修士論文

すばる望遠鏡による高赤方偏移ライマンアルファ輝線銀河の研究

東北大学大学院理学研究科
物理学専攻

松田有一

平成１３年

目 次

1 はじめに **3**

2 ライマンアルファ輝線天体 **5**
2.1 ライマンアルファ輝線天体とはどんな天体か？ 5
2.1.1 クェーサー 5
2.1.2 ライマンアルファ輝線銀河 6
2.2 低赤方偏移輝線天体との見分け方 7
2.2.1 各輝線の等価幅 7
2.2.2 銀河間中性水素ガス雲による吸収 9

3 大規模構造探索の現状 **11**
3.1 近傍 (z≤0.2) 11
3.1.1 ラスカンパナス赤方偏移サーベイ (LCRS) 11
3.1.2 2dF 銀河赤方偏移サーベイ (2dFGRS) 13
3.1.3 スローンデジタルスカイサーベイ (SDSS) 14
3.2 中間赤方偏移 (z∼1) 15
3.2.1 カナダフランス赤方偏移サーベイ (CFRS) 15
3.2.2 カルテク淡銀河赤方偏移サーベイ (CFGRS) 16
3.3 高赤方偏移 (z≥2) 17
3.3.1 ライマンブレイク銀河探索 17

4 ライマンアルファ輝線天体による高赤方偏移大規模構造探索 **19**
4.1 目的 19
4.2 プローブとしてのライマンアルファ輝線天体 19
4.3 過去、および現在進行中のライマンアルファ輝線銀河探索 . . . 20

5 木曽シュミット望遠鏡による
ハッブルディープフィールド z = 2.95
クェーサー探索 **23**
5.1 概要 23
5.2 目的 23
5.3 観測 23
5.4 データ処理 24
5.5 データ解析 25
5.6 結果 26
5.6.1 空間密度 26
5.6.2 空間分布 28
5.7 まとめ 29

6 すばる望遠鏡による すばる/XMM ディープフィールド z = 3.7 ライマンアルファ輝線銀河探索 **30**
6.1 概要 30
6.2 目的 30
6.3 観測 30
6.4 データ処理 31
6.5 データ解析 32
6.6 結果 34
6.6.1 等価幅分布 35
6.6.2 空間密度 36
6.6.3 空間分布 37
6.7 まとめ 37

7 解析の現状と将来の展望 **38**

A 代表的な宇宙モデルにおける 赤方偏移と共動距離の関係 **39**

1　はじめに

1980 年代、ハーバードスミソニアン天体物理センター (CfA) 赤方偏移サーベイなど近傍の銀河分布探索により、それまで宇宙における最大の構造と考えられてきた銀河団の規模を超える、さらに大きな構造=宇宙大規模構造が発見された。これにより明らかになったのは数億光年、即ち数十メガパーセクにおよぶ、超銀河団の壁=グレイトウォール、銀河団の連なったフィラメント状の鎖、および銀河がほとんど存在しない空洞=ボイドなどの存在であった。近傍の大規模構造探索ではラスカンパナス銀河赤方偏移サーベイに続き、2dF 銀河赤方偏移サーベイ、スローンディジタルスカイサーベイ (SDSS) といったさらに大規模な銀河分布探索が現在行なわれている。

また、遠方、即ち中 ~ 高赤方偏移における銀河分布探索ではわずか数分角と狭い視野ではあるが深く探索するペンシルビームサーベイが成果を上げており、銀河赤方偏移分布における柵状構造や z=5 を超える高赤方偏移の銀河が見つかってきている。

そして、大望遠鏡では本来難しいとされてきた大きな面積を掃く高赤方偏移大規模構造探索が、大口径 (8.2m) と広視野 ($34' \times 27'$) を合わせ持つすばる望遠鏡が完成したことで可能になった。宇宙初期の大規模な銀河分布地図は、宇宙モデルの決定や構造形成メカニズムの解明に大変重要な役割を果たすはずである。そこで、ニュートリノ科学研究センター宇宙物理グループでは、すばる望遠鏡による高赤方偏移大規模構造探索に備え準備を進めてきた。

我々がこの探索に用いるのに着目したのは、ライマンアルファ輝線天体と呼ばれる特徴的な明るい輝線を放つ天体である。この天体は巨大ブラックホールの降着円盤からの紫外光を受けて輝線を発するクェーサー、あるいは大量の中性水素ガスを含む星生成の活発な生まれたての銀河 (ライマンアルファ輝線銀河) などであると考えられている。ライマンアルファ輝線は赤方偏移 $z = 3 \sim 6$ で $5000 \sim 8500$Å に来るため、可視光観測が可能である。すばる望遠鏡のような大口径と広視野を合わせ持つ望遠鏡による広帯域 + 狭帯域フィルター撮像により、ライマンアルファ輝線天体を深く、広く、赤方偏移精度良く高統計で探索することができる。

我々はすばる望遠鏡による探索に先駆け、小口径ではあるが広視野 ($50' \times 50'$) を誇る木曽シュミット望遠鏡において、広帯域 + 狭帯域フィルターを用いてクェーサー探索を行った。この探索は 1998 年に Steidel 等による 9 分角スケールのライマンブレイク銀河探索などで見つかった銀河クラスターを対象に、銀河高密度領域の空間的広がり=サイズを、それに付随するクェーサーをプローブとして調べようとするものである。我々はハッブルディープフィールド (HDF) を中心とした z=2.95 の $50' \times 50'$ 天域の探索により 12 個のライマンアルファ輝線天体候補を検出した。これは、この天域の $z = 2.95$ ライマンアルファ輝線天体の空間密度超過は $\delta n/n \approx 1$ を意味する。このため、もし、これらが本物であれば、HDF z=2.95 の高密度領域が 9 分角スケールよりも広い可能性

が出てくる。これを確かめるには、候補の分光観測、銀河クラスターが認められないブランクフィールドにおける同条件での探索などが必要である。

一方、すばる望遠鏡では 2000 年の試験観測期に主焦点カメラグループにより、すばる/XMM ディープフィールドにおいて、広帯域 + 中帯域フィルターを用いた撮像が行われた。我々はすばる望遠鏡主焦点カメラグループ、および東北大学天文学教室谷口義明氏等のグループと共同でデータを解析し、$12.8' \times 13.8'$ の天域に 10 個のライマンアルファ輝線天体候補、7 個の他の輝線天体候補、および赤方偏移の判別が困難な 2 個の輝線天体候補を検出した。ライマンアルファ輝線銀河候補の空間密度や輝線の等価幅分布は他のライマンアルファ輝線銀河探索と矛盾しない結果となった。右下半分に偏在しているライマンアルファ輝線銀河候補の分布は現在まだ解析中であるが、ランダムな分布において 10 個すべてが右下半分に分布する確立は極めて小さく $(\sim 1/1000)$、ライマンアルファ輝線銀河のクラスターが見えているという可能性も考えられる。これらの候補は分光観測により、連続光を捕らえることは難しいが、輝線を捕らえることで、赤方偏移をさらに精度良く決めることができる。そうすれば空間分布について詳細な議論ができるはずである。

2　ライマンアルファ輝線天体

2.1　ライマンアルファ輝線天体とはどんな天体か？

ライマンアルファ輝線天体は、水素原子が第一励起状態から基底状態への遷移の際に放出するライマンアルファ輝線を強く発している天体である。

ライマンアルファ輝線の静止系波長は 1216Å である。つまり、この輝線が可視光領域で観測されるということは、輝線を発している天体の赤方偏移は $z = 3\sim6$ であり、我々は高赤方偏移、即ち宇宙初期の天体の姿を見ていることになる。

ライマンアルファ輝線天体はクェーサーあるいは星生成の活発な生まれたばかりの銀河であると考えられている。

2.1.1　クェーサー

この天体は明るい活動銀河核であり、そのエネルギー源は巨大ブラックホールへの質量降着により解放される重力エネルギーであろうと考えられている。光度は銀河の 100 倍以上も明るく、点光源として観測される。そのため、高赤方偏移のクェーサーでも小望遠鏡による探索で検出が可能である。現在、最も遠いクェーサーの赤方偏移はスローンデジタルスカイサーベイで発見された $z{=}6.28$ である ([9])。また、高赤方偏移クェーサーの吸収線は視線方向の銀河間中性水素ガス雲の分布などの情報を含んでおり、吸収線の解析から銀河間空間の性質を調べることができる ([20])。

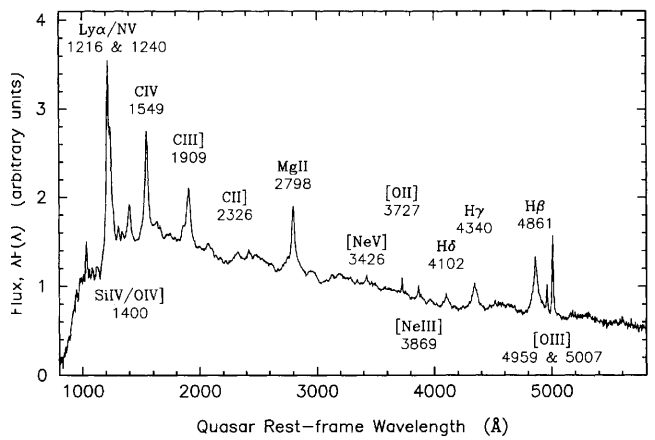

図 1: ラージブライトクェーサーサーベイ (LBQS) で得られたクェーサーの合成スペクトル ([10])。縦軸はフラックス $\lambda F(\lambda)$、横軸は静止系における波長である。合成スペクトルは LBQS で得られた 718 個のクェーサーのスペクトルから作成されている。

2.1.2　ライマンアルファ輝線銀河

この銀河は連続光に比べ、非常に強い、速度幅の狭いライマンアルファ輝線を発している。以下のような観点からこのような銀河は中性水素ガス雲から形成されつつある生まれたての銀河であろうと考えられている ([23, 1, 15])。

即ち、若い銀河の活発な活動により生まれた大質量星からは、強い紫外線が発せられる。この紫外線は銀河内に大量に含まれる中性水素ガスを照らし、そこからライマンアルファ輝線が発せられる。また、この銀河はまだできて間もないため、銀河を覆うダストと呼ばれる細かい塵の量が少ない。このような状況では、ライマンアルファ輝線はダストによる吸収をあまり受けずに、銀河を抜けてくることができる。

このため、連続光に比べ非常に強い輝線が観測されているライマンアルファ輝線銀河は生まれたての銀河であると考えられている。

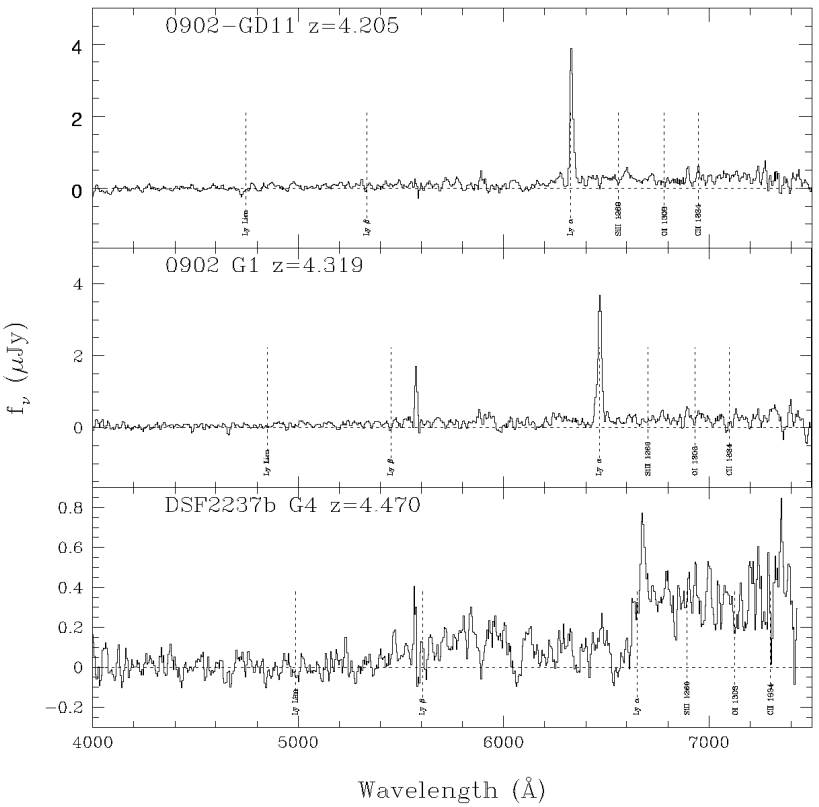

図 2: ライマンアルファ輝線銀河のスペクトル ([30])。Steidel 等によるライマンブレイク銀河探索で検出された $z \geq 4$ のライマンアルファ輝線銀河で、スペクトルはケック望遠鏡で得られたものである。

2.2 低赤方偏移輝線天体との見分け方

ライマンアルファ以外の主な強い輝線で可視光領域に来るものは、銀河では [O II] λ3727、Hβ λ4861、[O III] $\lambda\lambda$4959, 5007、Hα λ6563 など、クェーサーでは C IV λ1549、CIII] λ1909、MgII λ2798、Hβ λ4861、Hα λ6563 などである。輝線の強さを表すのによく等価幅という量が使われる。比較的に明るい天体に対しては各輝線の等価幅分布が分光観測により求められている。

しかし、この等価幅の大きさでライマンアルファ輝線と他の主な強い輝線を区別するのは難しい。このため高赤方偏移ライマンアルファ輝線天体探索では輝線短波長側の連続光の明るさを調べることでこれらを区別している。

2.2.1 各輝線の等価幅

輝線の等価幅は連続光に対する輝線の強さを表す量であり、以下の式で定義されている。

$$\text{輝線の等価幅} = \int_a^b (f_{\lambda,\,\text{輝線}} / f_{\lambda,\,\text{連続光}}) d\lambda$$

ここで a と b はそれぞれ、輝線の短波長端と長波長端、f_λ は単位波長当たりの天体のフラックスで単位時間、単位面積、単位波長あたりに天体からやってくる光のエネルギーである。また、$f_{\lambda,\,\text{輝線}}$ は輝線のフラックスで、$f_{\lambda,\,\text{輝線}} = f_{\lambda,\,\text{観測量}} - f_{\lambda,\,\text{連続光}}$ である (図 3 参照)。

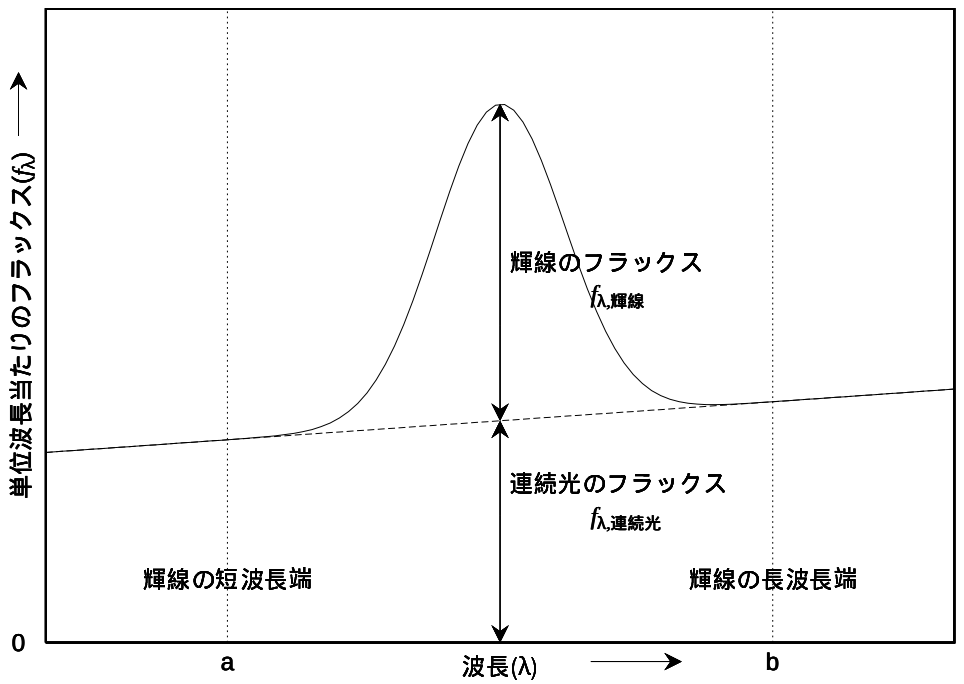

図 3: 輝線天体のスペクトルの模式図

各輝線はそれぞれ異なる静止系等価幅分布を持っている (図 5、図 4、図 6)。また、遠方の天体を観測する場合、宇宙膨張による光の赤方偏移により、輝線の観測者系等価幅は静止系等価幅と比べ (1+z) 倍大きくなる。

