

ブレーザー天体の宇宙論的進化と MeVガンマ線背景放射への寄与

広島大学大学院 理学研究科 物理学専攻
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M161955

戸田 皓陽

指導教員： 深澤 泰司 教授

主査： 深澤 泰司 教授

副査： 志垣 賢太 准教授

2018年2月9日 提出

概要

銀河の中には、太陽系程度の領域から銀河全体の放射を超えるほどの明るさで輝く天体を中心に持つものが存在する。この中心天体は活動銀河核 (AGN; Active Galactic Nucleus) と呼ばれ、大質量ブラックホールがその正体だと考えられている。AGN の中には亜光速のジェットを噴出しているものがあり、このジェットが視線方向を向いた天体はブレイザーと呼ばれている。ブレイザーはこれまでに電波からガンマ線まで様々な波長域で観測されており、その放射過程や幾何学的構造など多くのことが解明された。しかしながら、その宇宙論的進化や形成過程は謎に包まれている。またブレイザーは未だ明らかとなっていない MeV 領域のガンマ線背景放射起源の候補と考えられているが、確証は得られていない。これらを解き明かす上で重要なのが、ブレイザーの光度関数である。これは天体の距離と明るさを変数として天体数を関数化したもので、これから $\log N$ - $\log S$ 分布 (ある明るさに対して、それより明るい天体数の総和をプロットしたもの) や密度分布を導出することができる。 $\log N$ - $\log S$ 分布からは、天体が全天に一様分布しているかどうかを議論でき、密度分布からブレイザーの形成時期について議論できる。また光度関数からはブレイザーの MeV 領域の背景放射への寄与を見積もることもできる。そのため光度関数を構築することは進化過程や MeV ガンマ線背景放射起源を議論する上で重要となる。

過去、X 線とガンマ線の 2 つの観測結果からブレイザーの光度関数が構築されているが、X 線ブレイザーサンプルを用いた場合は $z = 4$ 付近にブレイザーが多く分布するのに対し、ガンマ線ブレイザーサンプルを用いた場合には $z = 1 - 2$ に分布する結果となり、同じ種族の天体であるにもかかわらず、両者の結果が一致しない。また MeV ガンマ線背景放射への寄与も、前者では背景放射の約 100% をブレイザーで説明できるが、後者は 10% 程しか説明できない。しかしながら、当時の X 線ブレイザーサンプルは Swift 衛星が 22 ヶ月間観測した結果検出された 26 天体のみなので、天体数の少なさによる不定性によって両者の結果が異なると考えられる。しかし現在はよりサンプル数の増加した Swift 衛星 70 ヶ月間観測データが存在しており、22 ヶ月間観測時には検出されなかった暗いブレイザーも含めて、ブレイザーの宇宙論的進化を議論できる。そこで本研究ではこの 70 ヶ月間のデータを使用し、よりサンプル数を増やしてブレイザーの宇宙論的進化と MeV ガンマ線背景放射への寄与について議論する。

目次

第 1 章	序論	10
1.1	宇宙背景放射	10
1.2	ブレーザー	11
1.2.1	活動銀河核	11
1.2.2	活動銀河核の分類	13
1.2.3	セイファート銀河と電波銀河の定量的な区別	16
1.3	過去の研究結果	16
1.4	本研究の目的	19
第 2 章	Swift-BAT FSRQ サンプル	21
2.1	Swift 衛星	21
2.1.1	BAT 検出器	21
2.1.2	Swift-BAT 70month catalog	24
2.2	比較天体カタログ	24
2.2.1	BZCAT カタログ	25
2.2.2	CRATES カタログ	25
2.3	天体選別	27
2.3.1	BZCAT カタログを用いての天体選別	27
2.3.2	CRATES カタログを用いての天体選別	29
2.4	Sky-coverage 補正	32
2.5	光度の算出方法	35
2.5.1	光度距離	37
2.6	エネルギー帯域の変更— $F_{14-195\text{keV}}$ から $F_{15-55\text{keV}}$ への変換	41
第 3 章	宇宙論的進化	43
3.1	光度関数	43
3.1.1	光度関数モデル	46
3.1.2	最尤法	47
3.1.3	KS 検定	50
3.1.4	赤方偏移・光度分布、logN-logS 分布、binned-LF 分布の導出	51
第 4 章	結果	54
4.1	光度関数	54
4.1.1	1powerlaw 光度関数モデル	54

4.1.2	2powerlaw 光度関数モデル	57
4.1.3	LDDE モデル	64
4.2	宇宙 MeV ガンマ線背景放射への寄与	71
4.2.1	宇宙 MeV ガンマ線背景放射の計算方法	71
4.2.2	FSRQ スペクトル	72
4.2.3	結果	73
第 5 章	考察・まとめ	78
5.1	過去の先行研究結果との比較	78
5.1.1	L_γ と L_X の変換	78
5.1.2	数密度分布の比較	80
5.2	まとめ	82
付 録 A	解析で用いた全 41 天体のカタログ値	83
付 録 B	各光度関数モデルの結果	85
B.1	KS 検定	85
B.2	赤方偏移・光度分布	89
B.3	logN-logS 分布	93
B.4	binned-LF 分布	95
B.5	数密度分布	97
B.6	X 線背景放射 (CXB) への寄与	99
B.7	X 線背景放射 (CXB) への寄与 (各光度・各赤方偏移ピンごと)	101
B.8	Swift-BAT 105month catalog	105
B.8.1	天体選別	105
B.8.2	logN-logS 分布	107
B.8.3	光度関数	108

目次

1.1	宇宙背景放射の SED。横軸は電波領域からガンマ線領域までの光子のエネルギーを示す [1]	10
1.2	MeV ガンマ線背景放射のスペクトル。従来の AGN のモデル (黒線) では数百 keV でカットオフがかかり、MeV 領域の背景放射を説明できないが、AGN の非熱的電子放射を加えたモデル (赤線) とブレイザーからの寄与を考えたモデル (青線) では MeV 領域の背景放射を説明できる。[10]	12
1.3	AGN の模式図 [11]。高温コロナは図中の熱いガス部分に対応する。	13
1.4	AGN の分類図	14
1.5	電波銀河の予想図 [14]。中心から放出しているのが電波ジェットである	14
1.6	ブレイザーシーケンス [18] 図中の 5 つのスペクトルのうち、BL Lac は下側に近く、FSRQ は上側に近いスペクトルになる	15
1.7	R_{rX} によるヒストグラム [19]。黄色がセイファート銀河、青が電波銀河を表しており、 $R_{rX} = 10^{-4}$ を境に両者が分布していることが分かる。	16
1.8	X 線 FSRQ サンプルの数密度分布 [9]。赤・緑・青の実線はそれぞれ X 線での光度が $\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3, \log_{10}L_X = 46.3 - 47.3, \log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$ のときの数密度分布を表す	17
1.9	ガンマ線 FSRQ サンプルの数密度分布 [22]。黒・赤・緑・青の実線はそれぞれガンマ線での光度が $\log_{10}L_\gamma = 45.6 - 46.9, \log_{10}L_\gamma = 46.9 - 47.5, \log_{10}L_\gamma = 47.5 - 47.9, \log_{10}L_\gamma = 47.9 - 49.4$ のときの数密度分布を表す	18
1.10	X 線 FSRQ サンプルの CXB への寄与 [9]。	18
1.11	ガンマ線 FSRQ サンプルの CXB への寄与 [22]	19
2.1	Swift 衛星全体図 [23]	22
2.2	BAT 検出器のイメージ図。検出器上部に設置してあるモザイク状の部分が coded mask である。[24]	22
2.3	Swift 衛星の coded mask の開発風景 [24]。作業員の女性が手にしているのが、開発中の coded mask である。	23
2.4	BZCAT カタログに載っている天体の全天マップ。赤点が BL Lac を、青点が FSRQ を、緑点がタイプ不定型のブレイザーを、黄色点が BZG を表している。[35]	26
2.5	CRATES カタログにおける形態的分類のサンプルイメージ [34]。左から順に P,S,L,D,C の形態を示している	26
2.6	天体選別のチャート図。青色のボックスは BAT カタログと比較天体カタログで、数字は記載されている全天体数を表す。また白色のボックスは天体選別条件で、数字はその段階での FSRQ 天体数を表す。	28
2.7	BZCAT カタログを用いて抜き出した FSRQ・BL Lac の各赤方偏移ごとの天体数	30

2.8	赤方偏移ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。	31
2.9	光子指数ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。 図中の点線はガウシアンでフィッティングした結果である	31
2.10	光度ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。	31
2.11	図 1.6 の黒線と青線を抜き出した図。ここで図中の赤い帯状の部分は X 線帯域の部分を示し、この部分では FSRQ の SED は右上がりになっているが、BL Lac の SED では右下がりになっているのが分かる。(図中の赤線の部分)	33
2.12	BZCAT カタログを用いて抜き出した FSRQ と BL Lac の光子指数ごとの天体数ヒストグラム。曲線は式 2.3 のガウシアンでフィッティングした結果	33
2.13	X 線 FSRQ サンプルの全天マップ。黒点が 22ヶ月間観測のデータを使っていた過去の FSRQ サンプル [9] に対し、赤点が今回の FSRQ サンプル	34
2.14	BAT の 15-55keV での sky-coverage。横軸がフラックス、左縦軸がそのフラックスでの観測範囲 (deg^2) を表し、黒線が 22ヶ月間観測の sky-coverage[9] で赤線が今回導出した 70ヶ月間観測の sky-coverage を表す。右縦軸は左縦軸の平方度が全天のうちの何%に対応するかを示している。	35
2.15	X 線 FSRQ サンプルのフラックスと赤方偏移のプロット、黒点が 22ヶ月間観測のデータを使っていた過去の FSRQ サンプル [9] に対し、赤点が今回の FSRQ サンプル	40
2.16	X 線 FSRQ サンプルの光度と赤方偏移のプロット、黒点が 22ヶ月間観測のデータを使っていた過去の FSRQ サンプル [9] に対し、赤点が今回の FSRQ サンプル	40
3.1	$\log N$ - $\log S$ (黒線) とフィッティング結果 (赤点線)	44
3.2	光度関数構築までの流れ	45
3.3	9 つの光度関数モデル	48
3.4	KS 検定の統計量 D 。横軸は測定値 x 、縦軸は累積確率分布であり、統計量 D は各点で同じだけ上昇する階段状の累積分布関数 $S_N(x)$ とモデルの累積確率分布 $P(x)$ の差の最大値である [47]	51
4.1	1powMPDE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。	54
4.2	1powMPDE モデルでの $\log N$ - $\log S$ 分布 (赤線)	55
4.3	1powMPDE モデルでの binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ $z = 0.0-0.3, 0.3-1.0, 1.0-2.0, 2.0-3.7$ のときのモデル曲線である	55
4.4	FSRQ の赤方偏移ヒストグラム。青線は実際に観測された天体数の赤方偏移ヒストグラムで、赤線が光度関数 (1powMPDE モデル) からの予想値	56
4.5	$z=2.0-3.0$ のときの binned-LF 分布 (左図) と $z=3.0-3.7$ のときの binned-LF 分布 (右図)。黒線は 1powMPDE モデルでのモデル曲線	57
4.6	1powPLE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10} L_X = 44.3-46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10} L_X = 46.3-47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10} L_X = 47.3-48.3$) での数密度分布を表す	58

4.7	1powMPDE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、 緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す	58
4.8	2powMPDE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤 線がモデル曲線である。今回は関数された FSRQ のうち最も暗いものより暗い側に天体が存 在しないという条件を加えたため、光度分布がある値でほぼ 0 に落ち込んでいる	59
4.9	2poMPDE モデルでの $\log N - \log S$ 分布 (赤線)	60
4.10	2powMPDE モデルでの binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3, 0.3 -$ $1.0, 1.0 - 2.0, 2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である	60
4.11	2powMPDE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、 緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す	61
4.12	2powMPLE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤 線がモデル曲線である。今回は観測された FSRQ のうち最も暗いものより暗い側に天体が存 在しないという条件を加えたため、光度分布がある値でほぼ 0 に落ち込んでいる	62
4.13	2poMPLE モデルでの $\log N - \log S$ 分布 (赤線)	62
4.14	2powMPLE モデルでの binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3, 0.3 -$ $1.0, 1.0 - 2.0, 2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である	63
4.15	2powMPLE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、 緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す	63
4.16	LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実 データに対して赤線がモデル曲線である。	64
4.17	LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での $\log N - \log S$ 分布 (赤線)	65
4.18	LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3, 0.3 - 1.0, 1.0 - 2.0, 2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である	65
4.19	LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す	66
4.20	p_2 を Ueda et al(2014) のベキ値で固定した LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での赤方偏移 分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。	67
4.21	LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での $\log N - \log S$ 分布 (赤線)	67
4.22	LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3, 0.3 - 1.0, 1.0 - 2.0, 2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である	68
4.23	LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す	68

4.24 FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の 1powMPDE モデル、黒点線が Ajello et al,2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の 1powMPDE モデルの 1σ エラー領域である。	73
4.25 FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の 2powMPDE モデル、黒点線が Ajello et al,2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の 2powMPDE モデルの 1σ エラー領域である。	74
4.26 各光度ごとの MeV ガンマ線背景放射への寄与 (右図: 2powMPDE モデル左図: 1powMPDE モデル)	75
4.27 FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の 2powMPLE モデル、黒点線が Ajello et al,2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の 2powMPLE モデルの 1σ エラー領域である。	76
4.28 各光度ごとの MeV ガンマ線背景放射への寄与 (右図: 2powMPLE モデル、左図: 2powMPDE モデル)	76
4.29 FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13)、黒点線が Ajello et al,2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の LDDE モデルの 1σ エラー領域である。	77
5.1 Swift 衛星と Fermi 衛星の両方で検出された FSRQ25 天体のガンマ線光度と X 線光度 (青丸点)、赤線はこれを直線回帰したもの	80
5.2 今回の結果 (表 4.2 のモデル 13)(赤線) と Ajello+'2009[9](青線) と Ajello+'2012[22](黒線) の比較	81
B.1 1powPDE モデル【1】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	85
B.2 1powPLE モデル【2】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	85
B.3 1powMPDE モデル【3】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	86
B.4 1powMPLE モデル【4】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	86
B.5 2powPDE モデル【7】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	86
B.6 2powPLE モデル【8】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	87
B.7 2powMPDE モデル【9】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	87
B.8 2powMPLE モデル【10】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	87
B.9 LDDE モデル【11】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	88
B.10 LDDE モデル【13】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)	88
B.11 1powPDE モデル【1】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	89
B.12 1powPLE モデル【2】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	89
B.13 1powMPDE モデル【3】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	89
B.14 1powMPLE モデル【4】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	90

B.15 2powPDE モデル【7】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	90
B.16 2powPLE モデル【8】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	90
B.17 2powMPDE モデル【9】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	91
B.18 2powMPLE モデル【10】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	91
B.19 LDDE モデル【11】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	91
B.20 LDDE モデル【13】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)	92
B.21 1powPDE モデル【1】の logN-logS 分布	93
B.22 1powPLE モデル【2】の logN-logS 分布	93
B.23 1powMPDE モデル【3】の logN-logS 分布	93
B.24 1powMPLE モデル【4】の logN-logS 分布	93
B.25 2powPDE モデル【7】の logN-logS 分布	93
B.26 2powPLE モデル【8】の logN-logS 分布	93
B.27 2powMPDE モデル【9】の logN-logS 分布	94
B.28 2powMPLE モデル【10】の logN-logS 分布	94
B.29 LDDE モデル【11】の logN-logS 分布	94
B.30 LDDE モデル【13】の logN-logS 分布	94
B.31 1powPDE モデル【1】の binned-LF 分布	95
B.32 1powPLE モデル【2】の binned-LF 分布	95
B.33 1powMPDE モデル【3】の binned-LF 分布	95
B.34 1powMPLE モデル【4】の binned-LF 分布	95
B.35 2powPDE モデル【7】の binned-LF 分布	95
B.36 2powPLE モデル【8】の binned-LF 分布	95
B.37 2powMPDE モデル【9】の binned-LF 分布	96
B.38 2powMPLE モデル【10】の binned-LF 分布	96
B.39 LDDE モデル【11】の binned-LF 分布	96
B.40 LDDE モデル【13】の binned-LF 分布	96
B.41 1powPDE モデル【1】の数密度分布	97
B.42 1powPLE モデル【2】の数密度分布	97
B.43 1powMPDE モデル【3】の数密度分布	97
B.44 1powMPLE モデル【4】の数密度分布	97
B.45 2powPDE モデル【7】の数密度分布	97
B.46 2powPLE モデル【8】の数密度分布	97
B.47 2powMPDE モデル【9】の数密度分布	98
B.48 2powMPLE モデル【10】の数密度分布	98
B.49 LDDE モデル【11】の数密度分布	98
B.50 LDDE モデル【13】の数密度分布	98
B.51 1powPDE モデル【1】の CXB への寄与	99
B.52 1powPLE モデル【2】の CXB への寄与	99
B.53 1powMPDE モデル【3】の CXB への寄与	99

