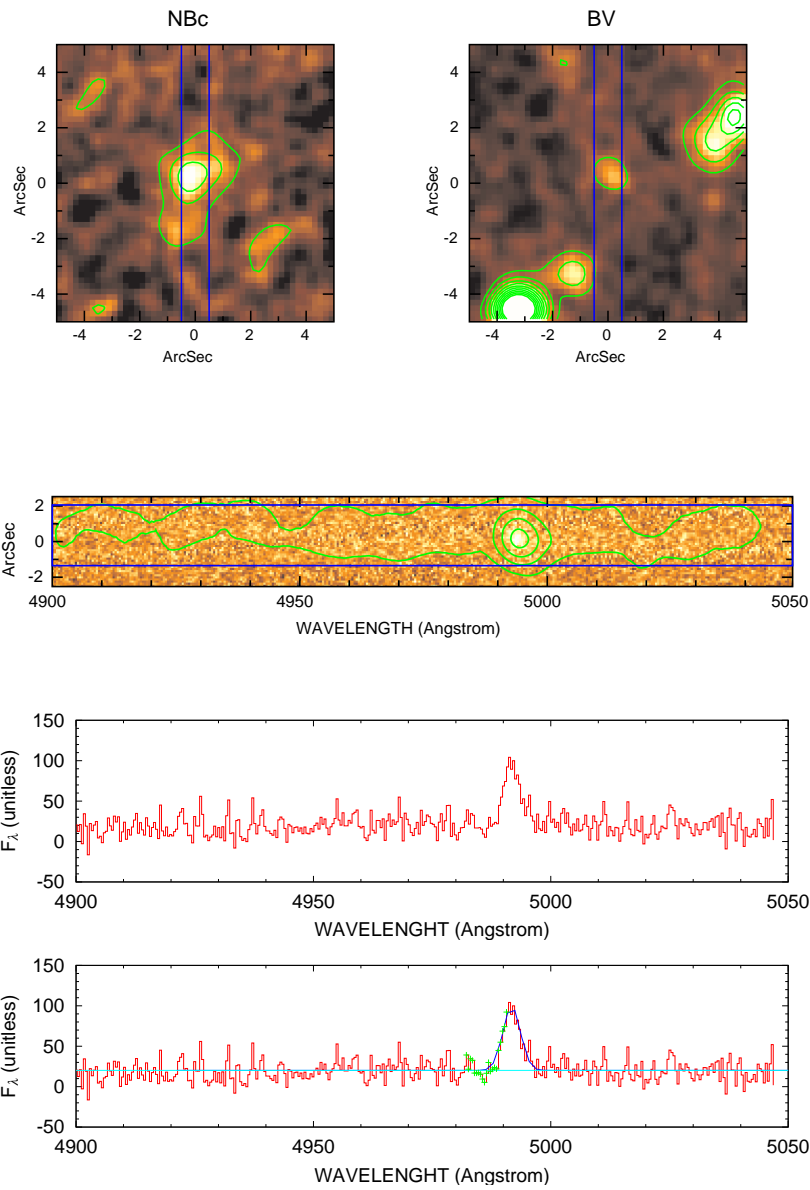
☒ 72: EM13472



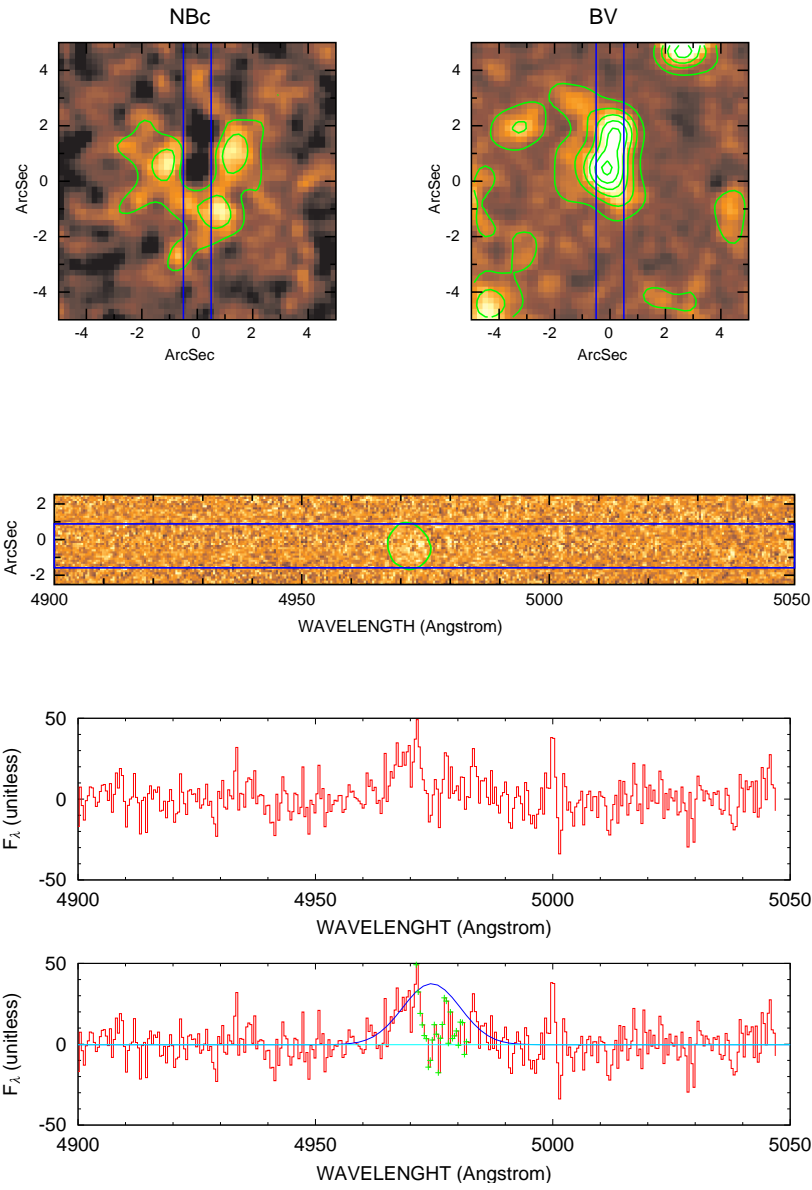
☒ 73: EM13633