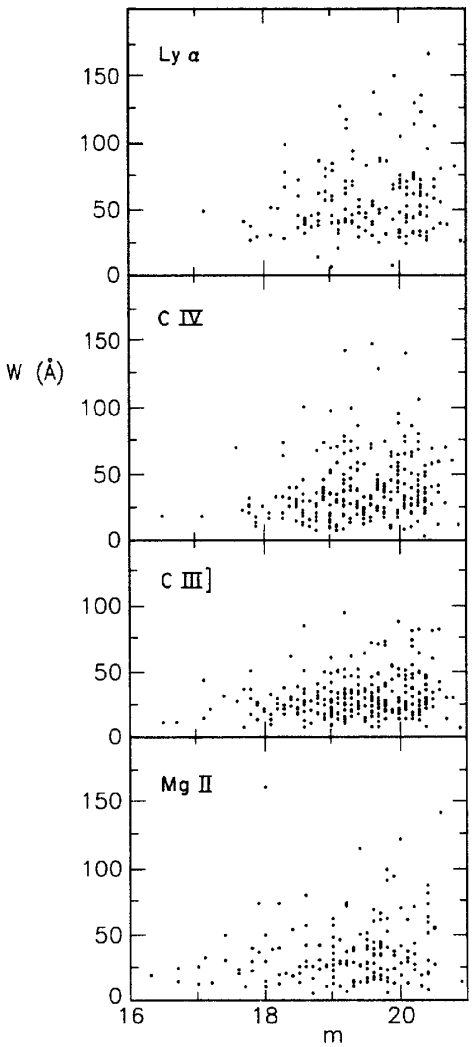

図 4: クェーサーの代表的な輝線 (Ly α、C IV、C III]、Mg II) の静止系等価幅分布 ([8])。横軸は見かけの光度 (等級) である。この等価幅分布は CFHT/MMT サーベイで得られた m<20.5 等級、0.2<z<3.4 の 374 個のクェーサーのスペクトルをもとに作成されている。

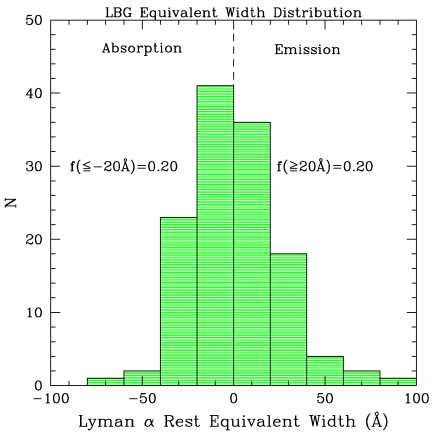

図 5: ライマンブレイク銀河のライマンアルファ輝線の静止系等価幅分布 ([32])。この等価幅分布は Steidel 等によるライマンブレイク銀河探索による 128 個の z ∼ 3 ライマンブレイク銀河のペクトルをもとに作成されている。

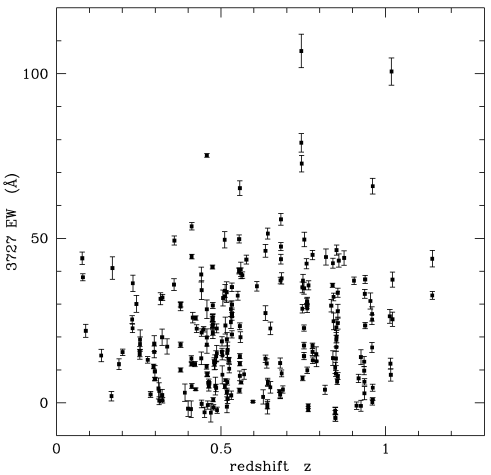

図 6: 銀河の O II 輝線の静止系等価幅分布 ([13])。この等価幅分布はカルテク淡銀河赤方偏移サーベイで得られた 375 個の銀河スペクトルをもとに作成されている。

2.2.2　銀河間中性水素ガス雲による吸収

遠方の天体から発せられたライマンアルファ輝線よりも短波長側の光は我々の視線上にある銀河間中性水素ガス雲により吸収を受けるため、暗くなる。

クェーサースペクトルの解析をもとに得られた、銀河間中性水素ガス雲による吸収の光学的厚さ $\tau_{\rm eff}$ は $\mathrm{Madau}(1995)$ により、以下の式で表されている ([20])。

$\lambda_\beta(1+z_{em}) < \lambda_{obs} < \lambda_\alpha(1+z_{em})$ の場合

$$\tau_{\rm eff} = 0.0036 \left(\frac{\lambda_{\rm obs}}{\lambda_\alpha} \right)^{3.46}$$

ここで z_{em} は天体の赤方偏移、λ_{obs} は観測している波長、λ_α、λ_β はライマンアルファ、ベータの静止系波長 1216、1026Å である。

$\lambda_{obs} < \lambda_\beta(1+z_{em})$、 $\lambda_{i+1}(1+z_{em}) < \lambda_{obs} < \lambda_i(1+z_{em})$ の場合

$$\tau_{\rm eff} = \sum_{\rm j=2,i} {\rm A_i} \left(\frac{\lambda_{\rm obs}}{\lambda_{\rm j}} \right)^{3.46}$$

ここで、j= 2, 3, 4, 5 はそれぞれライマンアルファ、ベータ、ガンマ、デルタを表しており、$A_j = 3.6\times10^{-3}, 1.7\times10^{-3}, 1.2\times10^{-3}, 9.3\times10^{-4}$、$\lambda_j = 1216, 1026, 973, 950$Å である。

$\lambda_{obs} < \lambda_\epsilon(1+z_{em})$ の場合の近似式

$$\begin{aligned} \tau_{\rm eff} \quad \simeq \quad & 0.25x_c^3(x_{em}^{0.46} - x_c^{0.46}) + 9.4x_c^{1.5}(x_{em}^{0.18} - x_c^{0.18}) \\ & -0.7x_c^3(x_c^{-1.32} - x_{em}^{-1.32}) - 0.023(x_{em}^{1.68} - x_c^{1.68}) \end{aligned}$$

ここで、$x_c \equiv 1+z_c = \lambda_{obs}/\lambda_L$、$x_{em} \equiv 1+z_{em}$、$\lambda_L = 912$Å である。

赤方偏移 z にある天体の観測者系波長 $\lambda_{\rm obs}$ での吸収の平均値は上記の光学的厚さ $\tau_{\rm eff}$ を用いて、$\exp(-\tau_{\rm eff})$ で表される。

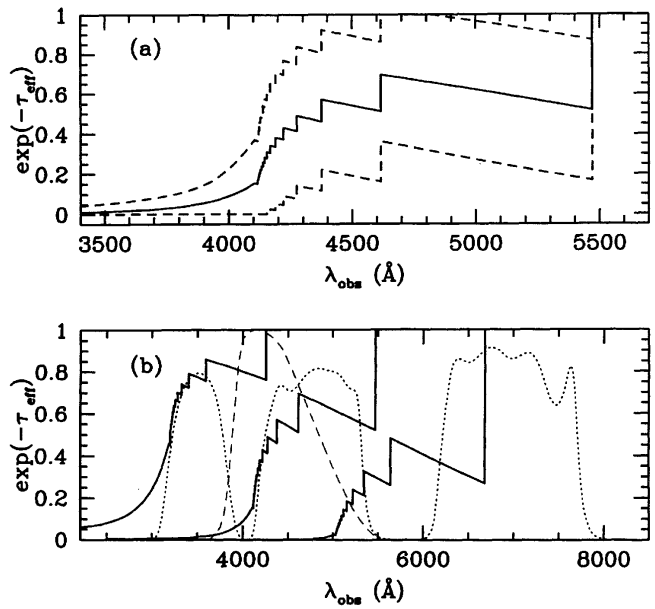

図 7: 赤方偏移 z にある天体の観測者系波長 $\lambda_{\rm obs}$ での吸収の平均値 ([20])。(a) z=3.5 の天体の吸収の平均値 (実線) と視線上の銀河間中性水素ガス雲数の統計揺らぎ $\pm1\sigma$ の場合の値 (点線)、(b)z=2.5、3.5、4.5 の天体の吸収の平均値 (実線) とフィルターのバンドシェイプ (破線 ; B バンドフィルター、点線 ; Steidel 等の使用している U_n、G、R バンドフィルター)

図 8 を見ると、赤方偏移 $z \sim 3$ の銀河は銀河間中性水素ガス雲の吸収により Un バンドが、$z \sim 4$ の銀河は G バンドが吸収のない場合に比べ 1 等級以上暗くなる。このように銀河間中性水素ガス雲の吸収により、ライマンアルファよりも短波長側の連続光が大きく減光されている銀河はライマンブレイク銀河、また、この吸収を用いて高赤方偏移天体を選別する方法はライマンブレイク法と呼ばれている。

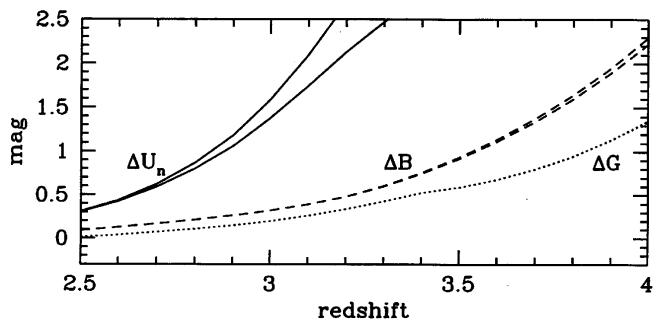

図 8: 赤方偏移と各バンド (U_n、B、G) における吸収による等級の増加を表した図。実線が U_n バンド、破線が B バンド、点線が G バンドにおける等級の増加を表している。下側の線は銀河間中性水素ガス雲においてライマンアルファ線のみが吸収される場合を表している。

3　大規模構造探索の現状

3.1　近傍 (z≤0.2)

近傍 (z≤0.2) では $100\mathrm{h}^{-1}\mathrm{Mpc}$ スケール[1] の大規模構造が普遍的に存在することが明らかとなっている。

3.1.1　ラスカンパナス赤方偏移サーベイ (LCRS)

ラスカンパナス赤方偏移サーベイは、1988 年から 1994 年にかけて行なわれた銀河の赤方偏移探索である ([28])。この探索では南米チリにあるラスカンパナス天文台の口径 2.5 m デュポン望遠鏡に搭載された視野 2.1 度の可視光ファイバー分光器を用いて、北天、南天それぞれ 3 つの $1.5° \times 80°$ の領域、合計 700 平方度にわたる、限界等級 17.75 等級、赤方偏移 0.2 までの 26,418 個の銀河の赤方偏移が測られた。

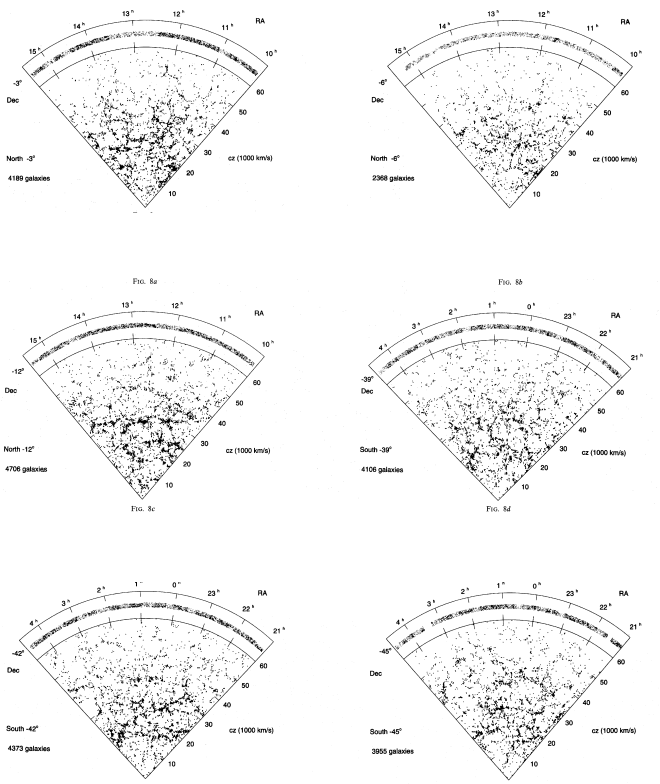

図 9: ラスカンパナス赤方偏移サーベイによる銀河分布 ([28])。北天、南天それぞれ 3 つの $1.5° \times 80°$ の領域における銀河分布である。

[1]赤方偏移の違いによる、見込む角に対する共動距離の違いについて
近傍の大規模構造探索では、例えば $100\mathrm{h}^{-1}\mathrm{Mpc}$ をカバーするには赤方偏移 $z \sim 0.1$ の場合、約 20 度必要である。一方、高赤方偏移の大規模構造探索では、赤方偏移 $z \sim 5$ の場合、約 1 度で同じ広さ ($100\mathrm{h}^{-1}\mathrm{Mpc}$) をカバーできる。($\Omega_m = 0.3, \Omega_\Lambda = 0.7$)

また、これらの銀河分布から 2 点相関関数 $\xi_{\rm gg}(k)$ やパワースペクトル $\mathrm{P}(k)$ などが求められ、数値シミュレーションとの比較がなされている ([34, 19])。

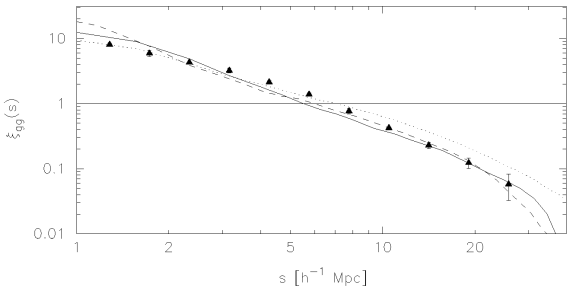

図 10: ラスカンパナス赤方偏移サーベイによる銀河分布から求まった 2 点相関関数と数値シミュレーションとの比較。黒三角はラスカンパナス赤方偏移サーベイによる銀河分布から求まった 2 点相関関数である。実線は SCDM モデル、破線は ΛCDM モデル、点線は BSI モデルを仮定した場合に数値シミュレーションにより得られる 2 点相関関数である。([34])