B.54 1powMPLE モデル【4】の CXB への寄与	99
B.55 2powPDE モデル【7】の CXB への寄与	99
B.56 2powPLE モデル【8】の CXB への寄与	99
B.57 2powMPDE モデル【9】の CXB への寄与	100
B.58 2powMPLE モデル【10】の CXB への寄与	100
B.59 LDDE モデル【11】の CXB への寄与	100
B.60 LDDE モデル【13】の CXB への寄与	100
B.61 1powPDE モデル【1】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	101
B.62 1powPLE モデル【2】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	101
B.63 1powMPDE モデル【3】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	101
B.64 1powMPLE モデル【4】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	102
B.65 2powPDE モデル【7】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	102
B.66 2powPLE モデル【8】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	102
B.67 2powMPDE モデル【9】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	103
B.68 2powMPLE モデル【10】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	103
B.69 LDDE モデル【11】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	103
B.70 LDDE モデル【13】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ピンごと、右図: 各光度ピンごと)	104
B.71 今回の FSRQ サンプルのフラックスと距離の関係 (黒点: 70ヶ月間カタログの FSRQ サンプル、赤点: 105ヶ月間カタログの FSRQ サンプル)	105
B.72 今回の FSRQ サンプルの光度と距離の関係 (黒点: 70ヶ月間カタログの FSRQ サンプル、赤点: 105ヶ月間カタログの FSRQ サンプル)	105
B.73 赤方偏移ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。	106
B.74 光子指数ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。図中の点線はガウシアンでフィッティングした結果である	106
B.75 光度ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。	106
B.76 105ヶ月間カタログでの FSRQ の $\log N$ - $\log S$ (赤線)。青線はこれを直線回帰したもので、緑線は 70ヶ月間カタログでの FSRQ の $\log N$ - $\log S$ 、黒線は 22ヶ月間観測での FSRQ の $\log N$ - $\log S$ 分布である [9]。	107
B.77 2powMPDE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。	108
B.78 2powMPDE モデルでの $\log N$ - $\log S$ 分布 (赤線)	109
B.79 2powMPDE モデルでの binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ $z = 0.0-0.3, 0.3-1.0, 1.0-2.0, 2.0-3.7$ のときのモデル曲線である	109
B.80 2powMPLE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。	109
B.81 2powMPLE モデルでの $\log N$ - $\log S$ 分布 (赤線)	110

B.82 2powMPLE モデルでの binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0-0.3, 0.3-1.0, 1.0-2.0, 2.0-3.7$ のときのモデル曲線である	110
B.83 2powMPLE モデルでの数密度分布	110
B.84 2powMPLE モデルでの数密度分布	110
B.85 LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。	111
B.86 LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での $\log N$ - $\log S$ 分布 (赤線)	112
B.87 LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0-0.3, 0.3-1.0, 1.0-2.0, 2.0-3.7$ のときのモデル曲線である	112
B.88 LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での数密度分布	113
B.89 2powMPDE モデルでの数密度分布	114
B.90 2powMPDE モデルでの数密度分布	114
B.91 LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での数密度分布	114
B.92 これは私が研究室に入ったときの集合写真である (2015 年)。前列真ん中で黒のジャケットを羽織っているのが私である。これからの研究室生活に期待を膨らませているのがこの顔から見てとれる。	117
B.93 去年撮られた集合写真である (2017 年)。私は後列右から 4 番目に立っているが、研究と就活によって疲労の色が出ているのがよく分かる。研究室の荒波のもまれていた真っ只中である。	117

第1章 序論

1.1 宇宙背景放射

宇宙には全天でほぼ一様に観測される電磁波が存在する。このような電磁波は宇宙背景放射と呼ばれ、マイクロ波からガンマ線までのエネルギー帯域で観測される。図 1.1 に電波からガンマ線までの背景放射のスペクトルエネルギー分布 (SED; Spectral Energy Distributions) の図を示す。

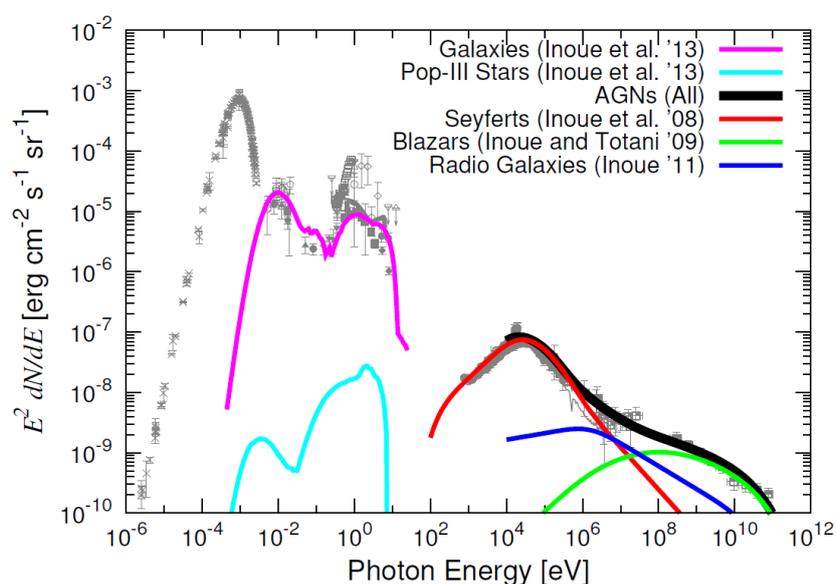


図 1.1: 宇宙背景放射の SED。横軸は電波領域からガンマ線領域までの光子のエネルギーを示す [1]

宇宙背景放射はその波長ごとに起源が異なるが、個々の天体からの放射によるものとそれ以外に二分される。宇宙背景放射のうちマイクロ波で観測されるものは、その起源が個々の天体ではないものの一つである。このマイクロ波の背景放射は宇宙マイクロ波背景放射 (CMB; Cosmic Microwave Background) と呼ばれ、ビッグバンの名残であると考えられている。

それに対し、可視光域で観測される背景放射 (COB; Cosmic Opticalwave Background) や X 線で観測される背景放射 (CXB; Cosmic X-ray Background) などの起源は個々の天体によるものだと考えられている。例えば COB は、観測されている全ての系外銀河の可視光の明るさを足しあわせた値とほぼ等しいと考えられており [3]、CXB もその起源が活動銀河核 (AGN; Active Galactic Nucleus) からであることが解析的に求められている [4]。現在のところ、マイクロ波以外の波長域では個々の天体からの放射の重ね合わせで宇宙背景放射がほぼ説明できると考えられている。(ただし、X 線や GeV 領域での背景放射には暗黒物質が

数%寄与しているとする考えもある。そのため、より詳しく個々の天体からの放射を考えることが、背景放射への寄与を考える上で重要となる。)

しかし、宇宙背景放射の起源は全波長域で解明されているわけではない。起源の分かっていない背景放射の一つが MeV ガンマ線背景放射である。数 keV~ 数十 keV 範囲の CXB の起源は AGN により説明できるが、現在の AGN モデルでは数百 keV 付近で指数関数的なカットオフがかかってしまうため、MeV 領域の背景放射を説明することができない。また観測精度の問題から MeV 領域の背景放射起源を直接観測することも難しく、長い間天文学の謎とされてきた。

現在、MeV ガンマ線背景放射の起源の候補として様々なモデルが考えられている。その一つが Ia 型超新星爆発である。これは、Ia 型超新星爆発中に鉄などの重元素が崩壊することにより発生したガンマ線が寄与している [5] というモデルである。しかし、Ia 型超新星爆発の爆発頻度を考えると、観測されている MeV ガンマ線背景放射の 10%程度しか説明できないため、十分ではない [6]。その他、MeV 程度の質量を持つダークマター同士の対消滅により発生したガンマ線が寄与しているという考えもある [7]。しかし、MeV 質量のダークマターが実際に存在するのかどうかは未だ分かっていない。

現在のところ、MeV ガンマ線背景放射の有力な起源として考えられているものは、

- (1) AGN コロナからの非熱的電子 [8]
- (2) ブレーザー天体 [9]

の2つである。図 1.2 は実際に観測された MeV ガンマ線背景放射のスペクトルと (1),(2) のモデルから予想される MeV ガンマ線背景放射のスペクトルを示したもので、従来の AGN のモデル (黒線) では説明できない MeV 領域のガンマ線背景放射をどちらのモデル (赤線・青線) も説明できているのが分かる。

AGN はその中心部付近に高温コロナと呼ばれる領域が存在し、この内部は数百 keV 程度の温度を持つ熱的電子で満たされていると考えられている。この熱的電子が上述した数百 keV 付近でのカットオフを引き起こすのだが、高温コロナ領域に熱的電子のほか非熱的電子も含まれていると仮定すると、熱的電子による数百 keV のカットオフを消滅させることができる。このモデルが (1) である。また、もしこのような非熱的電子が存在しているとする、AGN の高温コロナ内で太陽コロナと同じような磁気リコネクションが発生しているとも考えられている [8]。

対して (2) のモデルは、MeV 領域にエネルギーピークを持つブレーザー天体が背景放射に寄与していると考えたものである。このブレーザーとは AGN の一種で、特に X 線・ガンマ線で明るく輝いている天体である。ブレーザーについては次節にて詳しく述べる。

1.2 ブレーザー

上述した通り、ブレーザーは AGN の一種である。ここではまず AGN について記述する。

1.2.1 活動銀河核

銀河の中には、太陽系程度の狭い領域から銀河全体の放射を凌駕するほどの明るさで輝く天体を銀河中心に持つものが存在する。この中心天体が AGN である。現在考えられているモデルでは、AGN は図 1.3

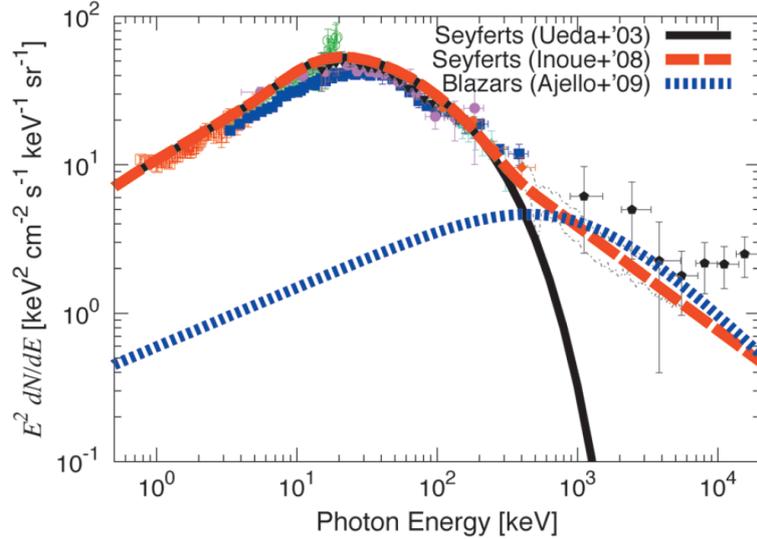


図 1.2: MeV ガンマ線背景放射のスペクトル。従来の AGN のモデル (黒線) では数百 keV でカットオフが
 かかり、MeV 領域の背景放射を説明できないが、AGN の非熱的電子放射を加えたモデル (赤線) とブレイ
 ザーからの寄与を考えたモデル (青線) では MeV 領域の背景放射を説明できる。[10]

のような構造をしている。すなわち、中心部に $10^6 M_{\odot} - 10^9 M_{\odot}$ ほどの大質量ブラックホールが存在し、そ
 の周りに降着円盤、高温コロナ、光学的に厚いプラズマトラスが存在する。また一部の AGN では中心か
 らジェットが吹き出ている。このジェットの速度は光速の 99%にも達し、長いものでは 100 万光年もの距離
 にわたってジェットが宇宙空間に伸びている。

AGN の特徴の一つとして、電波・可視光・X 線・ガンマ線などあらゆる波長域で放射が観測されること
 が挙げられる。各波長域における放射の主な物理過程はそれぞれ異なり、まとめると表 1.1 のようになる。

電波	ジェットと星間ガスの衝突により発生した高エネルギー電子によるシンクロトロン放射	
遠赤外線	AGN からの放射をトラスが吸収し、再放射したもの	
近赤外線・可視光	AGN からの放射によって電離された周辺ガスからの輝線	
紫外線	降着円盤からの黒体放射	
X 線	【電波の弱い AGN の場合】 降着円盤からの放射 (紫外線) が高温コロナ によって逆コンプトン散乱されたもの	【電波の強い AGN の場合】 高エネルギー電子の制動放射、磁場との相 互作用によるシンクロトロン放射
ガンマ線	ジェットによって加速・加熱された相対論的電子が他の電子や磁場などによりシンクロ トロン放射、逆コンプトン散乱されたもの	

表 1.1: AGN の各波長における放射の物理過程 [12]

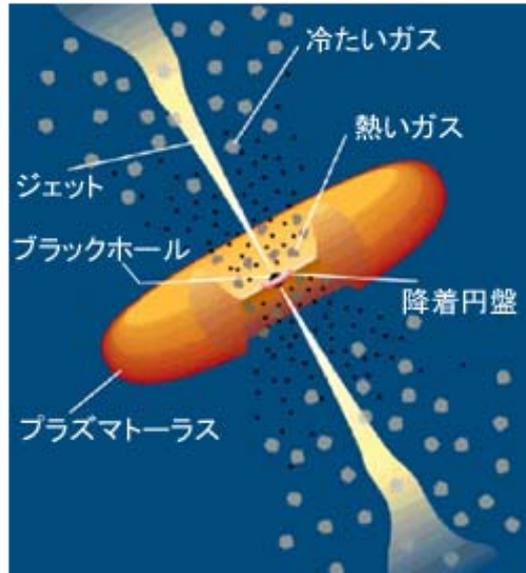


図 1.3: AGN の模式図 [11]。高温コロナは图中的熱いガス部分に対応する。

1.2.2 活動銀河核の分類

AGN は様々な観測結果によっていくつかの種族に分類されている。本研究の対象天体であるブレーザーもこの一つである。おおまかには、

1. 電波の強弱 (強弱の定量的な境界線については後述する)
2. 中心核から放射されるエネルギーの強度 (光度)
3. 輝線の有無

の判断基準によって AGN は分類される [13]。図 1.4 は AGN の分類図である。

まず、AGN の中でも電波域が暗いものはセイファート銀河と呼ばれる。セイファート銀河は可視光域に幅広い輝線が有る場合と無い場合によってセイファート I 型とセイファート II 型に分けることができ、前者が I 型、後者が II 型である。観測的には輝線の幅の大小によって分類される。

それに対して電波で明るい AGN は電波銀河と呼ばれ、セイファートに比べて 100 – 1000 倍程強い電波を放射している [12]。また電波銀河で特徴的なのは、図 1.5 のように銀河自体の大きさを遥かに超える電波ジェットという構造を持つことである。このジェットが地球の方向を向いているものがブレーザーに分類される。

ジェットは光速に近い速度で電波銀河の中心から放出しているため、このジェットを真正面から見ると相対論的ビーミング効果により光度が増幅される。そのためブレーザーは他の電波銀河に比べて、X 線やガンマ線も非常に明るく観測される。

また、ブレーザーは可視域での輝線の強弱によって更に Flat-Spectrum Radio Quasar (FSRQ) と BL Lac の 2 種類に分けることができる [15]。表 1.2 に両者の違いを記述する。またこの表 1.2 以外にも、FSRQ は BL Lac に比べて電波域でのスペクトルが平坦であるという違いもある。