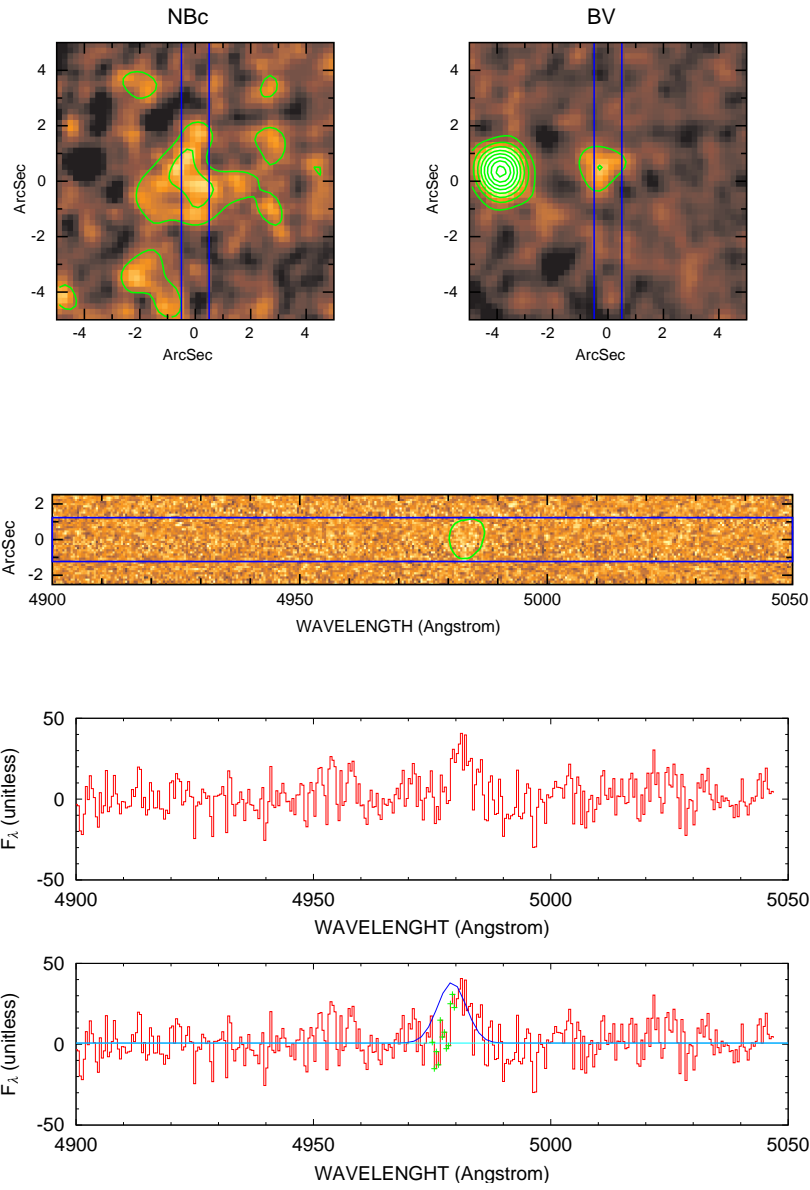
☒ 74: EM14687



☒ 75: EM14739



☒ 76: EM14875



☒ 77: EM15082