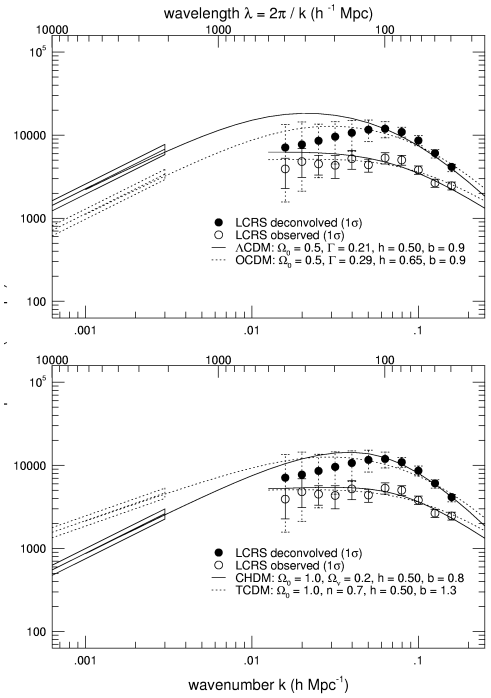

図 11: ラスカンパナス赤方偏移サーベイによる銀河分布から求まった パワースペクトル と数値シミュレーションとの比較。観測により得られたパワースペクトルは、白丸 (補正前) と黒丸 (補正後) で表されている。上図では ΛCDM モデル (実線)、OCDM モデル (破線)、下図では CHDM モデル (実線)、TCDM モデル (破線) を用いてフィットされている。([19])

3.1.2　2dF 銀河赤方偏移サーベイ (2dFGRS)

2dF 銀河赤方偏移サーベイは 1998 年から 2001 年にかけて行なわれた銀河赤方偏移探索である。この探索ではオーストラリアの口径 4m アングロ-オーストラリアン望遠鏡に搭載された視野 2 度の多天体ファイバー分光器を用いて、南天のおよそ 2000 平方度にわたる、B$\leq$19.45 等級より明るい 25 万個の銀河の赤方偏移が測られた。2001 年の初期データ解析では、2 点相関関数 $\xi(\sigma, \pi)$ が求められ、宇宙の物質密度に対する制限が与えられた ([24])。

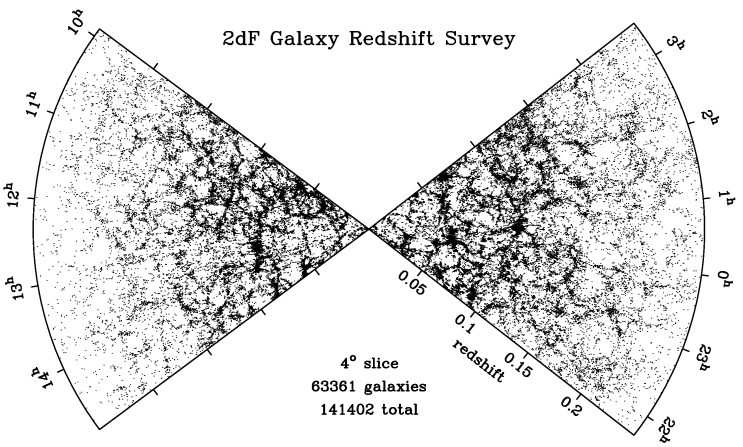

図 12: 2dF 銀河赤方偏移サーベイ初期データにより作成された 63,361 個の銀河分布図 ([24])

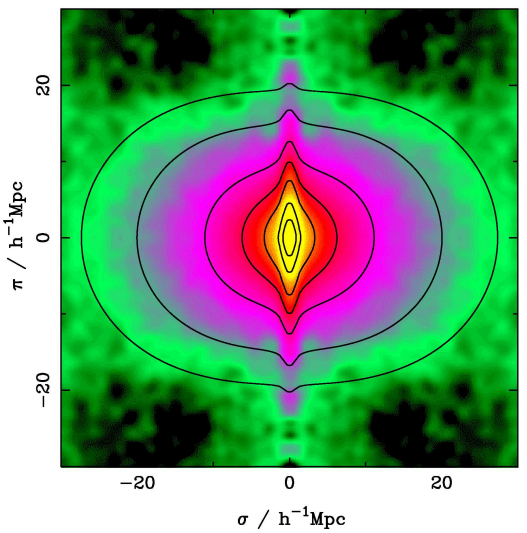

図 13: 2dF 銀河赤方偏移サーベイの初期解析で求められた 2 点相関関数 $\xi(\sigma, \pi)$([24])。ここで、σ は角度方向の距離を、π は深さ (z) 方向の距離を表している。

3.1.3　スローンデジタルスカイサーベイ (SDSS)

スローンデジタルスカイサーベイ (SDSS) は 2001 年から 5 年間、アメリカ、ニューメキシコ州の口径 2.5m 視野 3 度の専用望遠鏡を用いて、全天の 4 分の 1 の立体角にわたる、23 等級までの約 1 億個の銀河の多色撮像、および 19 等級よりも明るい、およそ 100 万個の銀河と 10 万個のクェーサーの赤方偏移を測る探索である ([22])。

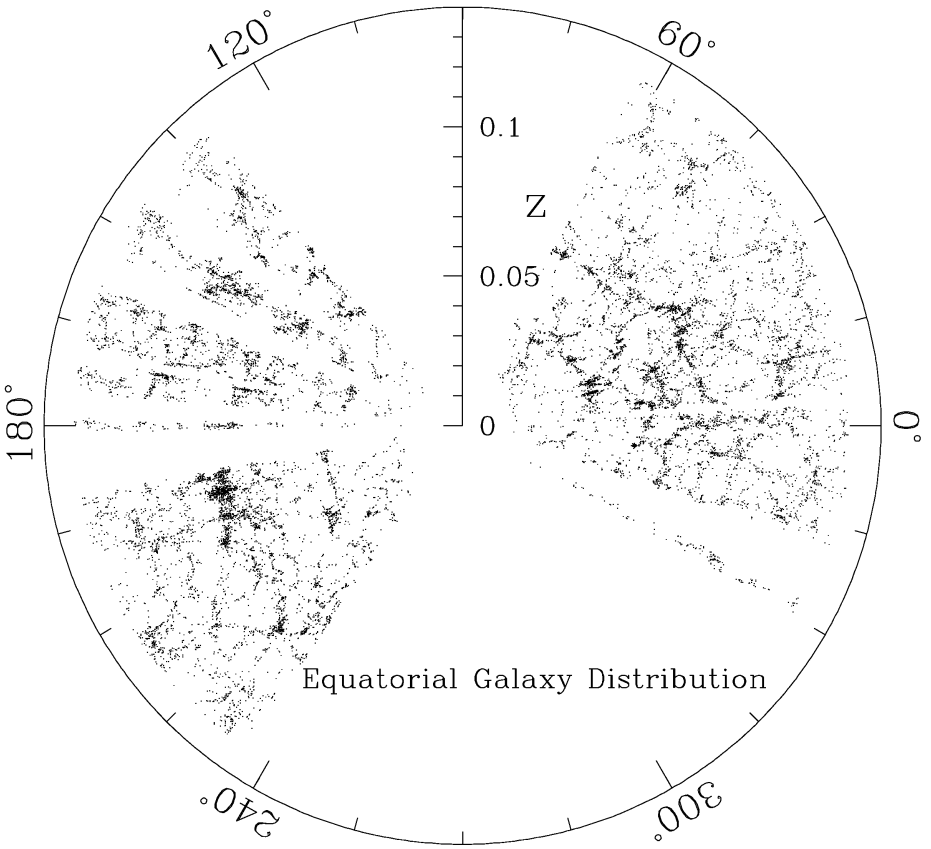

図 14: スローンデジタルスカイサーベイ初期データにより作成された 16,300 個の銀河分布図 ([35])

3.2 中間赤方偏移 (z∼1)

3.2.1 カナダフランス赤方偏移サーベイ (CFRS)

カナダフランス赤方偏移サーベイ (CFRS) は 5 つの $10' \times 10'$ 天域における $17.5 \leq I_{AB} \leq 22.5$ の 943 個の天体の赤方偏移探索である。そのうち、銀河 591 個のスペクトル赤方偏移 (Δz$\leq$0.002) が得られている。探索の赤方偏移はおよそ z $\sim$ 1.3 まで、中央値は z =0.56 であり、z $\geq$ 0.5 の銀河が 350 個以上ある。

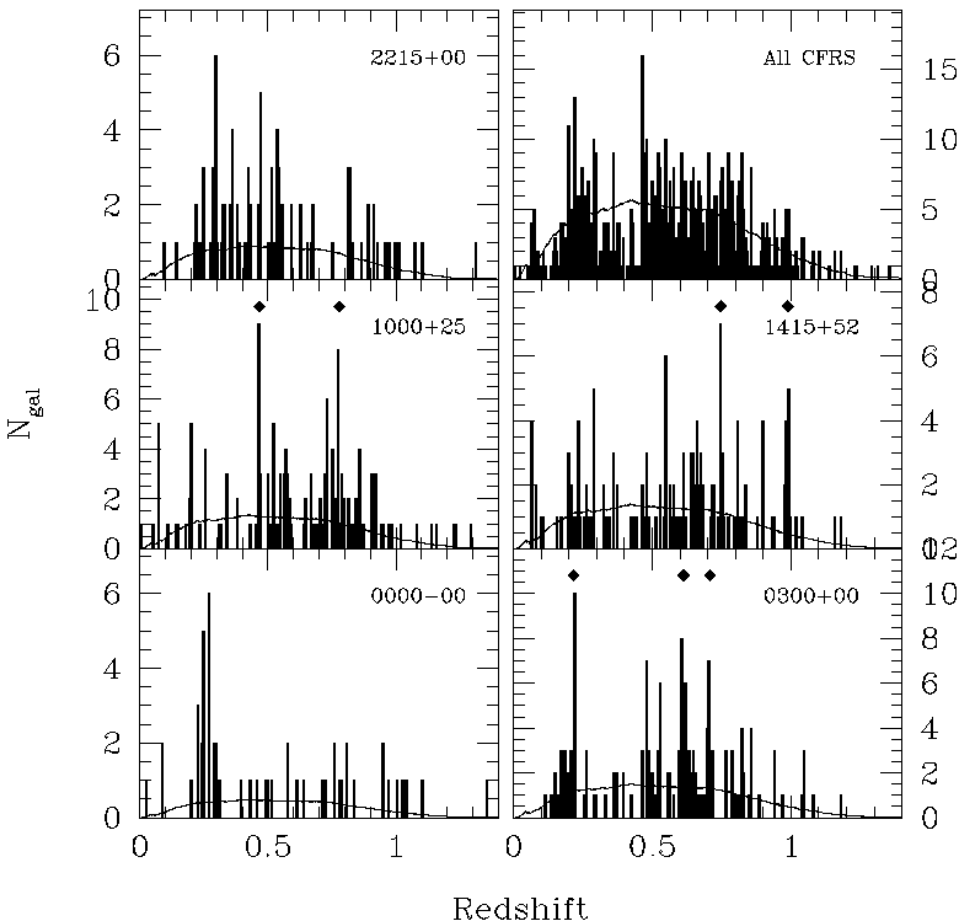

図 15: カナダフランス赤方偏移サーベイによる 5 天域の銀河赤方偏移分布図。横軸は赤方偏移、縦軸は銀河の個数をあらわしている。上のダイヤ印は平均密度の 2.5 倍以上、2.5σ 以上の超過を持つピーク (高密度領域) を表している。([18])

3.2.2　カルテク淡銀河赤方偏移サーベイ (CFGRS)

カルテク淡銀河赤方偏移サーベイは、1996 年より行なわれている、アメリカ、ハワイの口径 10 m ケック望遠鏡の低分散撮像分光器 (LRIS) を用いた淡い銀河を対象とする銀河赤方偏移探索である。天域はハッブル宇宙望遠鏡により V バンドで 30 等級の深さまで撮像が行なわれたハッブルディープフィールド ($12^h36^m50^s, 62^\circ12'55''$[J2000]) を中心とする直径 $8'$ 円内、および J0053+1234 の $2.0' \times 7.3'$ とその周辺である。2000 年までにハッブルディープフィールドにおいては R$\leq$24 等級、そのまわりの天域 (フランキングフィールド) では R$\leq$23.5 等級の 700 個以上の天体の赤方偏移が得られている ([5])。また、J0053+1234 の $2.0' \times 7.3'$ とその周辺天域においても $22 \leq$R≤ 23.5 の 700 個以上の天体の赤方偏移が得られている ([14])。

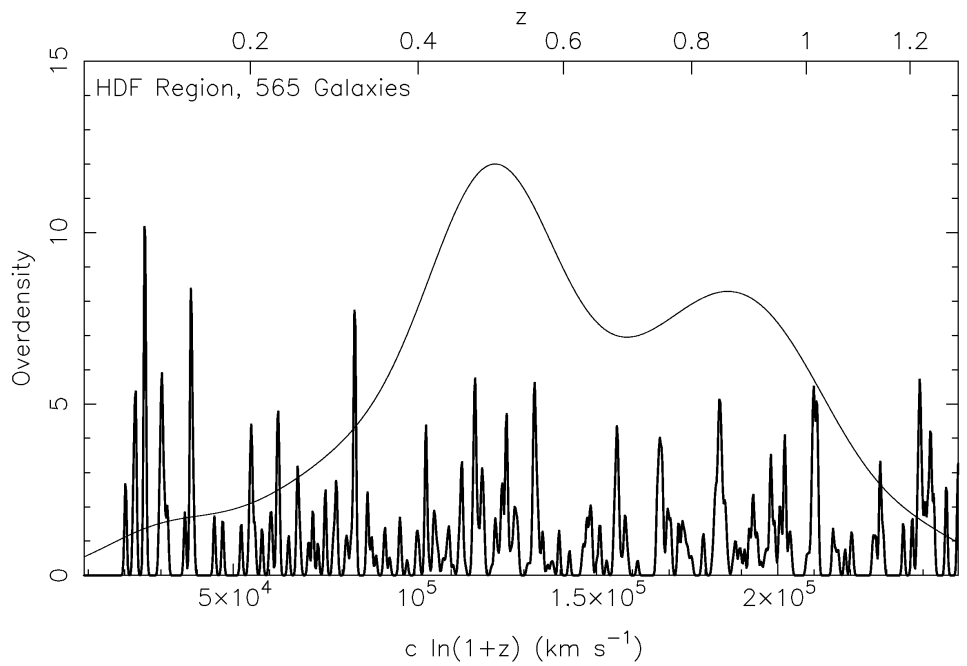

図 16: カルテク淡銀河赤方偏移サーベイにより得られたハッブルディープフィー ルドの 565 個の銀河赤方偏移分布図。横軸は後退速度 $c\ \ln(1+\mathrm{z})(\mathrm{km\ s^{-1}})$、縦軸は個数密度超過をあらわしている。太い曲線は密度超過を、細い曲線はならされた銀河の個数密度分布である。([4])

3.3 高赤方偏移 (z≥2)

3.3.1 ライマンブレイク銀河探索

アメリカ、カリフォルニア州パロマー天文台の口径 5 m ヘール望遠鏡、および、ハワイのケック望遠鏡を用いた高赤方偏移銀河探索がカリフォルニア工科大学の Steidel 等により行なわれている。SSA22(ハワイディープフィールド)、ハッブルディープフィールドなど 5-6 天域で探索が行なわれている。撮像はヘール望遠鏡の視野 $9' \times 9'$ の主焦点カメラ (COSMIC) で Un、G、R、I バンドフィルターを用いて行なわれている (図 7 参照)。ライマンブレイク法により選ばれた高赤方偏移銀河サンプルのうち、z∼3 では R≤25.5 等級、z∼4 では I≤25 等級の銀河がケック望遠鏡、LRIS によって分光観測されている。この探索により z∼3 の 1000 個以上天体のスペクトルが得られている (図 17[31, 27])。