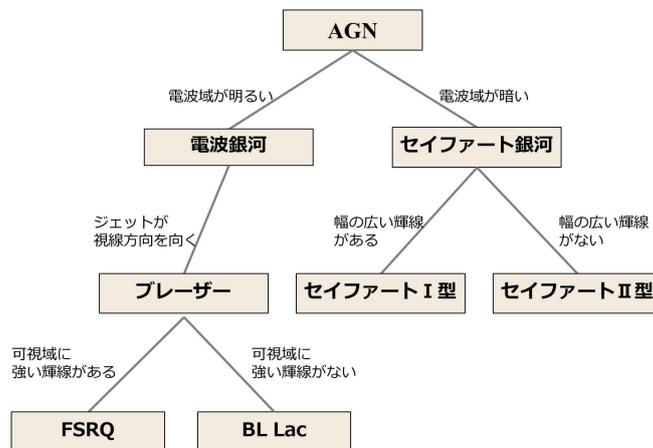


図 1.4: AGN の分類図

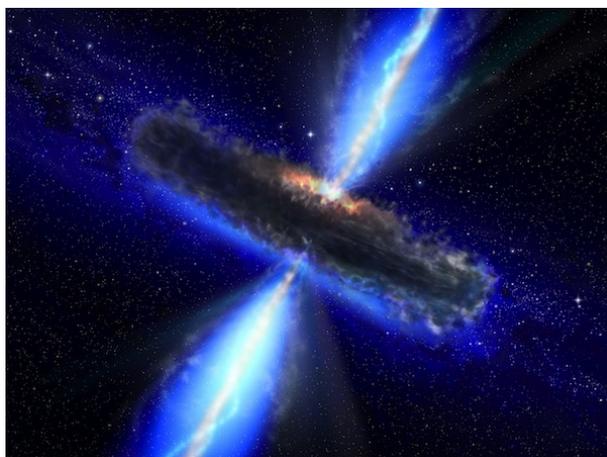


図 1.5: 電波銀河の予想図 [14]。中心から放出しているのが電波ジェットである

	FSRQ	BL Lac
輝線	可視光域の全ての輝線の等価幅が 5\AA 以上	可視光域のいくつかの輝線で等価幅が 5\AA 以下
光度	明るい	暗い
距離	遠方	近傍

表 1.2: FSRQ と BL Lac の違い

現在までの多波長観測により、ブレーザーの X 線からガンマ線までのスペクトルはジェットで加速された電子によるシンクロトロン放射と逆コンプトン散乱の 2 種類で構成されていることが知られている [16]。また、ブレーザーの光度が下がると、各スペクトル成分のエネルギーピークが高いエネルギー側にシフトすることが知られており [17]、これはブレーザーシークエンスと呼ばれている。図 1.6 にブレーザーのスペクトルを示している。図中には 5 つのスペクトルが描写されているが、このうち下側のスペクトルが BL Lac タイプのブレーザーを、上側のスペクトルが FSRQ タイプのブレーザーを示している。図中のスペクトルは二つのエネルギーピークを持っており、光度が明るくなればなるほど、つまり BL Lac から FSRQ に移行すればするほど、エネルギーピークが左に、つまりエネルギーの低い側へと遷移しているのが分かる。

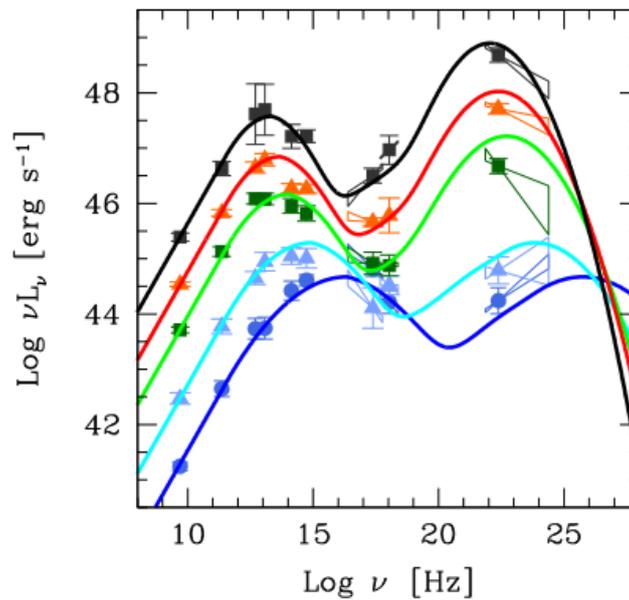


図 1.6: ブレーザーシークエンス [18] 図中の 5 つのスペクトルのうち、BL Lac は下側に近く、FSRQ は上側に近いスペクトルになる

1.2.3 セイファート銀河と電波銀河の定量的な区別

活動銀河核が電波域の強弱によりセイファート銀河と電波銀河に分類されることは上述したとおりだが、その定量的な境界線は定義されていない。過去の研究 [19] では以下のように電波域 (1.4GHz) と硬 X 線帯域 (14-195keV) のエネルギーフラックス密度の強度比 $R_{r,X}$ を求めることにより両者を定量的に分類する方法が提案されている。 $R_{r,X}$ は以下の式で表され、 ν は周波数を、 F_ν は単位周波数あたりのエネルギーフラックスを表している。

$$R_{r,X} = \frac{[\nu F_\nu]_{1.4\text{GHz}}}{F_{14-195\text{keV}}} \quad (1.1)$$

この過去の研究 [19] では、120 個のセイファート銀河と *Swift* 衛星の BAT 検出器で検出された電波銀河の $R_{r,X}$ を算出し、両者を比較したところ、 $R_{r,X} < 10^{-4}$ では主にセイファート銀河が、 $R_{r,X} > 10^{-4}$ では電波銀河が支配していた。図 1.7 はセイファート銀河と電場銀河での $R_{r,X}$ 値のヒストグラムである。これより $R_{r,X} = 10^{-4}$ を境界線とすることでセイファート銀河と電波銀河を分類することができる。

この分類法以外にも電波と可視光 (B バンド) の強度比から分類する方法もある [20]。

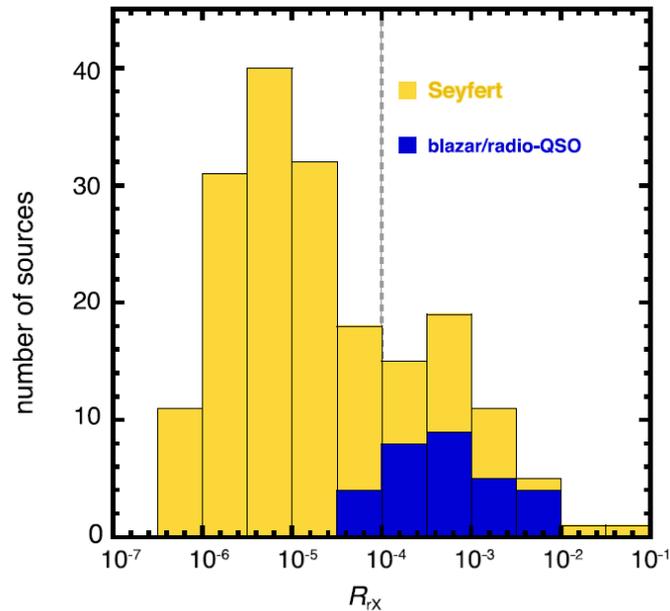


図 1.7: $R_{r,X}$ によるヒストグラム [19]。黄色がセイファート銀河、青が電波銀河を表しており、 $R_{r,X} = 10^{-4}$ を境に両者が分布していることが分かる。

1.3 過去の研究結果

ブレーザーの観測は現在も盛んに行われているが、未だ謎も多い。その一つがブレーザーの進化過程である。ブレーザーの中心部に存在する大質量ブラックホールはどのようにして形成されたのか、そこから放

出されているジェットは、ブラックホールの進化とどう関係しているかなどは、現在もなお不明である。

ブレーザーの進化過程を解明する一つの手がかりとして、ブレーザーの赤方偏移に対する数密度分布を理解することが重要である。数密度分布を理解するとブレーザーが遠方または近傍のどちらに多く分布しているかが分かる。宇宙空間において地球より遠い場所から来る光は、現在よりも昔に放射された光なので、例えばブレーザーが遠方に多く分布しているならば、ブレーザーは宇宙初期に多く生成されたと言え、ブレーザーの進化のタイムスケールが議論できる。そのためブレーザーの数密度分布から宇宙論的進化を議論することができる。

数密度分布を調べるためには光度関数を構築する必要がある。光度関数とは単位光度、単位赤方偏移あたりに含まれる天体数を表したものであり、光度と赤方偏移の2変数で表される。そのため光度関数を光度で積分すれば赤方偏移 z を変数とする天体数の関数を導くことができ、これをプロットすることで天体数の数密度分布図を作成できる。詳しくは第3章にて記述する。

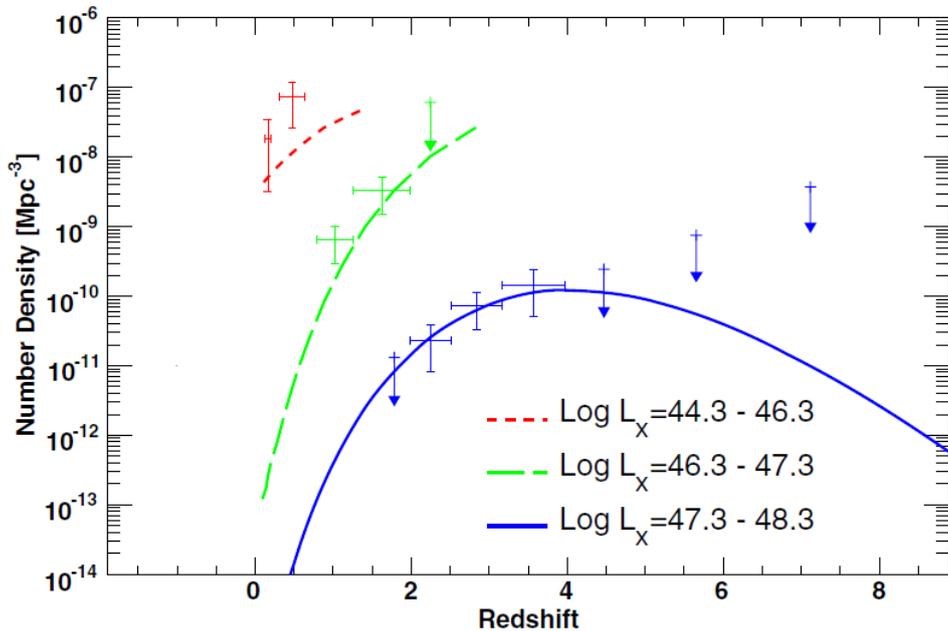


図 1.8: X 線 FSRQ サンプルの数密度分布 [9]。赤・緑・青の実線はそれぞれ X 線での光度が $\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3, \log_{10}L_X = 46.3 - 47.3, \log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$ のときの数密度分布を表す

ブレーザーの宇宙論的進化については X 線 FSRQ サンプルとガンマ線 FSRQ サンプルを用いた解析結果がそれぞれ 2009 年と 2012 年に報告されている。この先行研究では X 線、ガンマ線のサンプルからそれぞれの光度関数が構築されており、それを用いて数密度分布が導出されている。図 1.8 が X 線による観測結果からの FSRQ の数密度分布 [9]、図 1.9 がガンマ線による FSRQ の数密度分布 [22] である。これを見ると、X 線 FSRQ サンプルは $z = 4$ 付近に密度ピークを持つのにに対し、ガンマ線 FSRQ サンプルでは $z = 1 - 2$ で密度ピークを持っている。すなわち、同じ種族の天体をサンプルとしているにもかかわらず両者の結果は大きく異なっている。

またそれぞれの光度関数から FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与を見積もることができる。図 1.10

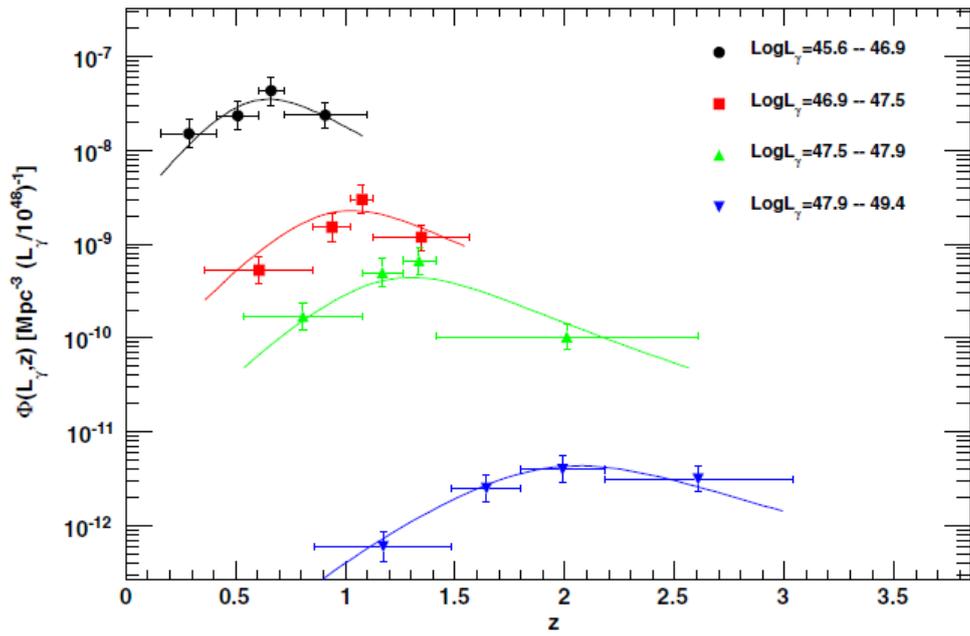


図 1.9: ガンマ線 FSRQ サンプルの数密度分布 [22]。黒・赤・緑・青の実線はそれぞれガンマ線での光度が $\log_{10}L_\gamma = 45.6 - 46.9, \log_{10}L_\gamma = 46.9 - 47.5, \log_{10}L_\gamma = 47.5 - 47.9, \log_{10}L_\gamma = 47.9 - 49.4$ のときの数密度分布を表す