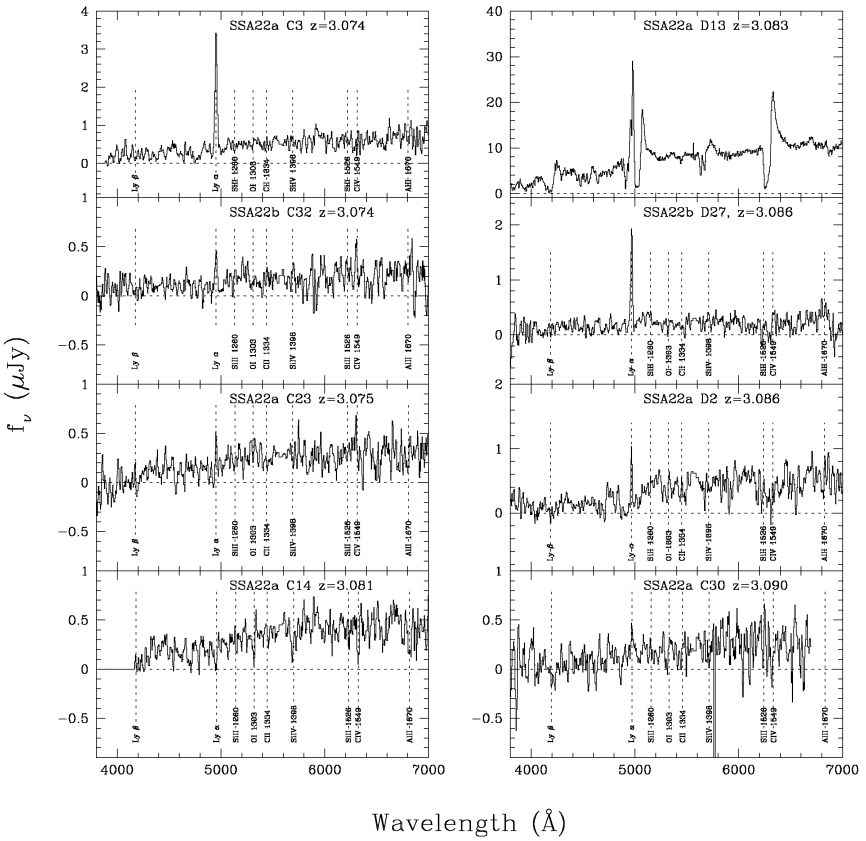

図 17: z∼3 ライマンブレイク銀河のスペクトル ([30])

この探索ではほとんどのサーベイ天域 ($9' \times 9' \sim 9' \times 17'$) で銀河赤方偏移分布にピーク (高密度領域) が検出された (図 18)。この高赤方偏移におけるピークの存在は宇宙モデルとバイアスパラメータに対する制限を与えた ([31])。

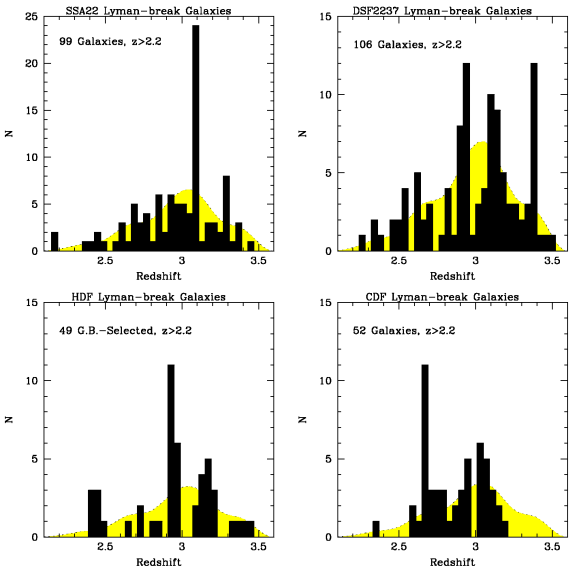

図 18: 独立した 4 天域での z∼3 ライマンブレイク銀河赤方偏移分布 ([29])

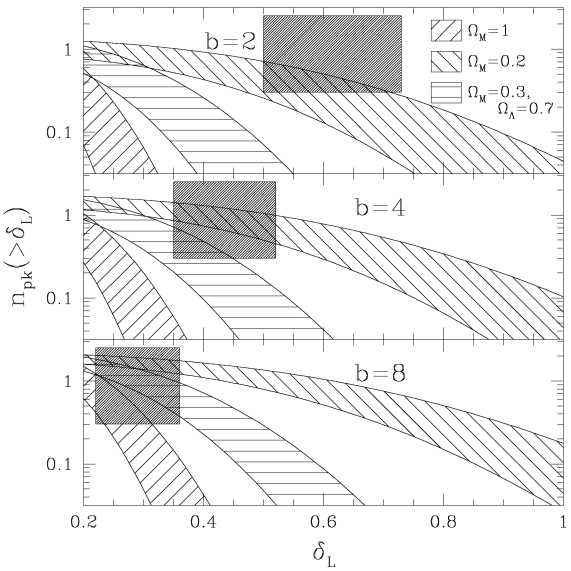

図 19: 銀河赤方偏移分布のピークの期待値と各宇宙モデルにおけるバイアスパラメータ。横軸は線形理論で得られるピークの大きさ、縦軸はそのピークよりも大きなピークが観測される期待値を表している。四角はライマンブレイク銀河探索によって得られた制限。([31])

4　ライマンアルファ輝線天体による高赤方偏移大規模構造探索

4.1　目的

我々は高赤方偏移大規模構造探索により、形成期における銀河の統計的性質およびその空間分布を調べ、大規模構造形成メカニズムの解明に迫ることを目指している。

前節で述べたように、近傍宇宙ではラスカンパナス赤方偏移サーベイ、2dF 銀河赤方偏移サーベイ、およびスローンディジタルスカイサーベイといった大規模な銀河分布探索により、大規模構造の普遍的存在が明らかになっている。遠方、即ち中 ~ 高赤方偏移における銀河分布探索ではペンシルビームサーベイにより、いくつかの柵状構造が見えてきている。しかし、まだ遠方での銀河分布の情報は少なく、大規模構造形成の研究はいろいろな宇宙モデルをもちいた数値シミュレーションがおこなわれているものの、そのメカニズムが観測的に実証、および解明されるまでには至っていない。

高赤方偏移広域銀河分布探索による大規模構造形成の観測的研究は宇宙モデルの決定や構造形成メカニズムの解明に大変重要な役割を果たすはずである。

更に、形成期における銀河の統計的性質を調べることは銀河進化の研究に大きな進展をもたらすことになるであろう。

4.2　プローブとしてのライマンアルファ輝線天体

まず、高赤方偏移にある天体は非常に暗い。また、天体の空間分布を調べるにはその天体までの距離、即ち赤方偏移を精度よく決める必要がある。

10m 級の大型望遠鏡といえども高赤方偏移銀河を分光観測で精度良く ($\Delta z \leq 0.005$) 赤方偏移を決められるのは、連続光で 25 等級よりも明るいものに限られてしまう。これまでの高赤方偏移銀河探索から推定される z≈3 における 25 等よりも明るい銀河の数密度は単位平方度、単位赤方偏移 z あたり、およそ 7000 個である。一方、ライマンアルファ輝線銀河は、広帯域 + 狭帯域フィルターによる撮像により輝線、および輝線の短波長側の連続光の吸収を捕らえることで、連続光で 27 等級より明るい銀河をかなりの精度で ($\Delta z \leq 0.1$) 効率的に赤方偏移を決めることが可能である。連続光で 27 等級より明るいライマンアルファ輝線銀河の数密度は z≈3 において単位平方度、単位赤方偏移 z あたり、およそ 15000 個である。これは 25 等級よりも明るい銀河の数密度の約 2 倍である。さらに、探索する赤方偏移が高くなるにつれ、25 等級よりも明るい銀河に対する 27 等級より明るいライマンアルファ輝線銀河の数密度の比は増加する傾向にある。そのため、高赤方偏移天体を深く、広く、赤方偏移精度良く、高統計で探索するには、広帯域 + 狭帯域フィルターを用いた撮像によ

るライマンアルファ輝線銀河探索が最も効率的であると考えられる。

4.3 過去、および現在進行中のライマンアルファ輝線銀河探索

ブランクフィールドにおいて、はじめてライマンアルファ輝線銀河の検出に成功したのが 1998 年の Cowie 等による $z \approx 3.4$ を狙った探索である。彼らはこの探索によって、12 個のライマンアルファ輝線銀河候補 (そのうち 5 個は分光観測により確定) を検出し、連続光で 26.2 等までのライマンアルファ輝線銀河の数密度が一平方度、一赤方偏移あたり 1 万個にもおよぶことを明らかにした ([6])。ブランクフィールドにおける探索では $z \approx 4.5$ を狙い 0.72 平方度に渡る広い範囲を探索する、Large Area Lyman Alpha サーベイが現在進行中である ([26])。

また、すでに知られているクェーサーなどのターゲットを含む天域における (ターゲットと同じ赤方偏移を狙った) ライマンアルファ輝線天体探索も数多く行なわれている。

Keel 等は ハッブル宇宙望遠鏡による探索で発見された $z = 2.39$ の電波銀河 53W002 および、そのまわりのライマンアルファ輝線銀河を含む、さらに広い天域において $z \approx 2.4$、および 2.55 を狙った探索を行なった。そこで彼らは 14 個のライマンアルファ輝線銀河候補を検出した ([16])。Campos 等は $z = 2.56$ の隣り合う 2 つのクェーサー、および銀河団で見られる宇宙背景放射のスニヤエフ-ゼルドビッチ効果が発見された領域を含む天域において $z \approx 2.5$ を狙った探索を行ない、56 個のライマンアルファ輝線銀河候補を検出している ([2])。Steidel 等は $z = 3.09$ にライマンブレイク銀河の高密度領域を有する SSA22 天域で $z \approx 3.1$ を狙った探索を行ない、ライマンアルファブロッブと呼ばれる広がった新種の天体と共に、72 個のライマンアルファ輝線銀河候補を検出している ([32])。

すばる望遠鏡によるライマンアルファ輝線銀河を用いた高赤方偏移大規模構造探索も始まっている。

この探索には夜光輝線の谷間 (図 20 を参照) に合わせて作成した狭帯域フィルターを使用している。

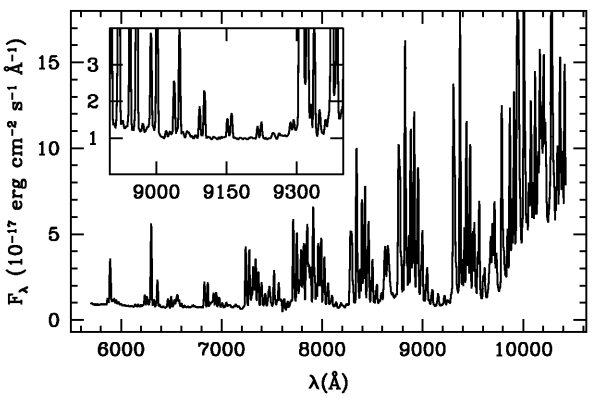

図 20: ハワイ、マウナケアにおける夜光輝線のスペクトル ([33])。効率よく探索するためには狭帯域フィルターを夜光輝線のすき間の波長域に作成する必要がある。

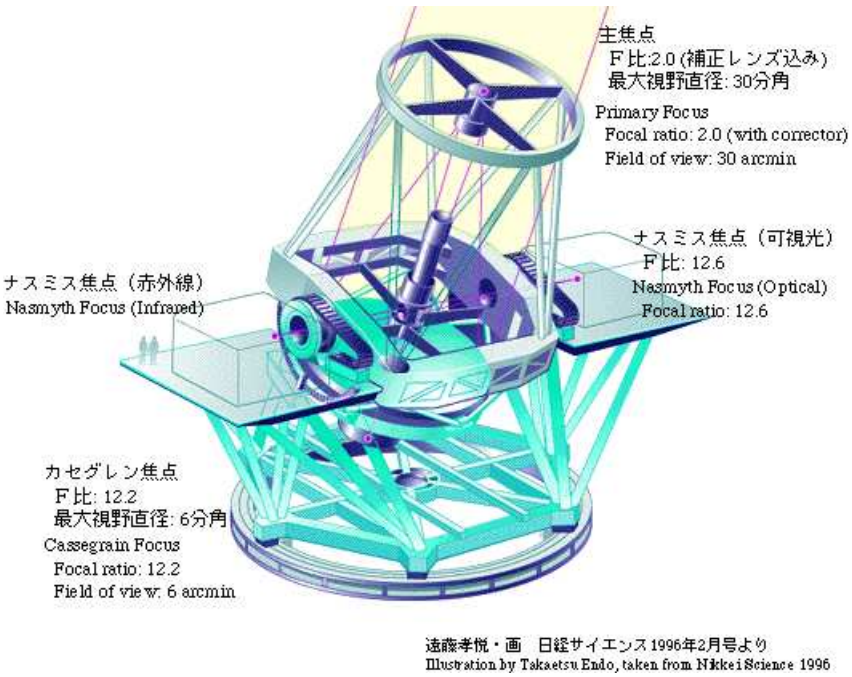

図 21: すばる望遠鏡のイラスト ([36])

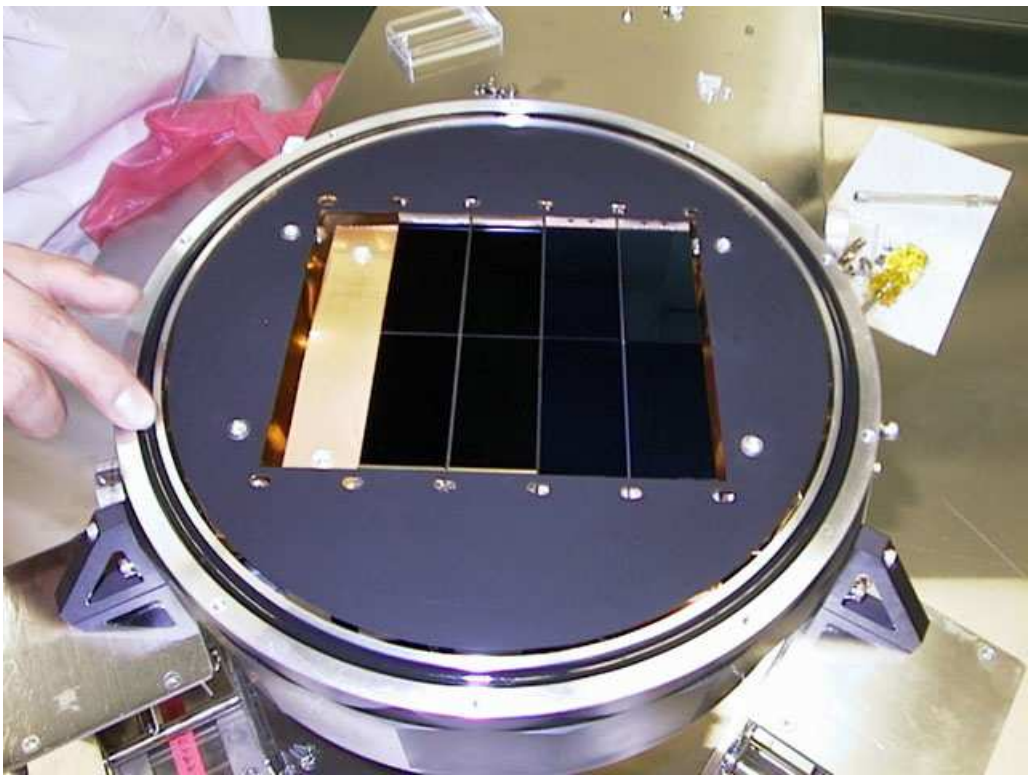

図 22: すばる望遠鏡主焦点カメラの写真 ([36])。すばる望遠鏡主焦点カメラ (Suprime-Cam) は 2k × 4k CCD を 10 枚並べた大型モザイク CCD カメラである。CCD チップは 1 ピクセル当たり $0.2''$ である。写真では CCD チップを 8 枚入れた状態になっている。

2001 年 6 月にはすばる主焦点カメラチームにより、すばるディープフィールド ($13^h24^m21.4^s, +27^\circ29''23'$[J2000]) において広帯域フィルター (B,V,R,i',z')、および狭帯域フィルター (NB711; $\lambda_c = 7122$Å ,$\Delta\lambda = 73$Å) を用いた $z = 4.85$ (z=4.81-4.89) を狙った探索が行なわれた。このデータは現在、すばる主焦点カメラチームが解析を行なっている。

また、2000 年 8 月、2001 年 6 月および 10 月にはハワイ大学との共同研究として、SSA22 天域 ($22^h17^m34.0^s, +00^\circ15''01'$[J2000]) において、広帯域フィルター (R,i',z')、および狭帯域フィルター (NB816; $\lambda_c = 8153$Å ,$\Delta\lambda = 118$Å) を用いた $z = 5.71$ (z=5.67-5.76) の探索が行なわれた。このデータは現在、我々がすばる主焦点カメラチームと共同で解析中である。

さらに、2002 年春より観測所大プロジェクトとして「深宇宙サーベイ」が開始される。そこには広帯域 + 狭帯域フィルターによる、$z = 4.85$、5.71、6.57 の探索計画が予定されている。

次の 2 章ではこれまでに我々が行なった 2 つの広帯域 + 狭帯域および中帯域フィルターをもちいた探索について述べる。

5　木曽シュミット望遠鏡による ハッブルディープフィールド $z = 2.95$ クェーサー探索

5.1　概要

我々は広視野を誇る木曽シュミット望遠鏡において、広帯域 + 狭帯域フィルターを用いて クェーサー探索を行った。この探索は 1998 年に Steidel 等による 9 分角スケールのライマンブレイク銀河探索で見つかった高密度領域などを対象に、それらの領域の広がりを、付随するクェーサーを検出することで調べようとするものである。これは数天域で行なっている探索のうちの一つ、ハッブルディープフィールド周辺 ($50' \times 50'$) の探索結果である。

この探索の結果、12 個のライマンアルファ輝線天体候補を検出した。この探索におけるライマンアルファ輝線天体の期待値は 5.2 個、それ以外の輝線天体の期待値は 2.0 個である。よって、もしこれら 12 個のライマンアルファ輝線天体候補の大半が本物であれば、天体の高密度領域が 9 分角スケールよりも広い可能性があると言える。しかし、いまのところ、まだ数密度の比較のための同条件でのブランクフィールドの探索、および候補天体確認のためのフォローアップ分光を行なえていないため、確実な結論を出すまでには至っていない。

5.2　目的

Steidel 等の発見したライマンブレイク銀河の高密度領域のうちの一つである、HDF z=2.95 の高密度領域 ($\delta n/n \approx 1$) の広がりを $50'$ スケールで明るいクェーサーを使って調べる

5.3　観測

この探索は東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育センター木曽観測所の 105cm シュミット望遠鏡と 2KCDD カメラを用いて行なった。天域はハッブルディープフィールド ($12^h36^m00^s, 61^\circ 56' 00''$[J2000]) 周辺 $50' \times 50'$ 、使用したフィルターは 広帯域フィルターの B、V、狭帯域フィルターの NB5($\lambda_c = 4792$Å ,$\Delta\lambda = 203$Å)、および中帯域フィルターの MB577、MB620、MB661、MB700、MB745 (フィルター名の数字はその中心波長を nm 単位で表している。幅は $\Delta\lambda = 400 \sim 450$Å) である。

広帯域フィルターは観測所側で用意されているものを、狭帯域、および中帯域フィルターは我々のグループが独自に作成したものを使用した。中帯域フィルターによる画像は 1 バンドごとでは浅かったため、合成して R' という名で

使用することにした。各バンドの 3σ の限界等級 (AB)[2]は、B=23.5(ϕ11.3″)、V=22.7(ϕ11″)、NB5=22.5(ϕ14″)、R'=22.9(ϕ11″) であった。

5.4 データ処理

画像データの処理にはアメリカ国立光学天文台が開発した汎用画像解析ソフトである IRAF を使用した。

行なった処理の流れを簡単に紹介する。

1. バイアスの合成

画像の生データにはバイアス値と呼ばれる読みだしの際に使用する電流のカウント値が上乗せされている。このため、生データからバイアス値を引く必要がある。このバイアス値は回路の温度変化などにより時間が経つにつれにわずかに変化するので観測時には積分時間が 0 秒というバイアス値のみのフレームを断続的に撮るようにしている。また、処理の際には画像に適合したバイアス値のフレームを使用する必要がある。ここではノイズの少ないバイアス値のフレームを作成するために、ほぼ同じバイアス値を持つフレームをメジアン合成 (中央値を使用した合成) する。

2. バイアスの差し引き

画像の生データから、画像と同時間帯に撮られたバイアスフレームで合成されたフレームを引く。

3. フラット作り

CCD のピクセルごとの感度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を補正するため、フラットフレームと呼ばれる天体のない、CCD 面に一様な光が当たった場合に期待される画像をつくる。木曽での観測ではドームフラットを使用する。ドームフラットとは望遠鏡の筒の先端に設置されている光源を用いて、ドームに張られている白いスクリーンを照らし、その光を撮影したものである。このフレームをメジアン合成することでノイズの少ないフラットを作成する。フラットはその中央値を 1 に規格化しておく。

4. 感度補正

1,2 の手順で処理された画像をフラットで割り、感度補正を行なう。

5. psf の FWHM 合わせ

各画像の点状天体 (星) の像の広がり (これを point spread function の full width at half maximam , 略して psf の FWHM という) を合わせる。各画像の psf の FWHM 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。

6. スカイ差し引き

[2]AB 等級は単位振動数あたりの天体のフラックス f_ν(ergs sec^{-1} cm^{-2} Hz^{-1}) を用いて、$m(AB) = -2.5\log f_\nu - 48.6$ で定義されている。

画像から天体のない場所 (スカイ) のカウント値を引く。まず、あるピクセルを選び、そのピクセルの周りに何ピクセル取るかを決める。そして、その範囲にあるピクセルのスカイのみのカウント値の中央値を求める。この値を全面に渡り、多項式でフィットする。画面全体からこのフィットして決めた値を引く。この結果、スカイのカウント値は 0 に近くなり、天体からの光のカウント値のみが残る。

7. 位置合わせ、およびフラックス合わせ

画像からいくつかの星を選び、その座標とその星の持つカウント値を測る。そして、基準にしたいフレームを選び、座標とカウント値をすべてそのフレームに合わせるよう各フレームを平行移動、および定数倍する。これは各バンドごとに独立に行なう。

8. 合成

7 の処理まで済んだフレームを各バンドごとにメジアン合成する。

5.5 データ解析

データ解析にも IRAF を使用している。

V-NB5≥0.7、NB5<22.7 という条件で輝線天体を選別した。

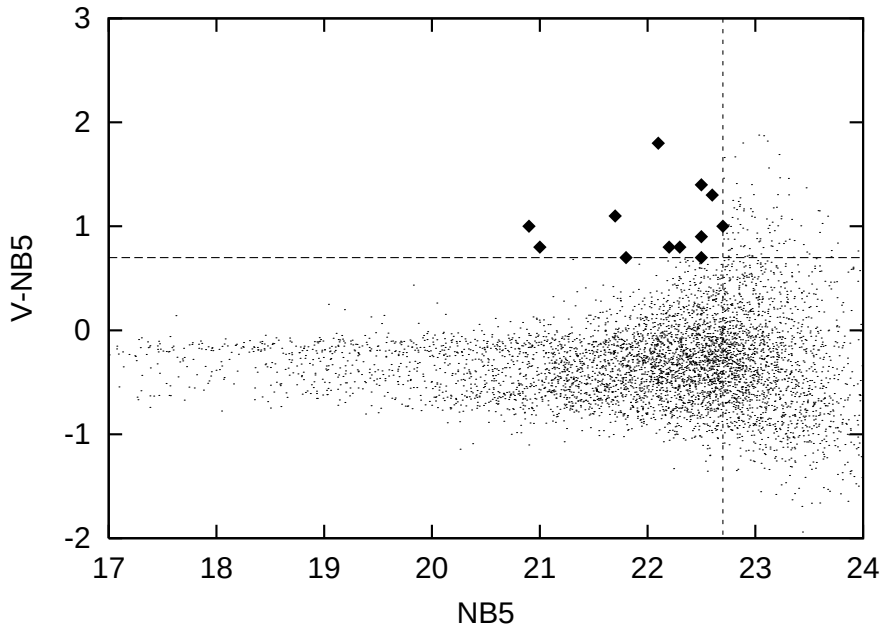

図 23: NB5 の等級と輝線の超過分を表す図。NB5 の等級を横軸、V-NB5 (輝線の超過分) を縦軸にとっている。選別条件の V-NB5≥0.7、NB5<22.7 を満たす輝線天体候補はダイヤで表されている。

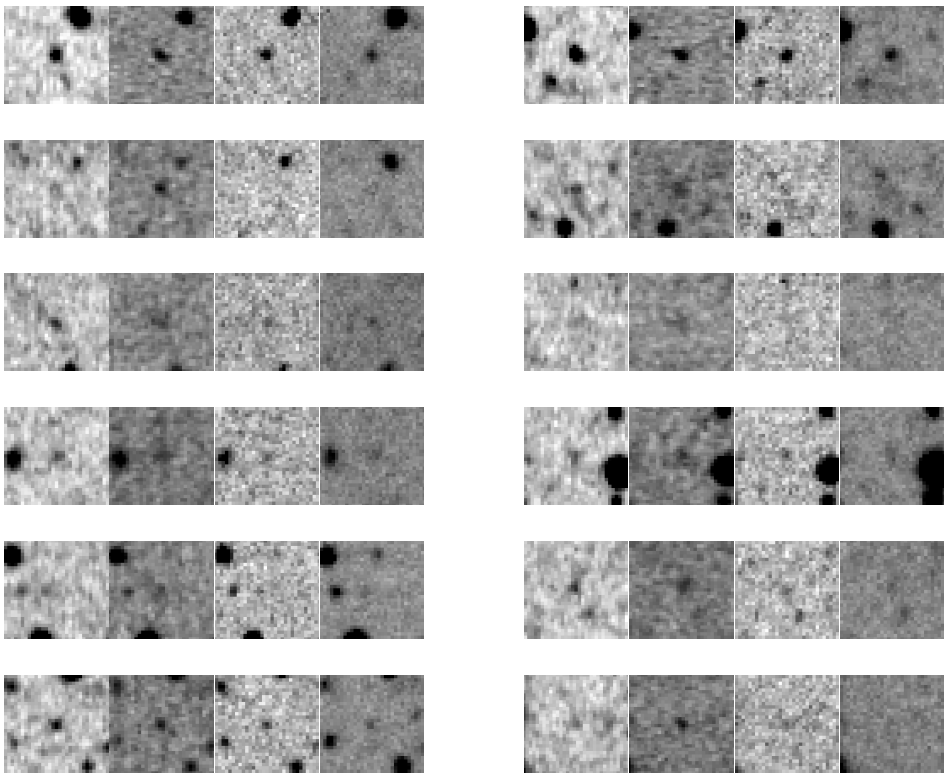

図 24: 検出した輝線天体候補の画像 ($45'' \times 45''$)、右から B、NB5、V、R' の順に並べてある。

5.6 結果

選別条件を満たす 12 個の輝線天体候補の検出した。

5.6.1 空間密度

ライマンアルファ輝線天体の密度超過を調べるためには検出した輝線天体候補の中から他の輝線天体の寄与を取り除き、ライマンアルファ輝線天体の平均個数密度と比較する必要がある。

しかし、この探索で捕えることのできるライマンアルファ輝線天体のほとんどがクェーサーであること、また狙っている赤方偏移が $z \sim 2.95$ であることにより、輝線の等価幅や連続光の吸収から他の輝線天体と区別するのが難しい。もし、銀河であれば、等価幅で数百Å を持つ他の輝線は考えにくいが、クェーサーの場合、紫外光領域にライマンアルファ輝線の他に C IV や Mg II といった強い輝線があるため、等価幅の大きさでは区別ができない。また、連続光の形による赤方偏移の推定が難しい理由は 2 つある。ひとつは、クェーサーの連続光のフラックスはほぼ振動数のベキに比例するため、赤方偏移してもスペクトルの形が変化しないこと、もうひとつは $z \sim 2.95$ では銀河間中性水素ガス雲による吸収は B バンドで 0.2 等ほどしかおこらないためである (図 7 参照)。

また、ライマンアルファ輝線天体の平均個数密度を求めるためのブランクフィールドにおける同条件の探索が現在のところまだ行なえていないため、直接の比較はできない。

そこで、この探索における各輝線天体の期待値を推定し、この値を用いてライマンアルファ輝線天体の密度超過を調べることにした。

クェーサーの期待値推定には Pei(1995) による光度関数、Francis et al.(1991) によるクェーサーの合成スペクトル (図 1)、および、Crampton et al.(1990) による輝線の等価幅分布 (図 5) を使用した。また、ライマンアルファ輝線銀河には Steidel et al.(1998,1999,2000) による光度関数、銀河スペクトル (図 17)、および輝線の等価幅分布 (図 4) 光度関数を使用した。

Pei(1995) による光度関数 (単位絶対光度、あるいは等級当たりの天体の個数密度) は $0 \leq z \leq 4.5$、$B < 22.5$ の約 1200 個のクェーサーをもとに作成されたもので、絶対光度 L (ergs $\sec^{-1}$) を用いて以下の式で表されている。

$$\Phi(L,z) = \frac{\Phi_*/L_z}{(L/L_z)^{\beta_l} + (L/L_z)^{\beta_h}}$$

$$L_z = L_*(1+z)^{(1+\alpha)}\exp[-(z-z_*)^2/2\sigma_*^2]$$

パラメターは $\beta_l = 1.64$、$\beta_h = 3.52$、$z_* = 2.75$、$\sigma_* = 0.93$、α=-0.5、$\log(L_*/L_\odot) = 13.03$、$\log(\Phi_*/\mathrm{Gpc}^{-3}) = 2.95$、$q_0$=0.5、$h$=0.5 である。

クェーサーの主な輝線に対し、Francis et al.(1991) による合成スペクトル (図 1) を使用したシミュレーションにより、NB5 に入る各輝線の割合を求めた。

これをもとに、光度関数、および各輝線等価幅分布を用いて、我々の輝線天体の条件を満たす天体の個数密度を赤方偏移、および連続光の等級の関数として求めた。さらにこれを赤方偏移、連続光の等級、および見込む体積で積分することにより、我々の探索におけるクェーサーの期待値を推定し、以下の値を得た。

$z \sim 2.95$	Lyα 輝線	3.4 個
$z \sim 2.09$	CVI 輝線	1.7 個
$z \sim 1.51$	CIII 輝線	0.0 個
$z \sim 0.71$	MgII 輝線	0.2 個