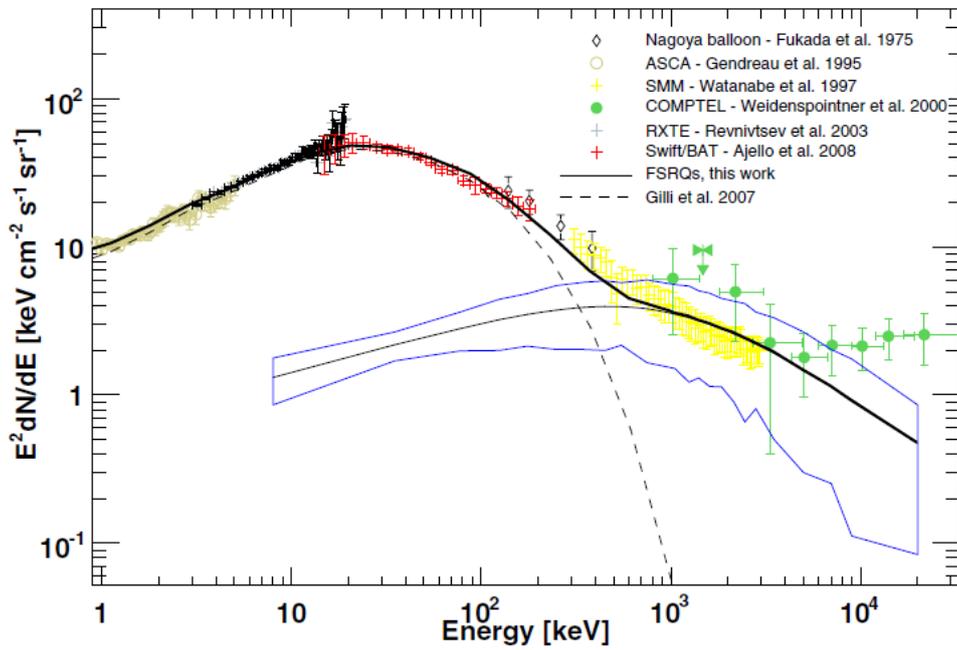


図 1.10: X 線 FSRQ サンプルの CXB への寄与 [9]。

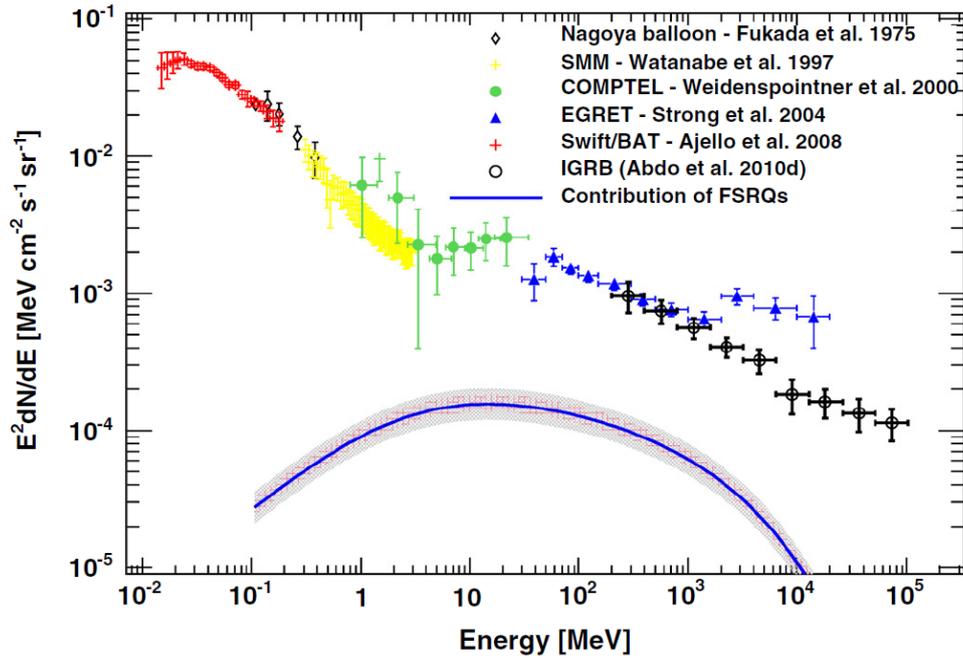


図 1.11: ガンマ線 FSRQ サンプルの CXB への寄与 [22]

と図 1.11 がその結果である。これを見ると、X 線 FSRQ サンプルを使用した場合 (図 1.10) では、MeV ガンマ線背景放射を FSRQ で説明することができるが、ガンマ線 FSRQ サンプルを使用した場合 (図 1.11) では、FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与は 10%程度となっており、これも両者の結果は異なっている。

しかしながら、先行研究のうち X 線 FSRQ サンプルを使用した解析結果には、サンプル数の少なさによる不定性の問題を抱えている。ガンマ線サンプルを使用した解析では *Fermi* 衛星が検出された FSRQ 天体 183 個をサンプルとしているのに対し、X 線サンプルは *Swift* 衛星が検出した FSRQ 天体 26 個をサンプルとしており、ガンマ線で解析した天体数の 1/7 程度しか FSRQ サンプルとして使用していない。そのため、この天体数の少なさによる不定性がガンマ線と X 線の結果が大きく異なった原因の 1 つではないかと考えられる。よって、X 線 FSRQ サンプル数をより増やして解析することが重要となってくる。

1.4 本研究の目的

上述のとおり、X 線 FSRQ サンプルを使用した過去の研究では使用したサンプル数が少ないため、結果に不定性を残してしまった可能性がある。そのため、より多くの FSRQ サンプルを使用すれば不定性は小さくなると予想される。よって本研究では、X 線天文衛星である *Swift* 衛星 BAT 検出器の最新データカタログを使用し、より X 線 FSRQ サンプルを増やして解析を行う。次章でも述べるが、この最新データカタログは *Swift* 衛星が計 70 ヶ月間観測した結果の全天体情報を記載しているもので、X 線 FSRQ の宇宙論的進化が報告された 2009 年当時と比べて観測時間が 3 倍ほど上昇しており、当時よりもより深い領域まで天体を検出している。この最新データカタログから FSRQ の光度関数を構築し、LogN-LogS 分布や数密度分布などを導出することで、過去の研究結果と比較しながらブレーザーの宇宙論的進化を探ることを目的と

する。また、構築した光度関数から X 線 FSRQ が MeV ガンマ線背景放射へどれほど寄与するかも見積り、X 線 FSRQ が MeV 領域の背景放射起源なのかどうか議論する。

第2章 *Swift*-BAT FSRQ サンプル

2.1 *Swift* 衛星

Swift 衛星はアメリカ・イギリス・イタリア・日本によって共同開発された X 線観測衛星で、ガンマ線バーストの検出とその残光観測を主な役目とする。ガンマ線バーストとはガンマ線領域で突発的に光り輝く天体現象であり、その詳しいメカニズムは未だ解明されていない。しかし、ガンマ線バースト後に X 線や可視光でガンマ線の残光を観測することができるため、ガンマ線バーストを解明する重要な手がかりとして、世界各国で観測・解析が行われている。これまで *BeppoSAX* 衛星や *HETE-2* 衛星などの観測により、ガンマ線バースト残光に関して多くの研究がなされてきたが、さらに多くの残光を精度良く観測するために開発されたのが *Swift* 衛星である。*Swift* 衛星は 2004 年 11 月 20 日に打ち上げられ、現在に至るまで約 13 年もの間、観測を続けている。*Swift* 衛星にはガンマ線イメージャー (BAT; Burst Alert Telescope)、X 線望遠鏡 (XRT; X-ray Telescope)、UV 可視光望遠鏡 (UVOT; UV/Optical Telescope) の 3 つの検出器が搭載されている。図 2.1 に *Swift* 衛星の概観図を示す。それぞれの検出器の役割は、約 2 ステラジアンという広い視野を持つ BAT が全天を常時モニターし、ガンマ線バーストを検出次第衛星をその到来方向へ向け、XRT と UVOT により X 線 (0.3~10keV) と可視・紫外線残光 (170~600nm) を観測するものである。これにより、ガンマ線バースト検出後のすばやい残光観測が可能となり、バースト直後の残光や増光などを観測することができる。今回の解析で使用したデータはこのうち BAT 検出器の観測データである。この BAT 検出器については次に詳しく説明する。

2.1.1 BAT 検出器

BAT 検出器には $4 \times 4 \times 2\text{mm}^3$ の大きさの CdZnTe 半導体が 32768 個敷き詰められており、一つ一つの素子がピクセルとして働く。BAT 検出器の大きな特徴の一つは 2 ステラジアンという広い視野を持つことであり、これは全天の約 1/6 を一度に観測できるほどの広さである。また、BAT が監視するエネルギー領域は 15 keV から 150 keV と比較的高いのも特徴である。しかし、このような硬 X 線は物質を透過する能力が非常に強いいため、集光鏡など反射・屈折を利用した撮像は難しい。そのため、BAT 検出器では coded mask という撮像装置を利用し、硬 X 線の撮像を行っている。

coded mask とは、X 線を透過しない金属板 (鉛タイル) を基盤の目に区切り、その半数に穴をあけたものである。図 2.3 の写真が製作中の *Swift* 衛星の coded mask である。穴の位置は一見ランダムに配置されているが、ある符号化規則に基づき配置されているので、X 線が coded mask を通過した後につくる影のパターンと既知のマスキパターンの相関をとることで、X 線の点源の位置を決定することができる [26]。しかし、硬 X 線のエネルギーが 150 keV を超えてくると coded mask をも透過してしまうため、撮像が難しく

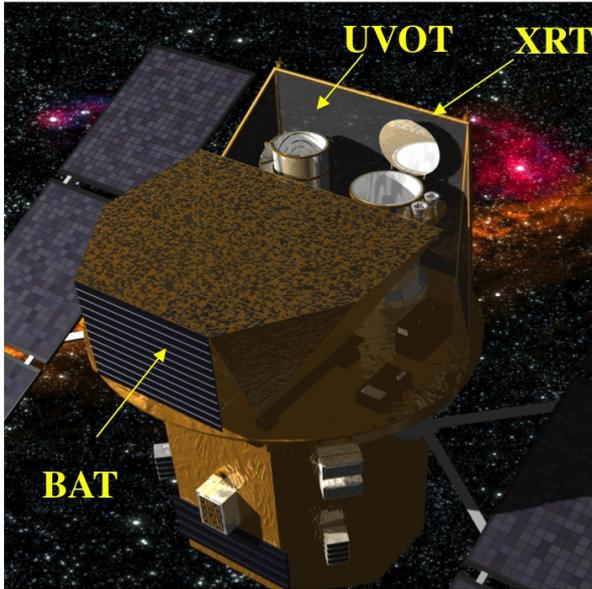


図 2.1: *Swift* 衛星全体図 [23]

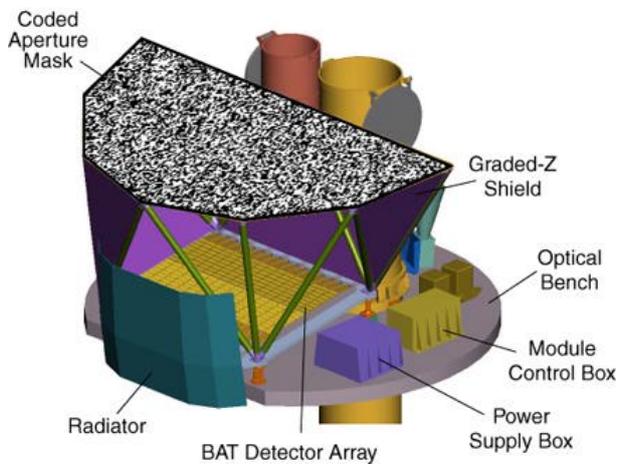


図 2.2: BAT 検出器のイメージ図。検出器上部に設置してあるモザイク状の部分が coded mask である。[24]



図 2.3: *Swift* 衛星の coded mask の開発風景 [24]。作業員の女性が手にしているのが、開発中の coded mask である。

エネルギー領域	15-150keV
エネルギー分解能	~5keV @60keV
検出面積	5240cm ²
視野	1.4sr (> 50%coded)
検出素材	CdZnTe 半導体 (CZT)
検出器素子	256 Modules of 128 elements/Module
検出器素子のサイズ	4.00 × 4.00 × 2.00mm ³
coded mask のセルサイズ	5.00 × 5.00 × 1.00mm ³ (Pb Tiles)
寸法	2.4m×1.2m×1.2m
望遠鏡 PSF	22arcmin(FWHM)
位置決定精度	1 arcmin から 3 arcmin

表 2.1: BAT の性能 [25]

なる。そのため、BAT 検出器自体は 150 keV 以上のエネルギーも観測できるが、以上の理由から BAT のエネルギー領域は主に 150 keV までとなっている。図 2.2 に BAT の概念図を、表 2.1 に BAT の各種パラメーターを示す。

BAT はガンマ線バーストを観測するのが主たる目的だが、ガンマ線バーストが発生していないときは、その広い視野を活かして硬 X 線での全天サーベイを行っている。これは現在硬 X 線帯域で最も深い全天観測であり、運用開始から 10 年以上経過した現在でもガンマ線バーストのみならず数々の硬 X 線天体を BAT は発見している。

2.1.2 Swift-BAT 70month catalog

BAT の全天サーベイにより見つかったガンマ線バースト以外の天体は”Swift-BAT all-sky hard X-ray survey” の source catalog に記載されている。2018 年 1 月 8 日時点でこのカタログの最新版は 70ヶ月間の観測結果を載せたカタログ [27] であり、計 1210 個の天体が記載されている (以降、本論文ではこのカタログを「BAT カタログ」と呼称する)。¹

この BAT カタログにはそれぞれの天体の名前や座標だけでなく、光子指数・エネルギーフラックス (14-195 keV)・SN 比などの情報も載っており、また天体のオンラインデータベースである NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) や the Set of Identifications, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data (SIMBAD) の情報を基にそれぞれの天体の赤方偏移の値も併せて記載している。NED とは NASA が系外天体の様々な電磁波のデータをまとめた情報サイトのことであり [29]、SIMBAD はランスのストラスブール天文データセンターによって維持管理されている太陽系外の天体の目録をまとめた情報サイトである [30]。

このカタログ上での天体のエネルギーフラックスは、BAT により得られた 14 keV から 195 keV の X 線スペクトルを powerlaw モデル ($F(E) = AE^{-\Gamma}$) でフィットし、得られたパラメータを用いて以下の計算式から求められている [31]。

$$\text{Flux} = \int_{14\text{keV}}^{195\text{keV}} AE^{-\Gamma} \times E dE \quad (2.1)$$

2.2 比較天体カタログ

本研究ではこの BAT カタログの情報を用いるが、この BAT カタログだけではどの天体が FRSQ かを判別することができない。そのため他のブレーザーカタログと比較し、天体を選別する必要がある。先行研究 [9] では、ブレーザーを選別するために BZCAT と CRATES の 2 つのカタログを用いていた。そのため本研究でも先行研究を踏まえ、この 2 つのカタログを使用し天体選別を行う。BAT カタログも含め、これら 3 つのカタログについては表 2.2 にそれぞれまとめている。

¹その後、2018 年 1 月 9 日に 105ヶ月間の観測結果を載せた最新版のカタログが公開された [28]。この 105ヶ月間観測のカタログを使用したときの結果については B.8 章にて記述する。

2.2.1 BZCAT カタログ

BZCAT カタログ [32] は多波長観測をベースとしたブレイザーのカタログである。今までに行われた電波や可視光・X線などのサーベイの結果からブレイザーだと判明している天体が載っており、最新版 [33] (Edition 5.0.0, January 2015) には 3561 個のブレイザーが記載されている。また BZCAT カタログでは、ブレイザーを FSRQ/BL Lac/タイプ不定型/BL Lac-Galaxy diminated (BZG) の 4 種類に分類している。BZG とは分類学上では BL Lac だが、銀河の放射が銀河核より支配的な天体である。図 2.4 に示しているのが BZCAT カタログが記載している天体が全天のどこに存在するかをハンメル図法で表したものである。この図中で赤点が BL Lac を、青点が FSRQ を、緑点がタイプ不定型のブレイザーを、黄色点が BZG を表している。これを見ると、天の川銀河の領域 (銀緯の小さいところ) 以外ではほぼ全天カバーしているのが分かる。天の川銀河領域で天体が少ないのは、天の川銀河からの放射により正確な観測が難しいことが影響している。

このカタログには天体の座標・赤方偏移・電波帯域 (1.4 GHz と 0.843 GHz) のフラックス密度・X線 (0.1-2.4 keV) のフラックス・ガンマ線 (1-100 GeV) のフラックスが載っている。また上述した 4 種類のブレイザータイプは、以下のような判断基準のもと各天体ごとに決定されている。

1. 1.4GHz または 0.84GHz の電波域で検出されているか
2. 可視光域でのスペクトルの形が既知のブレイザーのスペクトルと比べて同じか異なっているか
3. X線光度が 10^{43} erg/s に近い、またはそれ以上か
4. 1.4GHz から 5GHz までで計測されたスペクトルインデックス α ($F(\nu) \propto \nu^{-\alpha}$) の値が 0.5 に比べて大きい (これは FSRQ のみについての判断基準)
5. 電波での撮像の結果、活動銀河の形態として一つの核とジェットを有しているか

このブレイザータイプで FSRQ か BL Lac に分類されているブレイザーは、少なくとも電波・可視・X線で観測されている天体で、その種族がはっきりと分かっているものである。それに対し、電波などでの観測結果はあるが可視光スペクトルなどが十分に観測されていないブレイザーは、タイプ不定型に分類されているか、BZCAT に記載されていない。したがって BZCAT カタログはこれまでに検出された全ブレイザーを網羅しているわけではない。そのため、BAT カタログからブレイザーを選別する際に BZCAT カタログのみを使用するのは不十分である。よって、本研究では CRATES カタログを使用し追加比較を行った。

2.2.2 CRATES カタログ

CRATES カタログとは電波で観測された系外天体のうち、電波スペクトルが平坦 (スペクトルインデックスが $\alpha < 0.5$) な天体 (全 11131 個) を集めたカタログである [34]。CRATES カタログは、4.8 GHz のカタログである S5 カタログ [36]・Green Bank 6cm カタログ [37]・Parkes-MIT-NRAO survey カタログ [38] の 3 つのカタログを組み合わせるにより、ほぼ全天の範囲をカバーしている。また、超大型干渉電波望遠鏡群 (VLA; Very Large Array)、オーストラリアコンパクト電波干渉計 (ATCA; Australia Telescope

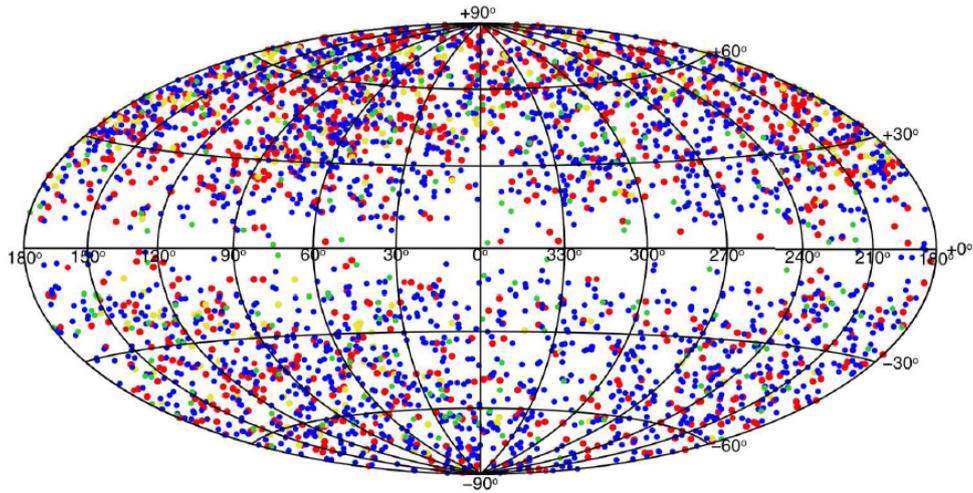


図 2.4: BZCAT カタログに載っている天体の全天マップ。赤点が BL Lac を、青点が FSRQ を、緑点がタイプ不定型のブレイザーを、黄色点が BZG を表している。[35]

Compact Array) の再プロセスデータなどを使用することにより、8.4 GHz における情報も併せて載せている。そのため、このカタログには 8.4 GHz と 4.8 GHz それぞれにおける、天体の座標・フラックス密度・スペクトルインデックスが記載されている。

CRATES カタログでは電波イメージを用いて、その形態から、P(=Point source)、S(=Short jet)、L(=Long jet)、D(=Double)、C(=Complex) の 5 つに天体を分類している。図 2.5 に示しているのは CRATES カタログにおける形態的分類のサンプルイメージであり、左から順に P,S,L,D,C の形態を示している。CRATES カタログでは全天体のうち、約 85%が P、約 9%が S または L、約 1%が D または C に分類されている。

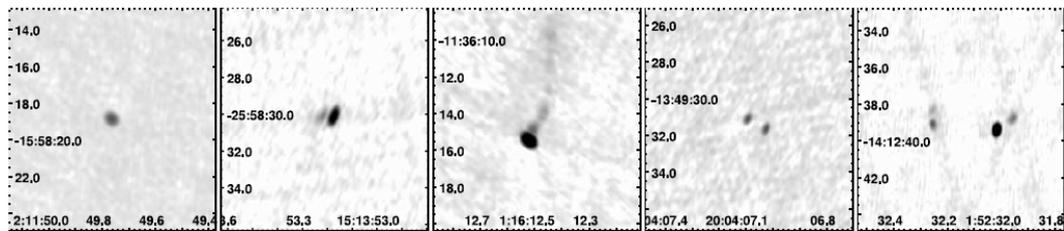


図 2.5: CRATES カタログにおける形態的分類のサンプルイメージ [34]。左から順に P,S,L,D,C の形態を示している

系外天体の電波カタログはこの CRATES カタログ以外にも存在するが、CRATES カタログでは電波スペクトルが平坦なものを集めているため、本研究にとっては有用である。なぜなら、この CRATES カタログからいくつかのスレッシュホールドを用いてブレイザー天体だと判断したものは、FSRQ のブレイザーであると考えられることができるからだ。本研究では CRATES カタログに載っているブレイザーは全て FSRQ タイプのブレイザーであると考え天体選別を行った。

	BAT カタログ	BZCAT カタログ	CRATES カタログ
カタログの内容	Swift 衛星が 70ヶ月間観測した全天カタログ	これまで観測されたブレーザー天体カタログ	電波スペクトルが平坦な系外天体カタログ
記載天体数	1210 天体	3561 天体	11131 天体
天体種族	様々 (銀河、ブレーザー、X 線連星など)	FSRQ/BLLac /Uncertain/BZG	種族上の分類分けなし

表 2.2: BAT カタログと 2 つの比較天体カタログ

2.3 天体選別

上述したとおり、BZCAT カタログと CRATES カタログを用いて 70month カタログから FSRQ を選別するが、BAT カタログの中には赤方偏移値が 0 となっているような、十分に観測されていない天体も含まれている。このような天体はそもそもどんな種族の天体なのか判別することが難しいため、今回は除外した。

2.3.1 BZCAT カタログを用いての天体選別

まず BZCAT カタログを用いて天体選別を行う場合だが、BAT カタログと BZCAT カタログに載っている天体の座標や赤方偏移の情報を比較することで、BAT カタログと BZCAT カタログの両方に記載されている天体を選出した。またブレーザーのタイプは、BZCAT カタログ上での分類をそのまま用いた。BZCAT カタログに記載されているが、そのブレーザータイプが不明または BZG のものについては今回は除外した。

定量的には Swift 衛星 BAT 検出器の点像関数 (PSF; Point Spread Function) の値を参考にし、座標 (赤経・赤緯それぞれ) が $\pm 0.3^\circ$ 以内で一致しているものは、同一天体であると判断した。ここで PSF とは理想的な点像が望遠鏡の光学系を通過したときに、望遠鏡の特性や品質などによって点像がどれほど拡散するか (どれほど像がボケるか) を表す。BAT 検出器の PSF は表 2.1 より $22 \text{ arcmin} (\approx 0.3^\circ)$ なので、観測した点光源は $\pm 0.3^\circ$ 程度像が広がっている。そのため BAT 検出器が特定した天体座標には $\pm 0.3^\circ$ の誤差が含まれる。以上のことから BZCAT カタログと比較する際、 $\pm 0.3^\circ$ 以内で一致する座標は同一座標であると判断した。

今回の選別では、Swift-BAT の天体のうち、座標が $\pm 0.3^\circ$ 以内で一致する BZCAT 天体が複数存在することはほぼ無かった。複数存在していたものは、一方の天体の赤方偏移値が 0 になっていたりと十分に観測されていない天体であったので、結果この座標選別では 1 個の BAT 天体に対応する BZCAT カタログ天体は 1 個のみとなった。また BAT 天体と対応する BZCAT カタログ天体の赤方偏移値も比較したが、両者が大きく異なることはなかった。

このような方法によって選別された天体のうち、銀緯 $\pm 15^\circ$ 以内に存在する天体は天の川銀河の放射による影響を受けるため、今回の対象天体からは除外した。最終的には BZCAT カタログをもとに、41 個の FSRQ と 27 個の BL Lac を BAT カタログから抜き出した。これは Swift 衛星の 22ヶ月間のデータを用いた先行研究 [9] での天体サンプル数 (FSRQ : 26 天体、BL Lac : 12 天体) と比較すると、約 2 倍のサンプルである。図 2.6 に BZCAT カタログを用いた場合の天体選別方法のチャート図を示す。

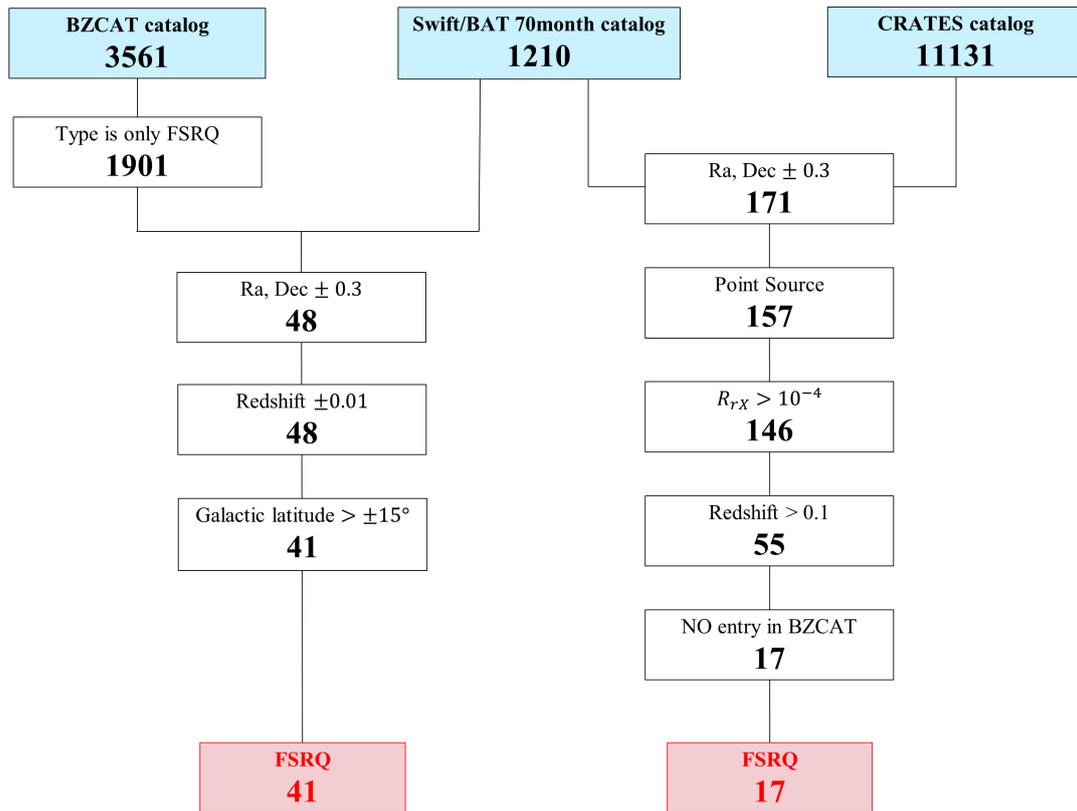


図 2.6: 天体選別のチャート図。青色のボックスは BAT カタログと比較天体カタログで、数字は記載されている全天体数を表す。また白色のボックスは天体選別条件で、数字はその段階での FSRQ 天体数を表す。

2.3.2 CRATES カタログを用いての天体選別

CRATES カタログは BZCAT カタログとは異なり、記載天体の種族情報は載っておらず、またブレーザー以外の天体も含まれている。そのため、BAT カタログと CRATES カタログの両方に記載されている天体を選別した後、ブレーザー以外の天体を除去した上で残った天体が本当にブレーザーかどうかを確認する必要がある。

まず BZCAT カタログでの天体選別と同様に、BAT カタログと CRATES カタログを比較して座標が $\pm 0.3^\circ$ 以内の天体は同じものであると判断し、両方のカタログに記載されている天体を選出した。次にここからブレーザーを選出するために、以下のような判断基準を設けた。

- (i) CRATES 上の形態的分類において、点源に分類されているもの
- (ii) 電波フラックスと X 線フラックスの比が $R_{tX} \geq 10^{-4}$ のもの
- (iii) 赤方偏移の値が 0.1 以上のもの

まず (i) についてだが、ブレーザー天体は活動銀河核から放出されるジェットが視線方向に向いているものであると考えられているため、点源として観測されるはずである。なので CRATES カタログ上での形態的分類で点源に分類されているものを選択した。だが、(i) の段階だけではブレーザーなどの電波銀河以外にもセイファート銀河なども含まれているので、電波域で暗い天体を取り除く必要がある。その方法としては式 1.1 の電波 (1.4GHz) と X 線 (14-195keV) のフラックス比 R_{rX} を比較する方法を用いる。これが (ii) の判断基準である。X 線のフラックスは BAT カタログの値をそのまま用いることができるが、CRATES カタログ上での電波フラックスは 4.8GHz での値なので、式 1.1 を適用するには 1.4GHz でのフラックスに変換しなければならない。変換方法は先行研究 [19] より、

$$[\nu F_\nu]_{1.4\text{GHz}} = \left(\frac{\nu_{1.4\text{GHz}}}{\nu_{4.8\text{GHz}}} \right)^{1-\alpha} [\nu F_\nu]_{4.8\text{GHz}} \quad (2.2)$$

として変換している。ここで式 2.2 中の α は非ブレーザータイプ AGN の電波スペクトルインデックスを仮定して 0.7 としている [19]。

最後に (iii) についてだが、CRATES カタログは電波域でのスペクトルが平坦な系外天体を集めたカタログであるので、ここに記載されているブレーザーは FSRQ であると判断している。そのため FSRQ の性質とは異なる天体は除く必要がある。今回は天体までの距離を判断基準として用いた。FSRQ は BL Lac などの他の電波銀河と比べても、とりわけ明るい天体であり、比較的遠方で観測されることが多い。なので、(ii) までの段階で CRATES カタログを用いて選別した天体のうち、近傍に存在する天体は FSRQ ではない可能性があると考え除外した。距離の指標を表すものとして赤方偏移の値が使えるが、定量的に距離の境界線を設定するために、BZCAT カタログを用いて抜き出した FSRQ 天体 41 個と BL Lac 天体 27 個の赤方偏移を用い、天体数のヒストグラムを作成してみた。図 2.7 がそのヒストグラムである。

ここで図 2.7 の赤方偏移の値は、BAT カタログの値を用いている。これを見ると、BL Lac は主に $z < 0.1$ のところで多く分布しているのに対し、FSRQ はより遠方に分布していることが分かる。そのため本研究

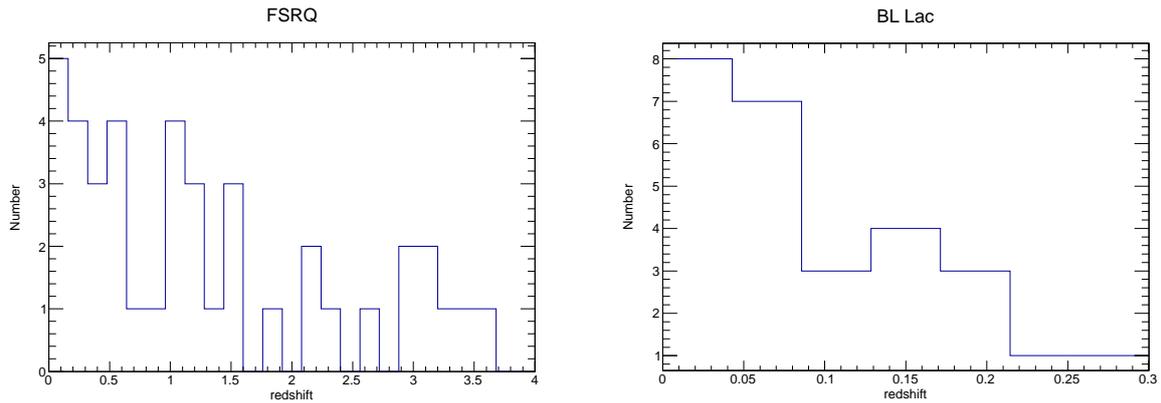


図 2.7: BZCAT カタログを用いて抜き出した FSRQ・BL Lac の各赤方偏移ごとの天体数

では距離の境界線を $z = 0.1$ に設定し、 $z < 0.1$ の天体は除外することにした。

以上の判断条件のもと選別された天体の中で、BZCAT カタログを用いて天体選別を行った結果得られた天体とは異なる天体は 17 個存在した。図 2.6 には CRATES カタログを用いた場合の天体選別方法のチャート図も示している。