ライマンアルファ輝線銀河の期待値の推定もクェーサーと同様の方法で行なった。

Steidel et al.(1999) による z∼3 ライマンブレイク銀河の光度関数は、R バンド (連続光) の等級 m を用いて、以下の式で表されている。

$$\Phi(m) = 0.92\phi_*\exp\left[-0.92(\alpha+1)(\mathrm{m}-\mathrm{m}_*) - \exp\left\{-0.92(\mathrm{m}-\mathrm{m}_*)\right\}\right]$$

パラメターは、$\alpha = -1.60$、$m_* = 24.48$、$\phi_* = 1.6 \times 10^{-2}$ である。$\Phi(m)$ の単位は、$\mathrm{Number/mag/h^{-3}Mpc^3}$ である。

これらを使用して得られたライマンアルファ輝線銀河の期待値は1.8個であった。一方、銀河ではライマンアルファ輝線以外の寄与は、2 章で見た通り、強い輝線天体を選別した場合には効かない。

期待値の推定の結果、ライマンアルファ輝線天体が合計 5.2 個、それ以外の輝線天体が 2.0 個であった。

ここで、我々の検出した輝線天体の中に含まれるライマンアルファ以外の輝線天体の数が期待値通りだとすると、我々はライマンアルファ輝線天体を 12 - 2 = 10 個検出したことになる。そうすると、ライマンアルファ輝線天体の期待値は 5.2 個なので、z≈2.95 ライマンブレイク銀河高密度領域に付随するライマンアルファ輝線天体の個数密度超過は $\delta n/n \approx 1$ となる。

5.6.2 空間分布

検出した輝線天体候補は図 25 に見られるように左側 (東側) に多く分布した。これは検出器の左右のノイズの違いによるものである可能性も考えられたので、各バンドの画像で検出される全天体数の比較を試みた。もし NB5 の画像の左半分がノイズが高く、ノイズを間違って天体と検出しているのなら、NB5 の画像における左半分の天体数は右半分の天体数よりも多くなるはずである。

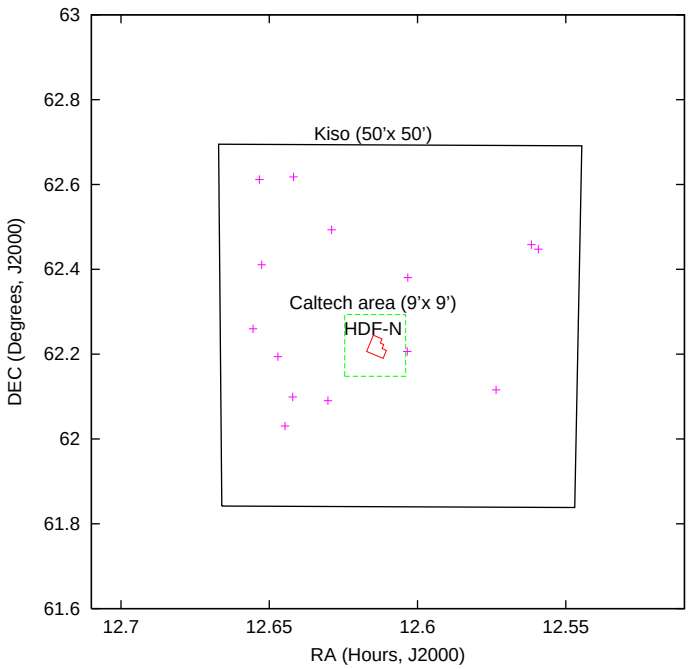

図 25: 検出した輝線天体候補の分布

結果は右半分のほうが若干天体数が多くなり、ノイズによる間違いではないことがわかった。

この分布を詳しく議論するには、候補の分光観測による赤方偏移の特定、および検出器の感度が左右で違う可能性を取り除くための天域をずらした撮像観測がさらに必要である。

5.7 まとめ

木曽シュミット望遠鏡による広帯域 + 狭帯域フィルターを用いたクェーサー探索により、$\mathrm{z} = 2.95$ ライマンアルファ輝線天体候補を 12 個検出することができた。この探索で捕らえられる輝線天体数の推定により、他の輝線天体の寄与が期待値通りであるとすれば、この天域の $\mathrm{z} = 2.95$ ライマンアルファ輝線天体の空間密度超過は $\delta n/n \approx 1$ となる。このため、もし、これらが本物であれば、天体の高密度領域が 9 分角スケールよりも広い可能性が出てくる。これを確かめるには、候補の分光観測、ブランクフィールドにおける同条件での探索、天域をずらした撮像探索が必要である。

6　すばる望遠鏡による すばる/XMM ディープフィールド $z = 3.7$ ライマンアルファ輝線銀河探索

6.1　概要

これは、すばる望遠鏡主焦点カメラの試験観測期に広帯域フィルター、およびバンド幅 280Å の中帯域フィルターを用いて行なわれたすばる/XMM ディープフィールドにおける赤方偏移 $z \approx 3.7$ ライマンアルファ輝線銀河探索である。我々は解析した $12.8' \times 13.8'$ の天域に 10 個のライマンアルファ輝線銀河候補、7 個の低赤方偏移輝線天体候補、および赤方偏移の判別が困難な 2 個の輝線天体候補を検出した。ライマンアルファ輝線銀河候補の輝線等価幅分布、および空間密度は他のライマンアルファ輝線銀河探索 ([6, 32]) と同様な結果を得た。また、ライマンアルファ輝線天体候補の空間分布については、まだ解析中であるが、それらが右下半分の領域に固まっており、クラスタリングしている兆候が見えているのではないかと考えている。

6.2　目的

ライマンアルファ輝線銀河の検出とその性質を調べる

6.3　観測

データはすばる望遠鏡主焦点カメラの試験観測期に取得された。天域は X 線衛星 XMM Newton が観測を行なったすばる/XMM ディープフィールド ($2^h18^m00^s$、$-5^\circ12'00''$[J2000]) である。2000 年 8 月に中帯域フィルター、IA574($\lambda_c = 5736$Å ,$\Delta\lambda = 277$Å) 、および広帯域フィルター R による撮像観測が、続く 2000 年 11 月には広帯域フィルター B、V、R、i' による撮像観測が行なわれた。すばる望遠鏡主焦点カメラの視野は 2002 年 2 月現在、$34' \times 27'$ であるが、2000 年 8 月の試験観測ではまだ CCD チップがすべてそろっておらず、視野が狭かったのに加え、8 枚の CCD チップのうち、4 枚が比較的にノイズの大きいものであったため、今回の解析で使用した領域は $12.8' \times 13.8'$ となった。また、ライマンアルファ輝線銀河を捕らえるには狭帯域フィルターが適しているが観測には当時完成していた中帯域フィルターを使用した。

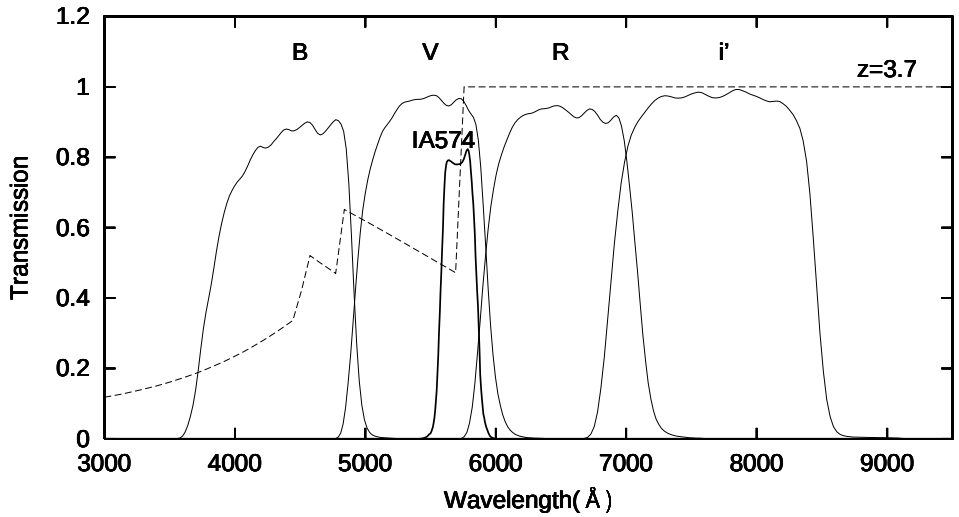

図 26: 使用したフィルター (B、V、IA574、R、i') の透過曲線 ([36]) と z=3.7 の天体の吸収の様子。横軸は波長、縦軸はフィルターの透過率を表している。

6.4 データ処理

画像データは主に国立天文台の八木雅文氏、および東京大学の大内正巳氏が作成したソフトにより、処理した。

行った処理の流れを簡単に紹介する。

1. オーバースキャンバイアスの差し引き

生データからオーバースキャン領域のカウント値 (バイアス値に対応) を引く。

2. オーバースキャン領域の切り取り

バイアス引きの後、画像から必要のなくなったオーバースキャン領域を切り取る。

3. マスクかけ

解析に使用するカウント値の範囲を決め、明るすぎる天体や CCD の欠陥ラインなど範囲外のカウント値を持つピクセルの値をマジックナンバー (以後の処理で無視されるカウント値) に置き換える。

4. フラット作り

天域をほんの少しづつずらして撮った画像 (すでに 1,2,3 の手順で処理された画像) を何枚も重ねてメジアン合成することでフラットを作成する。

5. 感度補正

1,2,3 の手順で処理された画像をフラットで割り、感度補正を行なう。

6. ブランク処理

マスクかけでは取り切れなかった (例えば人工衛星の跡など) 解析に不都合な場所のピクセルのカウント値をマジックナンバーに置き換える。

7. 歪み補正

主焦点カメラは広視野を持つため、光学系の問題からどうしても端のほうで像が歪んでしまう。それを補正する。この補正をしないと後でモザイク合成が

うまくできない。
8. psf の FWHM 合わせ
　各画像の psf の FWHM の大きさを合わせる。
9. スカイ差し引き
　画像から天体のない場所 (スカイ) のカウント値を引く。
10. 位置合わせ、およびフラックス合わせ
　モザイク合成をするための規則をつくる。まず、基準にしたい一つ画像を選び、その画像の中の明るい天体の位置と天体のカウント値を測る。次に基準にした画像とだぶる領域が写っている画像の明るい天体の位置と天体のカウント値を測る。そして、同じ天体が同じ位置に来るように画像を移動する。また同じ天体が同じカウント値を持つよう、全体のカウント値を定数倍する。
11. モザイク合成
　10 で決めた規則に従い、画像のメジアン合成を行なう。

6.5　データ解析

　解析には大内正巳氏、および東北大学の吉田俊光氏により処理された画像データを使用した。
　合成した画像はさらに各バンドの画像の psf 合わせ、および位置合わせを行なった。各バンドの限界等級 (AB) は B=27.4、V=26.2、R=26.3、i'=26.0、IA574=26.0 (ϕ2.4″、3σ) であった。天体検出には IA574 の画像を使用した。IA574 は V バンドの長波長側にあるため、輝線検出のための連続光として V バンド画像と R バンド画像を 3:1 の割合で合成した VR バンド画像を作成した。しかし、V バンドには銀河間中性水素ガス雲による吸収があるため、VR は連続光を暗く見積もり過ぎる可能性がある。このため、本解析では VR と R のうち明るいほうを連続光とし、IA574 と比較することにした。
　天体の測光はすべてのバンドを同じアパーチャー、2.4″ で行なった。
　図 27 より、まず VR-IA574≥0.7、および IA574<25.5 を満たす天体を選んだ。さらにこの中から R-IA574≥0.7、および輝線の超過分が IA574 の誤差の 3σ 以上 という条件で輝線天体を選別した。また、変光天体、あるいは移動天体を除外するために、2000 年 8 月と 11 月の R バンドの画像で天体の明るさの変化の確認をした。そして、2000 年 11 月の R バンドの誤差の 2σ 以上変化している天体は候補から除いた。選んだ輝線天体候補より、さらに B-R≥1.1、R-i'<0.6 という条件でライマンアルファ輝線天体を選別した。

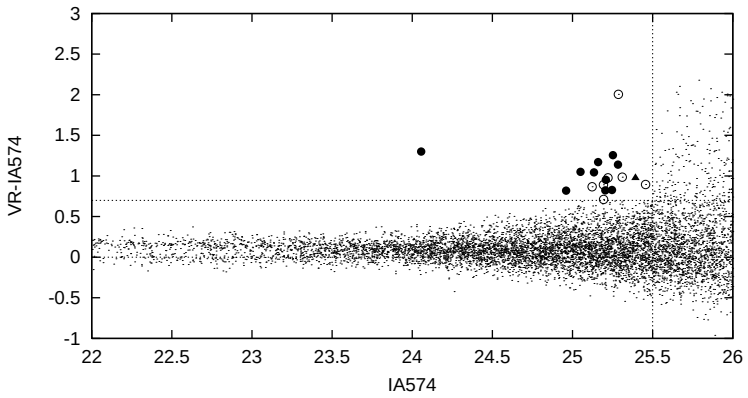

図 27: IA574 の等級と輝線の超過分を表す図。IA574 の等級を横軸、VR-IA574 (輝線の超過分) を縦軸にとっている。黒丸はライマンアルファ輝線銀河候補、白丸はそれ以外の輝線天体候補、三角印は連続光が暗く赤方偏移の判別が困難な候補である。

赤方偏移 z $\sim$ 3.7 の天体の連続光の銀河間中性水素ガス雲による吸収モデル ([20])、および典型的な青い不規則銀河の連続光分布からの推定値では、B-R>1.5 となる。図 28 を見ると、B-R $\sim$ 1 を境に分布が 2 極化していること、また、銀河間中性水素ガス雲の分布や、銀河の連続光分布にもばらつきがあることを考慮し、z $\sim$ 3.7 の天体の条件を B-R$\geq$1.1 とした。また、近傍の赤い銀河からの寄与を防ぐため、R-i'<0.6 とした。