しかし、上述したとおり CRATES カタログでは天体種族の情報が載っていないため、この段階では CRATES カタログから抜き出した 17 天体が全て FSRQ 天体であると完全に断定することはできない。そのため、この 17 天体が FSRQ なのかどうかを確認する必要がある。今回は CRATES カタログを用いて選別した 17 天体の赤方偏移・光度・光子指数における天体数の分布図を作成し、BZCAT カタログを用いて選別した 41 天体と比較することにより、CRATES カタログの 17 天体が FSRQ と言えるかどうか考察する。(以降、本論文中では BZCAT カタログを用いて選別した 41 個の FSRQ のことを「BZCAT 天体」、CRATES カタログを用いて選別した 17 個の FSRQ のことを「CRATES 天体」と呼称する)ここでは BZCAT 天体は全て FSRQ であると断定し比較している。

BAT カタログに記載されている X 線でのフラックス・光子指数の値と赤方偏移の値で比較すると図 2.8、図 2.9、図 2.10 のような結果になった。図 2.8 が赤方偏移ごとの天体数ヒストグラム、図 2.9 が光子指数ごとの天体数ヒストグラム、図 2.10 が光度ごとの天体数ヒストグラムであり、それぞれ赤線が CRATES 天体を、青線が BZCAT 天体のヒストグラムを示している。

まず図 2.8 を見てみると、BZCAT 天体は $z \sim 3$ まで幅広く分布しているが、CRATES 天体は主に $z < 0.5$ に分布が偏っているのが分かる。次に図 2.10 を見てみると、BZCAT 天体は $L = 10^{45.5}[\text{erg/s}]$ から $L = 10^{48.5}[\text{erg/s}]$ の範囲に多く分布しているのに対し、CRATES 天体はそれよりも暗い光度である $L = 10^{44.5}[\text{erg/s}]$ から $L = 10^{45.5}[\text{erg/s}]$ の間に多く分布している。これらの結果から、CRATES 天体は BZCAT 天体に比べて暗い天体が多く集合しており、その距離も BZCAT 天体に比べて近傍に分布していることが分かる。これら CRATES 天体が BZCAT 天体と異なる分布になっている結果は、CRATES 天体が FSRQ だと断定できないことを支持している。

また光子指数のヒストグラムについては、得られた図 2.9 の結果を以下のようなガウシアン^{2.3}の式でフィッティングを行い、BZCAT 天体・CRATES 天体それぞれの光子指数の平均 μ を算出した。

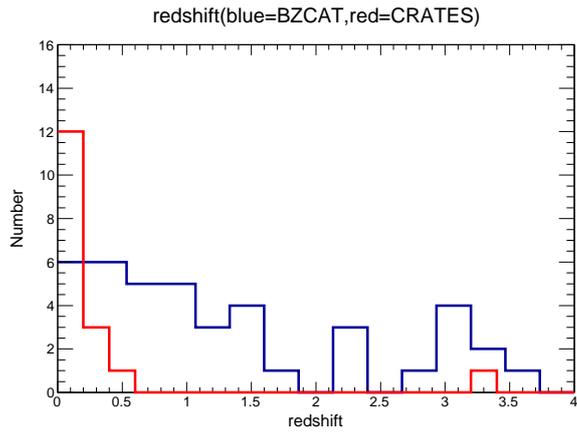


図 2.8: 赤方偏移ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。

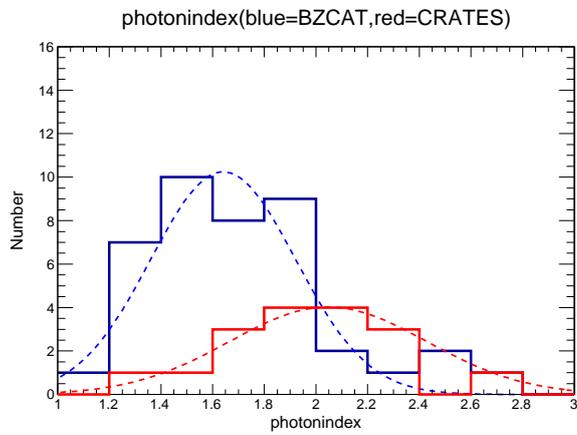


図 2.9: 光子指数ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。図中の点線はガウシアンでフィッティングした結果である

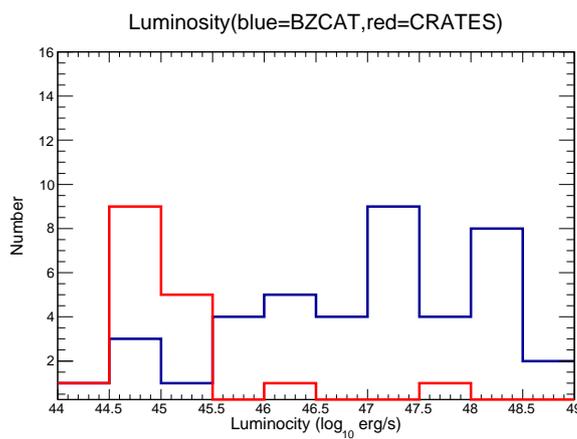


図 2.10: 光度ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。

$$f(x) = A \exp\left(-\frac{(x - \mu)^2}{2\sigma^2}\right) \quad (2.3)$$

この結果、BZCAT 天体の光子指数の平均 μ は 1.63、CRATES 天体の μ は 2.05 となった。ここで注目すべき点は、BZCAT 天体の光子指数の平均が 2 以下のところにあるのに対して、CRATES 天体は 2 付近のところ光子指数の平均があることである。前章でも述べたが、FSRQ と BL Lac はその SED の形が異なり、FSRQ の SED は BL Lac の SED を左にずらしたような形をしている。図 2.11 に示しているのは、図 1.6 から黒線と青線の SED を抜き出したものであり、ここでは青線が BL Lac の、黒線が FSRQ の代表的な SED を表している。また図中の赤い帯状の部分は X 線帯域の部分 ($\nu = 10^{17} \sim 10^{19}$ [Hz]) を示している。この図を見てみると、BL Lac では X 線帯域での SED は右下がりになっているが、対して FSRQ では SED は右上がりになっている。ここで SED の縦軸は放射のエネルギーの二乗に比例するので、光子指数が 2 だと SED 上では平坦な直線、すなわち傾き 0 の直線になる。よって X 線での場合、典型的には FSRQ の光子指数は 2 以下、BL Lac の光子指数は 2 以上となるはずである。実際 BZCAT を用いて抜き出した FSRQ と BL Lac の光子指数ごとのヒストグラムを作成し、式 2.3 のガウシアンでフィッティングしたところ、FSRQ の光子指数の平均は 1.7、BL Lac では 2.2 となっていた (図 2.12 を参照)。これから考えると、CRATES 天体が FSRQ だと考えるならその光子指数のピークは 2 以下の位置に来るべきである。しかし図 2.9 及びそのフィッティング結果から、CRATES 天体の光子指数が 2 以下となっているとは言えない。

以上の赤方偏移・光度・光子指数の比較による結果から、CRATES 天体は少なくとも FSRQ であるとは言えず、近傍に存在するその他の電波銀河である可能性が高い。よって今回の解析ではこの 17 個の CRATES 天体は X 線 FSRQ サンプルからは除外し、最終的には BZCAT カタログを用いて抜き出した FSRQ41 天体を今回の解析で使用する FSRQ サンプルとした。この 41 天体の座標・赤方偏移・フラックスなどの情報は付録の表 A.1 に記載している。また今回の全 FSRQ サンプルを全天マップにプロットしたものを図 2.13 に示す。

2.4 Sky-coverage 補正

本研究では上記の FSRQ41 天体から FSRQ 全体の分布などを調査するが、そのためには衛星の感度や観測時間、観測領域による影響を考慮する必要がある。今回用いた *Swift* 衛星は全天サーベイを行なっているが、とはいえ、全天を正確に同じ時間だけ観測した訳ではない。そのため空の異なる観測領域ごとに感度が異なる。特に検出感度ギリギリの明るさの天体は全天で一様に検出できるとは限らないため、 $\log N$ - $\log S$ や赤方偏移分布などを作るときには、衛星観測による影響を排除しなければならない。そこで行うのが sky-coverage 補正である。

sky-coverage とは、あるフラックスの天体を検出できる衛星の観測領域がどの程度の広さなのかを表したものである [39]。この sky-coverage が分かれば、あるフラックスでの観測領域は全天の何%に対応するかが分かるので、これ用いて衛星の観測領域の差による影響を取り除くことができる。

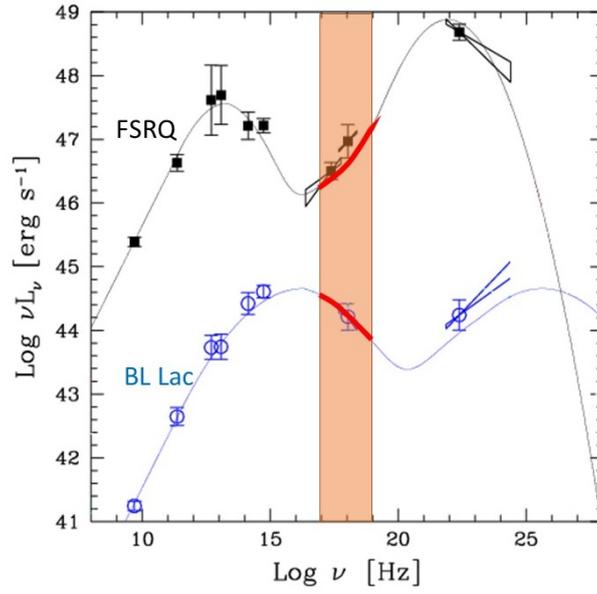


図 2.11: 図 1.6 の黒線と青線を抜き出した図。ここで図中の赤い帯状の部分は X 線帯域の部分を示し、この部分では FSRQ の SED は右上がりになっているが、BL Lac の SED では右下がりになっているのが分かる。(図中の赤線の部分)

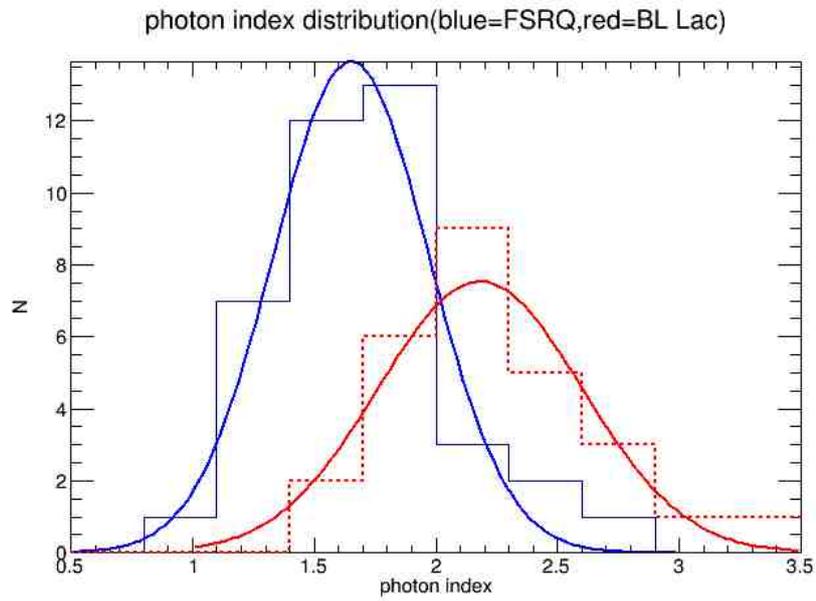


図 2.12: BZCAT カタログを用いて抜き出した FSRQ と BL Lac の光子指数ごとの天体数ヒストグラム。曲線は式 2.3 のガウシアンでフィッティングした結果

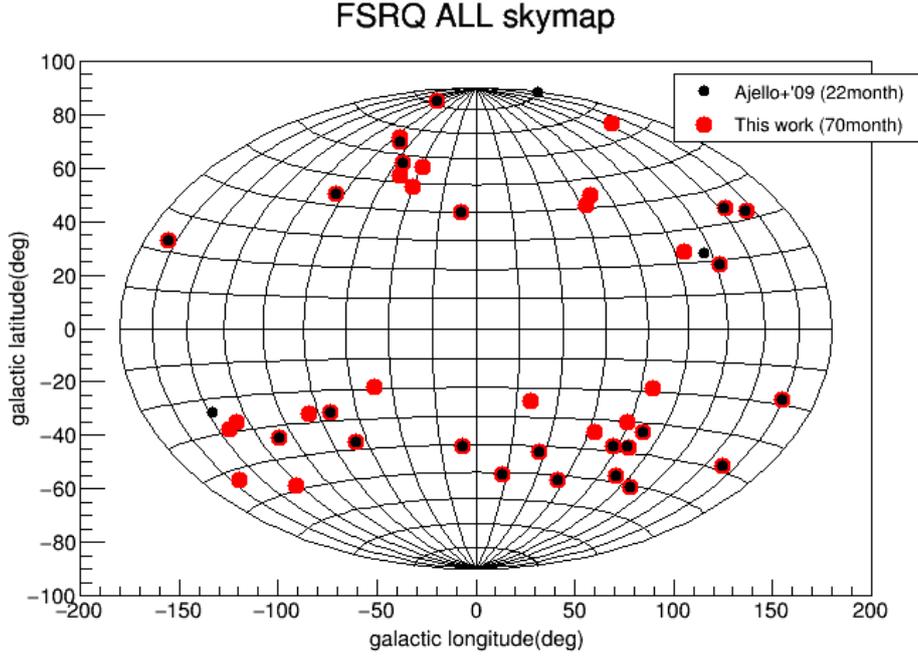


図 2.13: X 線 FSRQ サンプルの全天マップ。黒点が 22ヶ月間観測のデータを使っていた過去の FSRQ サンプル [9] に対し、赤点が今回の FSRQ サンプル

しかし、sky-coverage を構築するには、衛星が観測した領域をいくつかのブロックに区切り、各ブロックごとに検出感度を導出し最終的にそれらを足し合わせる必要がある。そのため、一から構築することは難しい。だが、既に同じ観測機器のある露光時間における sky-coverage が得られている場合は、露光時間の平方根に反比例して衛星の感度が良くなることを利用し、任意の露光時間における sky-coverage を構築することができる。実際に過去の研究 [40] ではこの方法を用いて Swift-BAT の 60ヶ月間観測した場合の sky-coverage を構築している。今回は、エネルギー帯域が 15keV から 55keV で、観測時間が 22ヶ月間の BAT 検出器の sky-coverage が既に得られているので [9]、これを利用する。露光時間が 22ヶ月間の場合の sky-coverage を $\Omega_{22\text{month}}(S)$ とし、今回求めたい 70ヶ月間の sky-coverage を $\Omega_{70\text{month}}(S)$ とすると、以下の計算により $\Omega_{70\text{month}}(S)$ が求められる。

$$\Omega_{70\text{month}}(S) = \Omega_{22\text{month}} \left(\sqrt{\frac{22}{70}} S \right) \quad (2.4)$$

図 2.14 に今回使用した 22ヶ月間の sky-coverage (図中の黒線) と式 2.4 で求めた 70ヶ月間の sky-coverage (図中の赤線) を示している。ここで横軸はフラックス (10^{12} erg/s/cm²) で左縦軸はそのフラックスでの Swift-BAT の観測領域を平方度 (deg²) で表したもので、右縦軸はその平方度が全天の何%に対応するかを表している。この図から 70ヶ月間の観測の場合では、フラックスが 10^{-11} [erg/s/cm²] 以上では全天のほぼ全てを観測できていると言えるが、それ以下のフラックスでは観測領域が減少し、例えば 6×10^{-12} [erg/s/cm²] のフラックスでは全天の半分以下の広さしか観測できていないことが分かる。またこの図より、先行研究である 22ヶ月間の観測では、検出限界が $\sim 7.3 \times 10^{-12}$ [erg/s/cm²] であるのに対し、70ヶ月間の観測では

$\sim 4.13 \times 10^{-12} [\text{erg/s/cm}^2]$ が検出限界となっているので、22ヶ月間の観測では検出されなかった暗い天体も、今回の観測では検出できることが確認できる。今回の解析では私達の銀河からの放射による影響を無視するために銀緯が $\pm 15^\circ$ 以内を排除しているが、その効果も図 2.14 の sky-coverage には含めている。そのため実際の全天の平方度は $41253 [\text{deg}^2]$ だが、sky-coverage の最大は $|b| < 15^\circ$ の領域を除いた約 $30000 [\text{deg}^2]$ になっている。