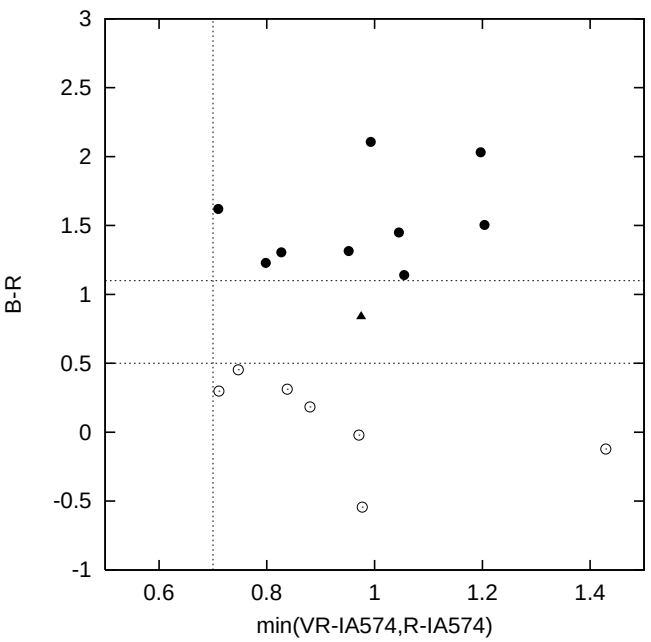

図 28: 輝線の超過分と連続光の吸収の比較

6.6 結果

10 個のライマンアルファ輝線銀河候補、7 個の低赤方偏移輝線天体候補、および 2 個の赤方偏移の判別が困難な輝線天体候補を検出した。

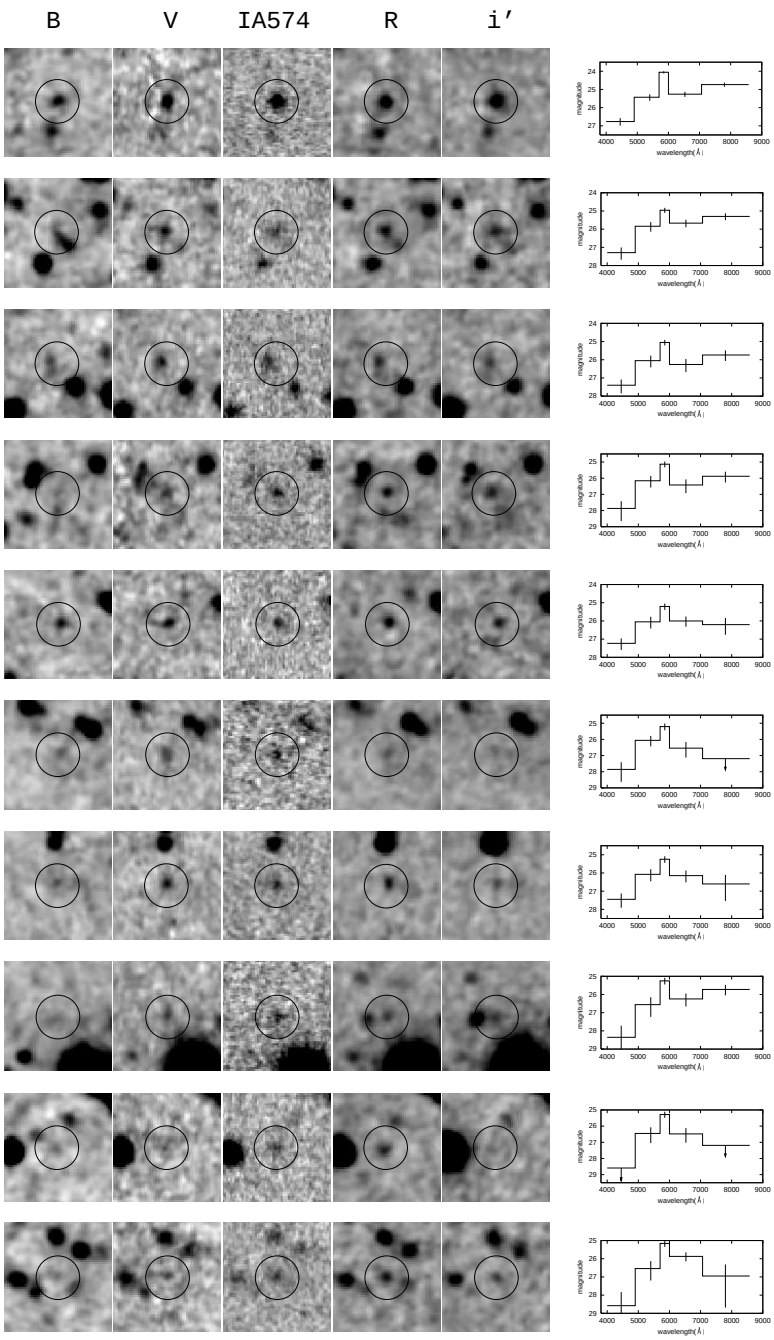

図 29: 10 個のライマンアルファ輝線銀河候補の画像 ($10'' \times 10''$) と低分散スペクトル。画像は右から B、V、IA574、R、i' の順に並べてある。天体を囲む円の直径は $4''$ である。

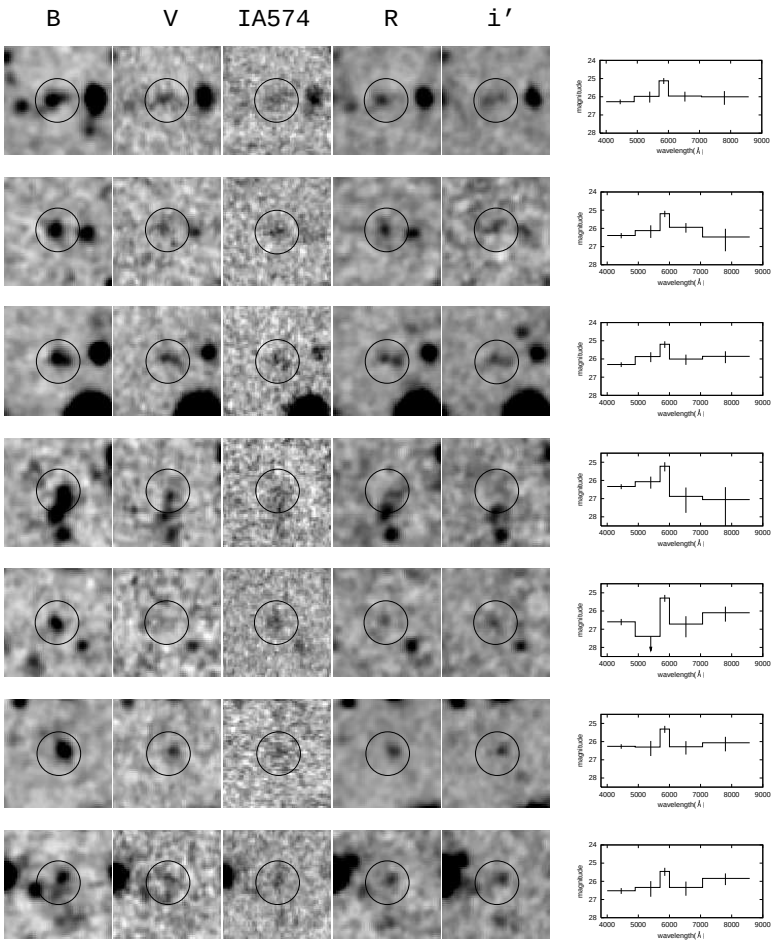

図 30: 7 個の低赤方偏移輝線天体候補の画像 $(10'' \times 10'')$ と低分散スペクトル。画像の並べ方は右から B、V、IA574、R、i' の順になっている。天体を囲む円の直径は $4''$ である。

6.6.1 等価幅分布

我々が今回使用した IA574 フィルターは中帯域フィルターであり、狭帯域フィルターに比べ、幅が広い。このため、銀河間中性水素ガス雲により吸収を受けた連続光部分がこの波長帯に入ってきた場合に輝線の超過分と打ち消しあってしまい、実際の輝線の大きさよりも小さく見積もってしまうことになる。これは探索できる赤方偏移 $3.61 \leq z \leq 3.83$ のうち、高赤方偏移側で目立ってくる。しかし、ライマンアルファ輝線銀河候補の等価幅分布は下限値として、補正をしないことにした。図 31 には静止系におけるライマンアルファ輝線銀河候補の等価幅分布を示した。

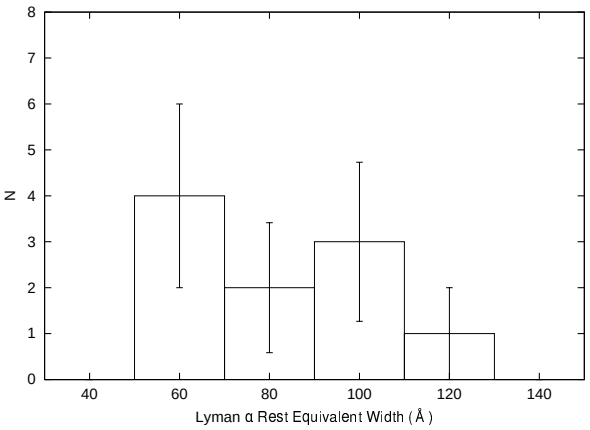

図 31: 静止系におけるライマンアルファ輝線銀河候補の等価幅分布

6.6.2 空間密度

我々の探索で捕まえることのできるライマンアルファ輝線の静止系等価幅は 50 Å 以上である。Steidel 等、および Cowie 等による探索では、静止系等価幅 20 Å 以上のライマンアルファ輝線の空間密度が議論されている。そこで我々は、ライマンアルファ輝線銀河の等価幅分布がライマンブレイク銀河の輝線等価幅分布 (図 5) と同じであると仮定し、密度を比較した。大きな仮定が入ってしまっているが、我々の探索で検出したライマンアルファ輝線銀河候補の空間密度はブランクフィールドを狙った Cowie 等の結果とほぼ等しい結果を得た。

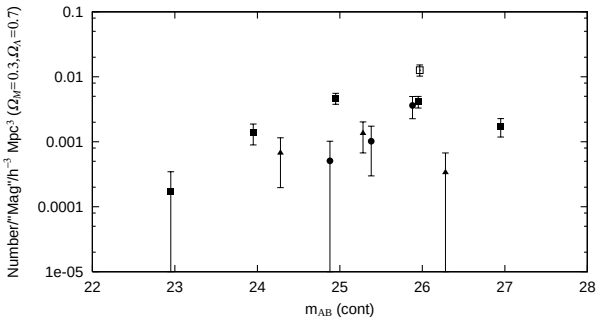

図 32: z∼3 におけるライマンアルファ輝線銀河候補の空間密度。横軸は銀河の連続光の等級を、縦軸は単位等級あたり、単位体積あたりの静止系等価幅 20Å 以上のライマンアルファ輝線銀河の個数をあらわしている。黒丸は我々の結果、黒四角は Steidel et al.(2000)、黒三角は Cowie et al.(1998) によるものである。白四角は Steidel 等が図 5 を仮定して補正した値である。([32, 6]) 今回の我々の探索では強輝線 (静止系等価幅 50Å 以上) しか捕まえられなかったため、ライマンブレイク銀河の輝線等価幅分布 (図 5) を用いて補正を行なった。Steidel 等によるライマンアルファ輝線銀河の空間密度が高い理由は彼らが探索を行なった天域が平均の 6 倍の個数密度を持つ銀河クラスターが発見された SSA22 z=3.09 だからである。

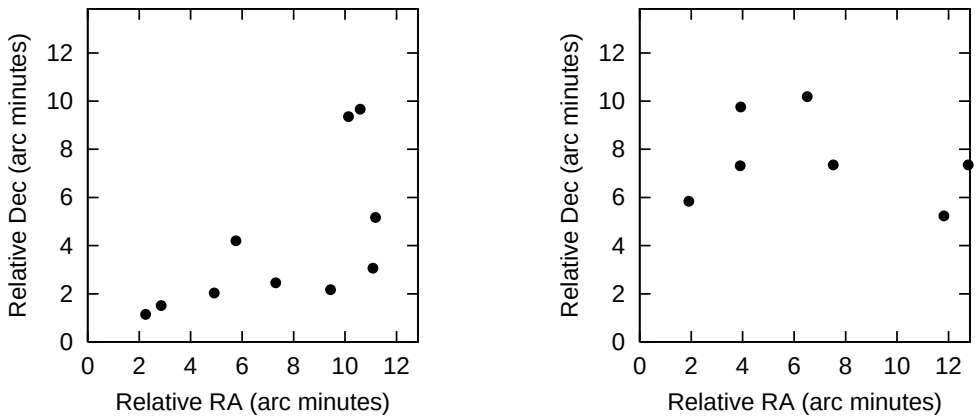

図 33: ライマンアルファ輝線銀河候補 (右側の図)、およびそれ以外 (低赤方偏移) 輝線天体候補の分布 (左側の図)。ライマンアルファ輝線銀河候補は右下半分の領域に固まっているのがわかる。一方、低赤方偏移輝線天体候補は中心付近に分布している。

6.6.3 空間分布

ライマンアルファ輝線銀河候補は右下 (南西側) に固まっている傾向を示している。これもノイズが高い領域で起こる疑似天体による可能性が懸念されたが、低赤方偏移輝線天体候補は中央付近に分布するため、ノイズによるものではないであろうと思われる。また、高赤方偏移天体の条件、B-R$\geq$1.1、R-i'$<$0.6 を満たすが輝線を持たない銀河の分布を調べて見たが、目立った傾向は見られなかった。このため、ライマンアルファ輝線銀河候補の分布は本物である可能性が高いと考えているが、この分布については現在解析中である。

6.7 まとめ

我々はすばる/XMM ディープフィールドにおける、広帯域 + 中帯域フィルターを用いた赤方偏移 $z \approx 3.7$ ライマンアルファ輝線銀河探索を行ない、$12.8' \times 13.8'$ の天域に 10 個のライマンアルファ輝線銀河候補、7 個の低赤方偏移輝線天体候補、および赤方偏移の判別が困難な 2 個の輝線天体候補を検出した。ライマンアルファ輝線銀河候補の空間密度や輝線の等価幅分布は他のサーベイの結果 (Steidel 等や Cowie 等) と矛盾しない結果となった。右下半分に偏在しているライマンアルファ輝線銀河候補の分布は現在まだ解析中であるが、ランダムな分布において 10 個すべてが右下半分に分布する確立は極めて小さく ($\sim$1/1000)、ライマンアルファ輝線銀河のクラスターが見えているという可能性も考えられる。これらの候補は分光観測により、連続光を捕らえることは難しいが、輝線を捕えることで、赤方偏移を精度良く決めることができる。そうすれば空間分布についてさらなる詳細な議論ができるはずである。

7　解析の現状と将来の展望

すばる望遠鏡による高赤方偏移大規模構造探索はまだ始まったばかりである。我々はこの探索をすばる主焦点カメラチームとの共同研究で行なっている。

現在、我々はハワイ大学の Ester Hu 女史等のグループとの共同研究で取得された、SSA22 天域の $z \approx 5.7$ のライマンアルファ輝線銀河探索のデータをすばる主焦点カメラチームと共同で解析中である。

すばる主焦点カメラチームが解析中のすばるディープフィールドの $z \sim 4.8$ を狙った探索からは $30'$ スケール、約 $50\ h^{-1}\mathrm{Mpc}(\Omega_{m0} = 0.3, \Omega_{\Lambda 0} = 0.7)$ の非一様が現れてきており、この構造の解明に向けさらなる探索を進めていくことになっている。

また 2002 年春より観測所大プロジェクト「深宇宙サーベイ」が開始される。そこには広帯域 + 狭帯域フィルターによる、すばるディープフィールドの $z \sim 4.8$、5.7、6.5 のライマンアルファ輝線銀河を狙った探索計画が予定されている。この計画は 2 年間で 約 30 夜を使う大型プロジェクトである。我々もこの計画に参加しており、これにより高赤方偏移大規模構造探索を大きく展開していくことができると期待している。

赤方偏移	フィルター	開始時期	天域	共同研究者
3.1	4960/80	2002/9	SSA22	東大天文 国立天文台 京大宇宙物理
4.8	7120/73	2001/6 2002/4	SDF	東大天文 国立天文台 京大宇宙物理
5.7	8160/120	2001/6	SSA22	ハワイ大学 東大天文 東北大天文
4.8 5.7 6.5	7120/73 8160/120 9210/120	2002/4	SDF	すばる観測所 (および協力者)