ただし、この sky-coverage は上述したとおりエネルギー帯域が 15keV から 55keV のものである。BAT カタログに記載されている天体のフラックス値は 14keV から 195keV でのエネルギー帯域での値なので、この sky-coverage を使うには、エネルギー帯域を 15keV から 55keV に合わせる必要がある。その変換式については 2.6 節にて述べる。

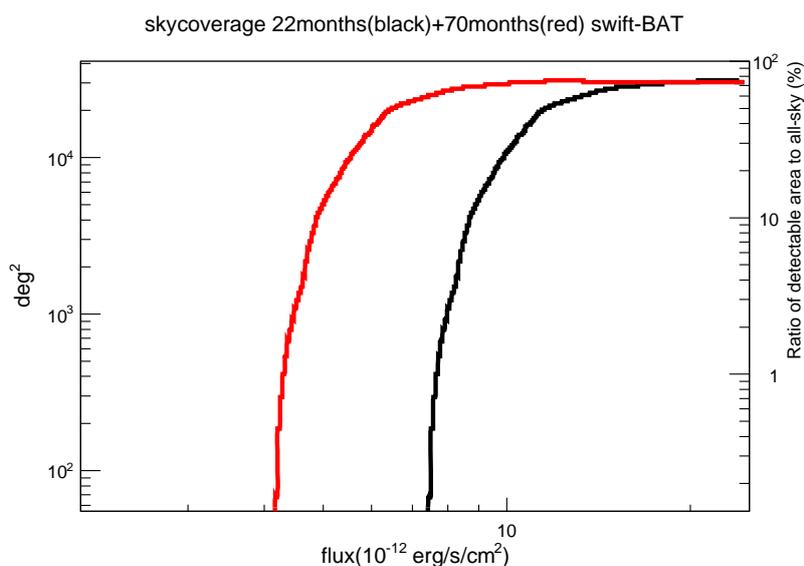


図 2.14: BAT の $15\text{--}55\text{keV}$ での sky-coverage。横軸がフラックス、左縦軸がそのフラックスでの観測範囲 (deg^2) を表し、黒線が 22ヶ月間観測の sky-coverage [9] で赤線が今回導出した 70ヶ月間観測の sky-coverage を表す。右縦軸は左縦軸の平方度が全天のうちの何%に対応するかを示している。

2.5 光度の算出方法

本研究ではブレーザーの宇宙論的進化の傾向を調査するために、天体のフラックス値や赤方偏移の値などを使用して様々な解析を行うが、その過程で天体の光度を算出する必要が出てくる。天体の光度は赤方偏移の値とフラックス値、光子指数の値を用いることにより算出できる。この節ではその算出方法について記述する。

一般的に光度 L はフラックス S と天体までの光度距離 D_L を用いて、

$$L = 4\pi D_L^2 S \quad (2.5)$$

とすることで求められる。光度距離については次節にて説明する。この式 2.5 中のフラックスは静止系での値であるが、今回対象とするブレイザーは非常に遠方に存在する天体のため、宇宙膨張によって天体は後退している。そのため衛星が観測したフラックスは静止系ではなく観測系での値になっているので、式 2.5 を観測系での形に変換する必要がある。一般に宇宙の大きさが α 倍になると、光の波長は α 倍に、周波数は $1/\alpha$ 倍になるため、観測系での波長 λ_{obs} と光のエネルギー E_{obs} は静止系での波長 λ_{rest} とエネルギー E_{rest} を用いて、

$$\lambda_{\text{rest}} \rightarrow \lambda_{\text{obs}} = \alpha \lambda_{\text{rest}} \quad E_{\text{rest}} \rightarrow E_{\text{obs}} = \frac{E_{\text{rest}}}{\alpha} \quad (2.6)$$

となる。ここで赤方偏移 z は定義より、静止系でのエネルギー E_{rest} と観測されたエネルギー E_{obs} を用いて、

$$z \equiv \frac{E_{\text{rest}} - E_{\text{obs}}}{E_{\text{obs}}} \quad (2.7)$$

となるので、式 2.6 を用いると、

$$\alpha = 1 + z \quad (2.8)$$

となる。よって観測系と静止系の関係を赤方偏移を用いて示すと以下ようになる。

$$E_{\text{obs}} \rightarrow \frac{E_{\text{rest}}}{1 + z} \quad (2.9)$$

すなわち、天体上で E_{rest} で放射されたエネルギーは、地球上で観測するときには宇宙論的效果により $1/(1+z)$ 倍低くなって観測される。後述するが、今回 15-55keV のエネルギー領域の FSRQ をサンプルとして使用する。このエネルギー領域では FSRQ のエネルギースペクトルが powerlaw モデルで近似できるので、FSRQ スペクトルは、

$$\frac{dN}{dE} = AE^{-\Gamma} \quad [\text{photons/s/keV}] \quad (2.10)$$

と定義できる。ここで Γ は天体の光度指数である。あるエネルギー E_1 から E_2 までの間の光度は、2.10 を用いて

$$L(E_1, E_2) = \int_{E_1}^{E_2} E \frac{dN}{dE} dE \quad (2.11)$$

となるので、これから

$$\begin{aligned} L(E_1, E_2) &= \int_{E_1}^{E_2} AE^{1-\Gamma} dE \quad (2.12) \\ &= \begin{cases} \frac{A}{2-\Gamma} (E_2^{2-\Gamma} - E_1^{2-\Gamma}) & (\Gamma \neq 2) \\ A(\log E_2 - \log E_1) & (\Gamma = 2) \end{cases} \quad (2.13) \end{aligned}$$

となる。今回の場合、観測されたフラックス S_{obs} から天体上での光度 L を求めるので、式 2.5 及び式 2.9 から

$$S_{\text{obs}}(E_1^{\text{obs}}, E_2^{\text{obs}}, z) = \frac{L((1+z)E_1^{\text{obs}}, (1+z)E_2^{\text{obs}}, z)}{4\pi D_L^2} \quad (2.14)$$

簡単のために $\Gamma \neq 2$ と仮定すると、上式は式 2.13 を用いて

$$S_{\text{obs}}(E_1^{\text{obs}}, E_2^{\text{obs}}, z) = \frac{1}{4\pi D_L^2} \times \frac{A}{2-\Gamma} \left(((1+z)E_2^{\text{obs}})^{2-\Gamma} - ((1+z)E_1^{\text{obs}})^{2-\Gamma} \right) \quad (2.15)$$

$$= \frac{A(1+z)^{2-\Gamma}}{(2-\Gamma)4\pi D_L^2} \left(E_2^{\text{obs}^{2-\Gamma}} - E_1^{\text{obs}^{2-\Gamma}} \right) \quad (2.16)$$

$$= \frac{(1+z)^{2-\Gamma}}{4\pi D_L^2} \times \frac{A}{2-\Gamma} \left(E_2^{\text{obs}^{2-\Gamma}} - E_1^{\text{obs}^{2-\Gamma}} \right) \quad (2.17)$$

$$= \frac{(1+z)^{2-\Gamma}}{4\pi D_L^2} \times L(E_1^{\text{obs}}, E_2^{\text{obs}}) \quad (2.18)$$

以上より、光度と観測系のフラックスの対応式を以下のように得ることができる。

$$L = 4\pi D_L^2 S \times (1+z)^{\Gamma-2} \quad (2.19)$$

すなわち、赤方偏移による影響も考慮すると式 2.5 の計算式と比べて $(1+z)^{\Gamma-2}$ 倍光度が変化する。

本研究ではこの式 2.19 を用いてフラックスを光度に変換するが、これえお用いるにはさらに天体までの光度距離 D_L を算出する必要がある。

2.5.1 光度距離

光度距離とは真の明るさが分かっている天体が、どのくらい暗く見えているかで定義される距離であり、赤方偏移 z と対応する [41]。光度距離は式 2.5 を用いて以下のように定義される。

$$D_L = \sqrt{\frac{L}{4\pi S}} \quad (2.20)$$

フラックスは単位時間・単位面積あたりを通過するエネルギーとして定義されるが、宇宙の膨張を考慮すると、エネルギーの式 2.6 のように $1/\alpha$ 倍になる。また同様に、単位時間も宇宙膨張により α 倍になってしまうので、フラックスは $\alpha^{-2} = (1+z)^{-2}$ 倍になる。ここで $A(r)$ が宇宙膨張により光が広がった領域の表面積だとすると、

$$S = \frac{L}{A(r)(1+z)^2} \quad (2.21)$$

となる。ここでロバートソン・ウォーカー計量と呼ばれる一様・等方膨張宇宙を表す計量の表現を使用すると、ロバートソン・ウォーカー座標での動経距離 r を用いて $A(r) = 4\pi r^2$ となるので、式 2.20 と式 2.21 から以下ようになる。

$$D_L = (1+z)r \quad (2.22)$$

ここで共動距離というものを考える。共動距離とは変動する座標系 (ここでは膨張する宇宙空間の観測系) とともに、その値が変動するような距離指標であり、赤方偏移 z と対応する。ロバートソン・ウォーカー計量の場合、共動座標 χ は曲率パラメーター K を用いて、

$$\chi = \int_0^r \frac{dr}{\sqrt{1 - Kr^2}} \quad (2.23)$$

となるので、これを計算することにより

$$r = \begin{cases} \frac{1}{\sqrt{K}} \sin(\sqrt{K}\chi) & (K > 0) \\ \chi & (K = 0) \\ \frac{1}{\sqrt{-K}} \sinh(\sqrt{-K}\chi) & (K < 0) \end{cases} \quad (2.24)$$

と、共動距離と動経距離の関係式を得ることができる。

ロバートソン・ウォーカー計量は

$$ds^2 = -cdt^2 + a(t)^2[d\chi^2 + r(\chi)^2 d\Omega^2] \quad (2.25)$$

のように書けるので、遠方の天体から光が届くとき、おのこの光に沿って $ds^2 = 0$ が成り立つから、光の進行方向を同経方向として光の経路に沿って $cdt = -ad\chi$ (ここでマイナス符号は、我々の場所を動経座標の原点としているので、光の進む時間に沿って時間の進む向きと動経座標の大きくなる向きが反対になっているため) が成り立つ。よって、光の経路に沿って積分すると、

$$\chi = \int_0^x d\chi = c \int_t^{t_0} \frac{dt}{a(t)} \quad (2.26)$$

ここでスケール因子 $a(t)$ は、時刻 t での宇宙の大きさを相対的に示す量である。またここでは現在の宇宙の時刻を t_0 と定義しているが、そのときのスケール因子を $a_0 \equiv a_0(t_0) = 1$ と定義すると、式 2.26 は $\dot{a} = da/dt$ を用いて、

$$\chi = c \int_a^1 \frac{da}{a\dot{a}} \quad (\because a(t) = a) \quad (2.27)$$

スケール因子 $a(t)$ を用いると、宇宙の膨張と共に動く共動座標上での実際の距離を表すことができる。例えば、ある二つの銀河間の共動座標の差 $\Delta\chi$ は時間が経過しても変わらないが、実際の距離は宇宙の膨張とともに変化する。その実際の距離 d を表すのにスケール因子が用いられ、以下のような

$$d(t) = a(t)\Delta\chi \quad (2.28)$$

よってハッブルの法則は、スケール因子を用いて表すと、

$$H(t)d = v = \dot{d}(t) = \dot{a}\Delta\chi = \frac{\dot{a}}{a}a\Delta\chi = \frac{\dot{a}}{a}d \quad (2.29)$$

となるので、ハッブルパラメーター $H(t)$ はスケール因子を用いて $H(t) = \dot{a}/a$ と表される。これを式 2.27 に代入して、

$$\chi = c \int_a^1 \frac{da}{a^2 H(a)} \quad (2.30)$$

ここで、スケール因子と赤方偏移には

$$1 + z = \frac{1}{a(t)} \quad (2.31)$$

の関係があるので、式 2.30 の変数を a から z に変換すると、以下ようになる。

$$\chi = c \int_0^z \frac{dz}{H(z)} \quad (2.32)$$

ハッブルパラメーターは密度パラメーター Ω_m と曲率パラメーター K 、宇宙定数 Ω_Λ 、ハッブル定数 H_0 を用いて、

$$H(z) = H_0 \sqrt{(1+z)^3 \Omega_m + \Omega_\Lambda - (1+z)^2 K} \quad (2.33)$$

と表すことができる。今回は簡単のために、 $\Omega_m = 0.3$ $\Omega_\Lambda = 0.7$ とすると、曲率パラメーターは $K = 1 - \Omega_m - \Omega_\Lambda$ から $K=0$ になり、

$$\chi = \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz}{\sqrt{0.3(1+z)^3 + 0.7}} \quad (2.34)$$

となる。式 2.24 より $K=0$ のとき $r = \chi$ なので、光度距離 D_L は式 2.22 から以下ようになる。

$$D_L = \frac{c(1+z)}{H_0} \int_0^z \frac{dz}{\sqrt{0.3(1+z)^3 + 0.7}} \quad (2.35)$$

こうして光度距離を赤方偏移 z で表すことができた。これにより式 2.19 と式 2.35 を用いることで、天体の赤方偏移・光度指数・フラックスから天体の光度を求めることができる。今回は、ハッブル定数の値を $H_0 = 70 \text{kms}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ としている。上記の計算式から今回の FSRQ サンプルの各フラックスを光度に変換し、赤方偏移と共にプロットしたものが図 2.16 である。図 2.15 は各天体のフラックスと赤方偏移のプロットである。

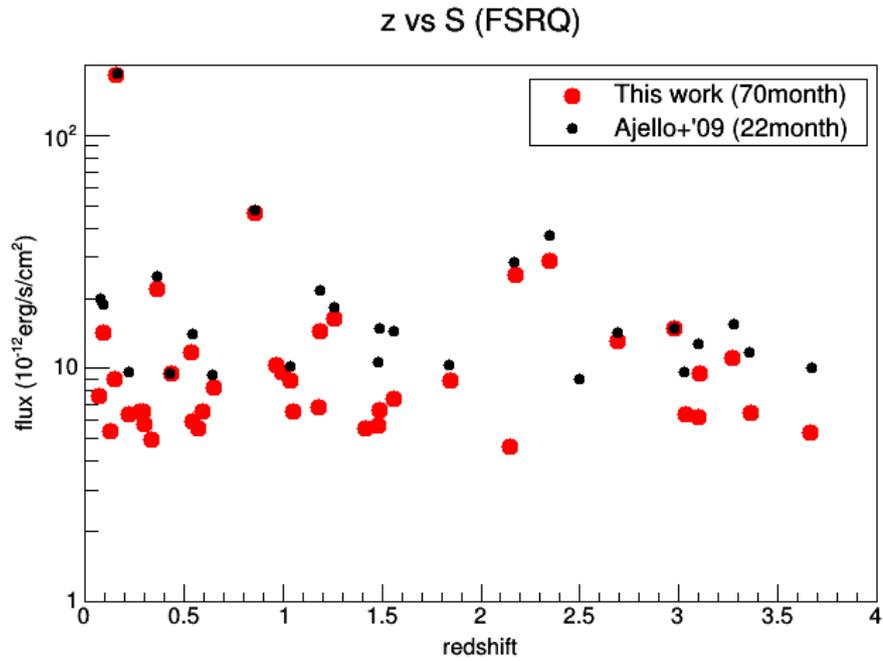


図 2.15: X 線 FSRQ サンプルのフラックスと赤方偏移のプロット、黒点が 22ヶ月間観測のデータを使っていた過去の FSRQ サンプル [9] に対し、赤点が今回の FSRQ サンプル