表 1: すばる望遠鏡による高赤方偏移深探索計画

A　代表的な宇宙モデルにおける赤方偏移と共動距離の関係

平坦な宇宙 $(\Omega_{\rm m0} = 1, \Omega_{\Lambda 0} = 0)$ の場合

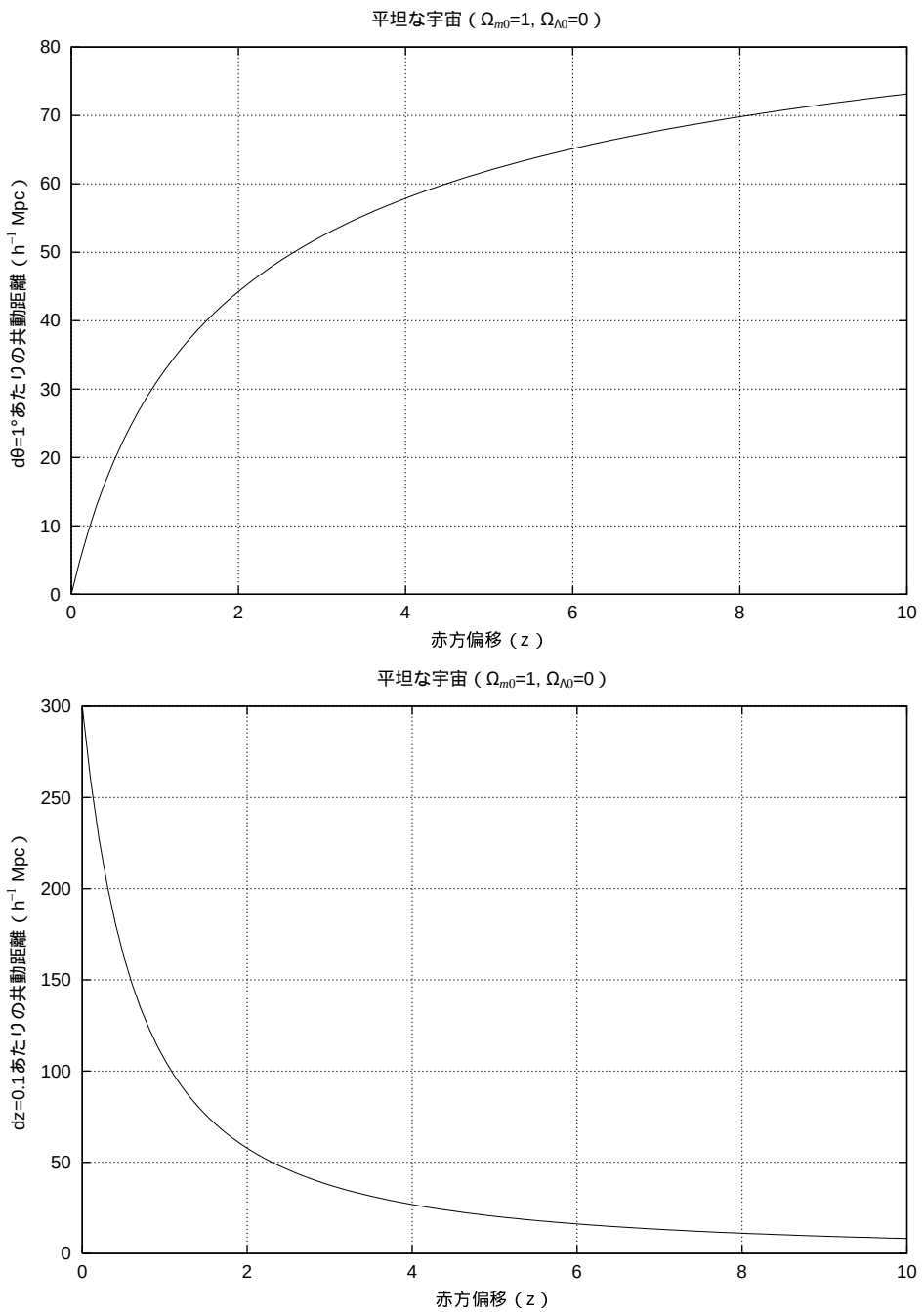

図 34: 平坦な宇宙 $(\Omega_{\rm m0} = 1, \Omega_{\Lambda 0} = 0)$ における赤方偏移と共動距離の関係を表すグラフ。上図は赤方偏移 z における $\mathrm{d}\theta$=1 ° あたりの共動距離、下図は dz=0.1 あたりの共動距離である。

平坦な宇宙 $(\Omega_{\rm m0} = 0.3, \Omega_{\Lambda 0} = 0.7)$ の場合

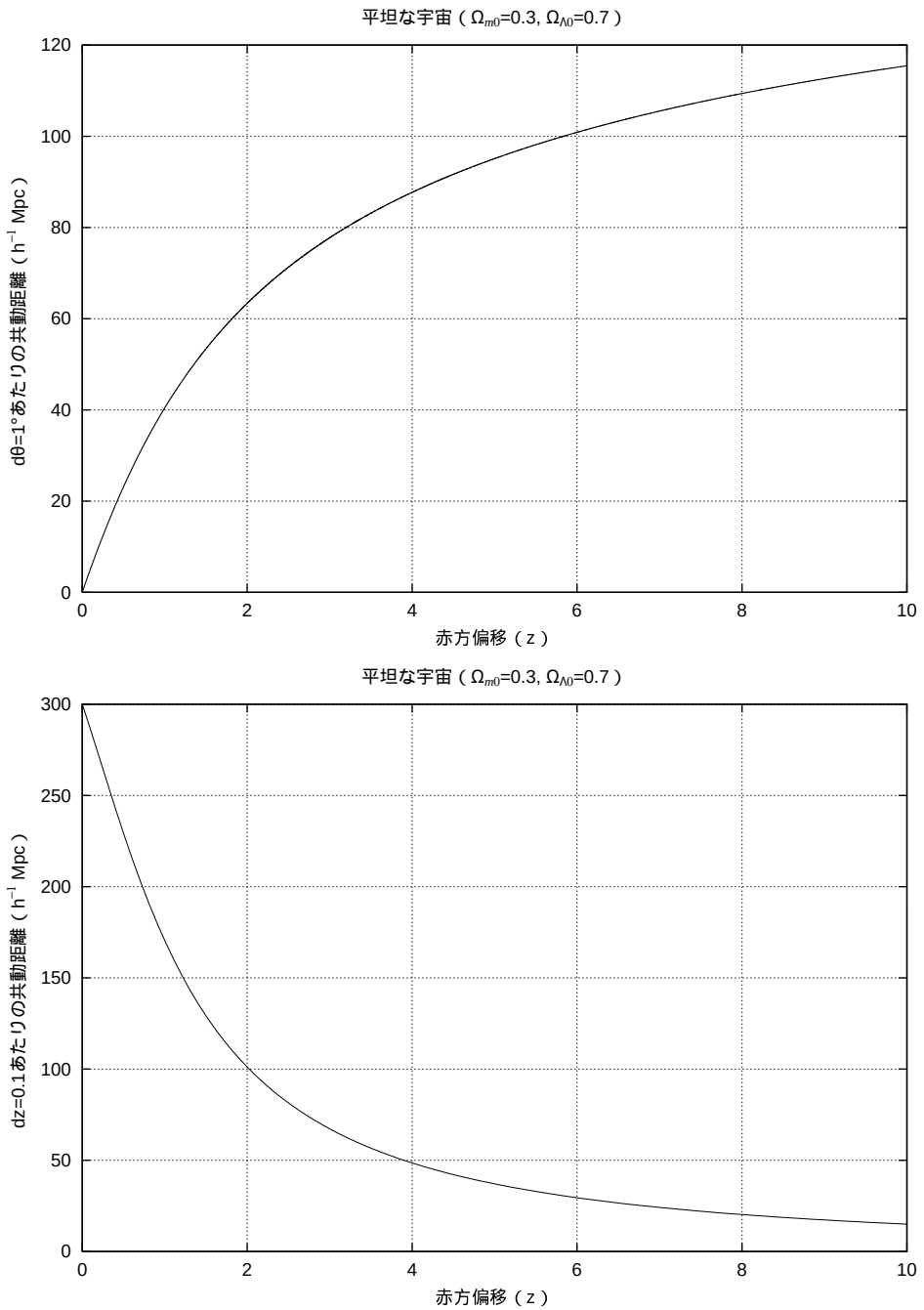

図 35: 平坦な宇宙 $(\Omega_{\rm m0} = 0.3, \Omega_{\Lambda 0} = 0.7)$ における赤方偏移と共動距離の関係を表すグラフ。上図は赤方偏移 z における $\mathrm{d}\theta$=1 ° あたりの共動距離、下図は dz=0.1 あたりの共動距離である。

開いた宇宙 $(\Omega_{\rm m0} = 0.2, \Omega_{\Lambda 0} = 0)$ の場合

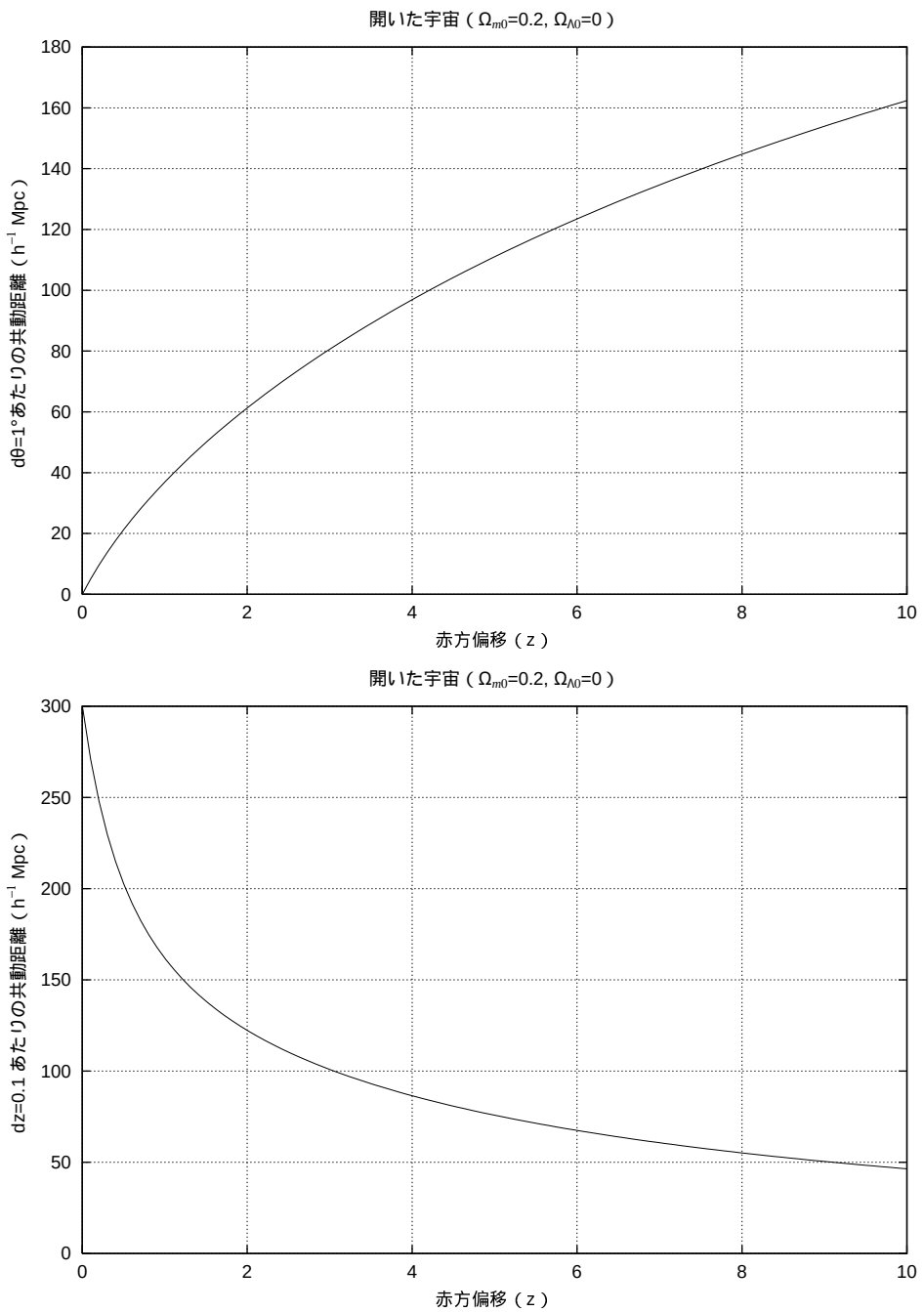

図 36: 開いた宇宙 $(\Omega_{\rm m0} = 0.2, \Omega_{\Lambda 0} = 0)$ における赤方偏移と共動距離の関係を表すグラフ。上図は赤方偏移 z における $\mathrm{d}\theta$=1 ° あたりの共動距離、下図は dz=0.1 あたりの共動距離である。

参考文献

[1] Charlot, S.& Fall, S. M., 1993, 415, 580

[2] Campos, A., et al., 1999, ApJ, 511, L1

[3] Cohen, J. G., et al., 1996, ApJ, 471, L5

[4] Cohen, J. G., et al., 2000, ApJ, 538, 29

[5] Cohen, J. G., 2000, astro-ph/0012004

[6] Cowie, L. L., et al., 1998, AJ, 115, 1319

[7] Cowie, L. L., et al., 1998, ApJ, 502, L99

[8] Crampton, D., 1990, AJ, 100, 47

[9] Fan., X., et al., 2001, AJ in press(astro-ph/0108063)

[10] Francis, P. J., et al., 1991, ApJ, 373, 465

[11] 二間瀬敏史, なっとくする宇宙論, 講談社 (1998)

[12] Hammer, F., et al., 1997, ApJ, 481, 49

[13] Hogg, D. W., et al., 1998, ApJ, 504, 622

[14] Hogg, D. W., et al., 2000 astro-ph/0006284

[15] Hu, E. M., et al., 1998, ApJ, 502, 99

[16] Keel, W. C., et al., 1999, AJ, 118, 2547

[17] Landy, S. D., 1996, ApJ, 456, L1

[18] Le Feèvre ., O., et al.,1996, ApJ, 461, 534

[19] Lin, H., et al., 1996 astro-ph/9606055

[20] Madau, P., 1995, ApJ, 441, 18

[21] Ouchi, M., et al. 2001, ApJ, 558, L13

[22] 岡村定矩, パリティ 2002 年 01 月号 p40, 丸善

[23] Partridge, R. B.,& Peebles, P. J. E.,1967, ApJ, 147, 868

[24] Peacock, J. A., et al., 2001, Nature, 410, 169

[25] Pei, Y. C., 1995, ApJ, 438, 623

[26] Rhoads, J. E., et al., 2000, ApJ, 545, L85

[27] Shapley, A. E., et al., 2001 astro-ph/0112262

[28] Shectman, S. A., et al., 1996, ApJ, 470, 172

[29] Steidel, C. C. 1998 astro-ph/9804237

[30] Steidel, C. C., 1999, lssu.conf.,153

[31] Steidel, C. C., et al., 1999, ApJ, 519, 1

[32] Steidel, C. C., et al, 2000, ApJ, 532, 170

[33] Stockton, A., 1999, Ap&SS., 269, 209

[34] Tucker, D. L., et al., 1996 astro-ph/9611206

[35] Zehavi, I., et al., 2001, in press (astro-ph/0106476)

[36] http://SubaruTelescope.org

謝辞

本研究はすばる望遠鏡主焦点カメラグループ、および東北大学天文学教室と共同で行なわれたものです。特に東京大学天文学教室の大内正巳氏にはデータの取得からその処理、解析に至るすべての部分で大変お世話になりました。

木曽シュミットによるクェーサー探索では観測所に滞在期間中、スタッフの皆様にはいつもお世話になりました。

同じ研究グループの田村一氏と山内良亮氏とは協力、分担してデータ解析を共に行ないました。

指導教官の林野友紀助教授には本研究を通じて、研究の進め方や楽しみ方を教わりました。

本研究はこの他にもたくさんの方々の協力により進めることができました。

どうもありがとうございました。