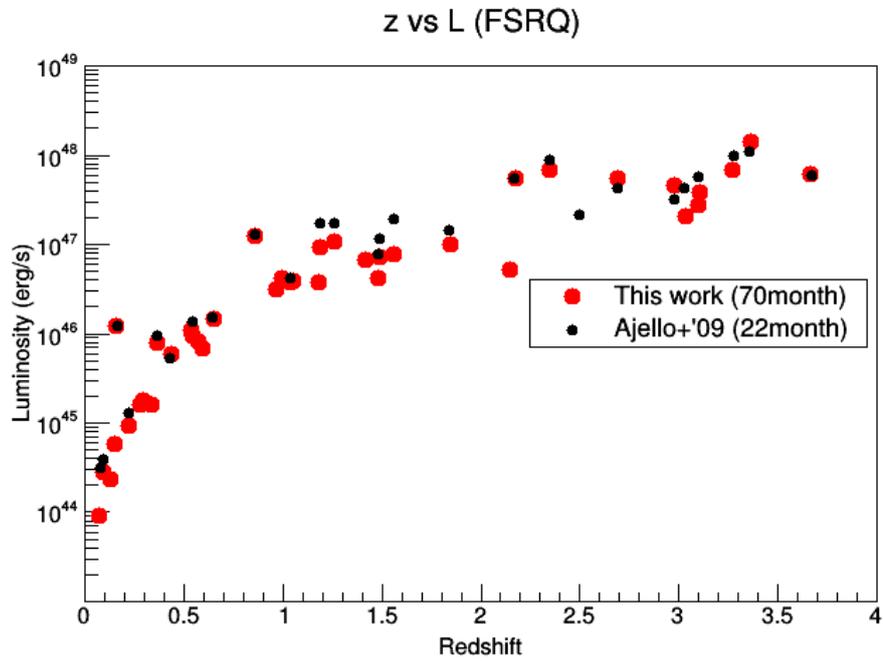


図 2.16: X 線 FSRQ サンプルの光度と赤方偏移のプロット、黒点が 22ヶ月間観測のデータを使っていた過去の FSRQ サンプル [9] に対し、赤点が今回の FSRQ サンプル

2.6 エネルギー帯域の変更— $F_{14-195\text{keV}}$ から $F_{15-55\text{keV}}$ への変換

本研究では BAT カタログを使い、FRSQ の密度分布等を導出し、22month カタログを使用していた先行研究 (Ajello et al 2009) と結果を比較するが、この先行研究は 15-55keV のエネルギー帯域を使用している。この帯域しているのは 50keV 以上では BAT のバックグラウンド成分が支配的となることが報告されているからである [42]。しかし、BAT カタログに載っている天体のエネルギーフラックスは 14-195keV の帯域での値なので、これを 15-55keV の帯域に変換して使用する必要がある。

BAT カタログに載っている天体の 14keV から 195keV までのフラックスは式 2.1 のように single powerlaw を仮定した SED を積分することで求められているので、15-55keV のフラックスも同様に以下のように求められる。

$$F_{15\text{keV}-55\text{keV}} = A \int_{15\text{keV}}^{55\text{keV}} E^{-\Gamma} \times E dE \quad (2.36)$$

式 2.1 より、比例定数 A は、

$$A = \frac{F_{14\text{keV}-195\text{keV}}}{\int_{14}^{195} E^{1-\Gamma} dE} \quad (2.37)$$

であるので、これより $F_{14\text{keV}-195\text{keV}}$ は $F_{14\text{keV}-195\text{keV}}$ と光子指数 Γ を用いて以下のように書ける。

$$F_{15\text{keV}-55\text{keV}} = \frac{\int_{15}^{55} E^{1-\Gamma} dE}{\int_{14}^{195} E^{1-\Gamma} dE} F_{14\text{keV}-195\text{keV}} \quad (2.38)$$

よって式 2.38 から、14-195keV のフラックスを 15-55keV のフラックスに変換できる。

B32;278;0c

第3章 宇宙論的進化

本研究では主に X 線 FSRQ の光度関数を構築することにより、その宇宙論的進化について議論するが、その他 $\langle V/V_{max} \rangle$ 解析と $\log N$ - $\log S$ 分布からも X 線 FSRQ の宇宙論的進化についても議論した。詳しくは戸田卒論 (2016 年) の 3.3 章に記載している。 $\langle V/V_{max} \rangle$ 解析とは、地球からある光度 L の天体までの空間体積 V と、その光度 L の天体が観測できる最大領域の体積 V_{max} の比 V/V_{max} の全天体での平均値によって宇宙論的進化の傾向を調べる方法で、天体が遠方に分布している場合 V/V_{max} は 0.5 より大きくなり、近傍に分布していれば 0.5 より小さくなる。また $\log N$ - $\log S$ 分布とはあるフラックス S より明るい天体の個数 $N(> S)$ をそのフラックスごとに両対数プロットしたもので、天体が遠方に分布している場合はその傾きが -1.5 よりも急になる。近傍に分布している場合は -1.5 より緩やかとなる。

表 3.1 が $\langle V/V_{max} \rangle$ 解析と $\log N$ - $\log S$ 分布の結果で、図 3.1 が今回の $\log N$ - $\log S$ とそれを直線回帰した結果である。(また各天体における V/V_{max} 値については付録 A に記載している) これを見ると、FSRQ は $\langle V/V_{max} \rangle$ の値が 0.5 より大きく、 $\log N$ - $\log S$ の傾きも -1.5 より急である。よって FSRQ はどちらかといえば遠方により分布していることになるが、 $\langle V/V_{max} \rangle$ の値も $\log N$ - $\log S$ の傾きも一様分布のときの値 ($\langle V/V_{max} \rangle = 0.5, \beta = -1.5$) と比べてそれほど有意に離れているとは言えない。また、 $\langle V/V_{max} \rangle$ 解析や $\log N$ - $\log S$ 分布からは、実際に X 線 FSRQ がどの位置に (どの赤方偏移のところ) に分布しているかは分からない。よって光度関数を用いたより詳細な解析が必要となる。

3.1 光度関数

光度関数とは、ある光度あたり、ある共動体積あたりに含まれる天体数を光度と赤方偏移を変数として表した関数である。共動体積は 3.1.4 節にて説明する。よって、ある共動体積 dV 中に含まれる、光度が L から $L + dL$ の間にある天体数 N は光度関数 $\Phi(L, z)$ を使うと以下のように表せれる。

$$N = \Phi(L, z)dLdV \quad (3.1)$$

この光度関数から、天体の各赤方偏移あたりにどのような明るさの天体は何個あるかを求めることができるので、観測結果からその天体の光度関数モデルを構築し天体の数密度分布の様子を調べることで、天体の宇宙論的進化の傾向をより詳しく知ることができる。

本研究では、光度関数として既に提唱されている 9 つのモデルを用意し、それぞれの光度関数と実データをフィットさせ、KS(Kolmogorov-Smirnov: コルモゴロフ-スミルノフ) 検定を行うことで、FSRQ の光度関数を導出した。また導出された光度関数から FSRQ のいくつかの分布図を求め、実データと導出した光度関数に矛盾がないか確認する。今回は光度関数から赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分

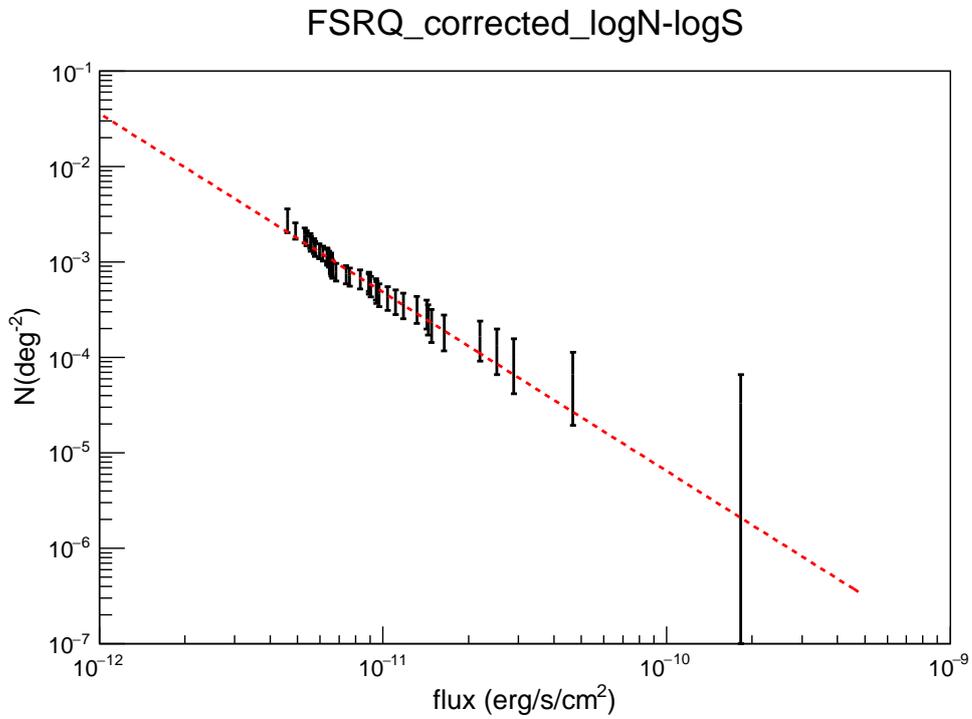


図 3.1: logN-logS (黒線) とフィッティング結果 (赤点線)

表 3.1: $\langle V/V_{max} \rangle$ 解析の結果と logN-logS の傾き。比較のために先行研究の結果 [9] も記載している

サンプル	$\langle V/V_{max} \rangle$	β	天体サンプル数
FSRQ (22month)	0.728 ± 0.056	2.077 ± 0.269	26
FSRQ (70month)	0.52 ± 0.05	1.87 ± 0.07	41

Notes.

(70month) は今回の解析結果、(22month) は先行研究の 22ヶ月間観測で解析結果 [9] である。

布を導出し、実データと大きく異なっていないかを確認した。これらの分布図の導出方法については後述する。光度関数を今回の X 線 FSRQ サンプルから構築するまでの流れをまとめると図 3.2 のようになる。



図 3.2: 光度関数構築までの流れ

光度関数の基本形としてはまず、 $z = 0$ のときに

$$\Phi(L_X, z = 0) = \frac{A}{L_*} \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{-\gamma_1} \quad (\text{ただし、} L_* = 10^{44}) \quad (3.2)$$

と光度に対して single-powerlaw モデルを仮定したものが存在する。しかしこのモデルでは低光度側まで観測が十分に行われていない場合、低光度側の天体数を過大評価してしまう恐れがある。そのため broken-powerlaw を仮定した、

$$\Phi(L_X, z = 0) = \frac{A}{\ln(10)L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} \quad (3.3)$$

の形となる光度関数モデルが提案されている [4][45]。この基本形の光度関数に赤方偏移に依存する項 (進化項 $e(z)$) をかけることにより、ある赤方偏移・光度での光度関数となる。どのような進化項を使用するかは天体の進化の様子に応じて異なり、現在までに様々なモデルが提案されている。今回の研究では大きく分け

て PDE(Pure Density Evolution) モデル、PLE(Pure Luminosity Evolution) モデル、LDDE(Luminosity-Dependent Density Evolution) モデルの 3 種類のモデルを用いて解析を行った。

3.1.1 光度関数モデル

まず PDE(Pure Density Evolution) モデルについてだが、これは赤方偏移とともに天体の密度が進化するモデルである。進化項の形は

$$e(z) = (1+z)^k \quad (3.4)$$

となる。PDE モデルは進化項が密度に関係するので、これを式 3.2、3.3 で表した光度関数にかけて、

$$\Phi(L_X, z) = \Phi(L_X, z=0) \times e(z) \quad (3.5)$$

光度関数の基本形 $\Phi(L_X, z=0)$ として式 3.2 を用いたものを 1powPDE、式 3.3 を用いたものを 2powPDE と呼称すると、各光度関数の形は、

$$\begin{aligned} \Phi(L_X, z) &= \frac{A}{L_*} \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{-\gamma_2} \times (1+z)^k \quad (1\text{powPDE}) \\ \Phi(L_X, z) &= \frac{A}{\ln(10)L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} \times (1+z)^k \quad (2\text{powPDE}) \end{aligned} \quad (3.6)$$

となる。これが PDE モデルの光度関数である。対して PLE(Pure Luminosity Evolution) モデルは赤方偏移とともに天体の光度のみが進化するというモデルであり、進化項自体は PDE と同じ式 3.4 であるが、PDE モデルとは異なり、進化項と光度が関係する。そのため光度関数の式は、

$$\Phi(L_X, z) = \Phi\left(\frac{L_X}{e(z)}, z=0\right) \quad (3.7)$$

となる。PDE モデルと同様に式 3.2 を用いたものを 1powPLE、式 3.3 を用いたものを 2powPLE と呼称すると、各モデルは、

$$\begin{aligned} \Phi(L_X, z) &= \frac{A}{L_*} \left(\frac{L_X}{L_*(1+z)^k} \right)^{-\gamma_2} \quad (1\text{powPLE}) \\ \Phi(L_X, z) &= \frac{A}{\ln(10)\frac{L_X}{(1+z)^k}} \left[\left(\frac{L_X}{L_*(1+z)^k} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_*(1+z)^k} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} \quad (2\text{powPLE}) \end{aligned} \quad (3.8)$$

となる。

進化項のベキ k は今ここでは定数であるため、これらのモデルは赤方偏移に対してある一定のベキで進化する。それに対して進化項のベキを赤方偏移に依存させるモデルも存在しており、このときの進化項の形は

$$e(z) = (1+z)^{k+\gamma z} \quad (3.9)$$

となる。この式 3.9 を同様に PDE,PLE モデルに適用した MPDE,MPLE(modified-PDE/PLE) モデルも本研究では使用し、式 3.6、3.8 と同様に 1powMPDE、1powMPLE、2powMPLE、2powMPDE とした。

しかしながら、PDE,PLE モデルは AGN の宇宙論的進化を表すモデルとして不十分な場合がある。過去、Seyfert 銀河をサンプルとした先行研究 [4] では PDE/PLE モデルを用いて光度関数モデルを構築したが、 $z > 0.8$ の領域で実データとモデルの間に説明できないほどの差が発生した上、得られた光度関数から 2-10keV での X 線背景放射 (CXB; Cosmic X-ray Background) の寄与を見積もると、観測された値よりも過大評価してしまう結果となった。

このように PDE,PLE モデルは、観測結果と一致しない場合がある。その代わりに用いられている光度関数モデルが LDDE(Luminosity-Dependent Density Evolution) モデルである。LDDE モデルは以下の関数式で表される。

$$\Phi(L_X, z) = \frac{A}{\ln(10)L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} \left[\left(\frac{1+z}{1+z_c(L_X)} \right)^{p_1} + \left(\frac{1+z}{1+z_c(L_X)} \right)^{p_2} \right]^{-1} \quad (3.10)$$

(ただし、 $z_c(L_X) = z_c \left(\frac{L_X}{10^{45}} \right)^\alpha$)

すなわち、光度関数の基本形のうち broken-powerlaw である式 3.3 に進化項として

$$\left[\left(\frac{1+z}{1+z_c(L_X)} \right)^{p_1} + \left(\frac{1+z}{1+z_c(L_X)} \right)^{p_2} \right]^{-1}$$

をかけたものである。この進化項は $z = z_c$ でブレイクを持つ broken-powerlaw モデルだが、 z_c が X 線光度 L_X に依存するため、LDDE 全体としては、赤方偏移と光度の両方が変化しながら進化するという形になっている。本研究では上記に述べた 9 つのモデル (1powPDE、1powPLE、2powPDE、2powPLE、1powMPDE、1powMPLE、2powMPDE、2powMPLE、LDDE) を用いて X 線 FSRQ を表すのに適した光度関数を構築する。これらのモデルについては図 3.3 にまとめる。本論文では、1powPDE、1powPLE、1powMPDE、1powMPLE をまとめて 1powerlaw 光度関数モデル、2powPDE、2powPLE、2powMPDE、2powMPLE をまとめて 2powerlaw 光度関数モデルと呼称する。

3.1.2 最尤法

上記の 9 つの光度関数モデルには値の分かっていないパラメータがあるため、X 線 FSRQ サンプルの実データ (光度・赤方偏移) からこれらのパラメータ値を推定する必要がある。通常、パラメータ推定には最小二乗法がよく用いられているが、これはデータがガウシアンに従うときを前提としている。しかし今回の場合、全データ数は X 線 FSRQ 天体数である 41 個なので、データはガウシアンではなくポアソン分布に従う。よって最小二乗法を用いたパラメータ推定はできない。よって、今回は最尤法にてパラメータ推定を行う。最尤法とは、あるパラメータ θ のときのモデルが実データを表すことができる確率 (=尤度) を計算し、その確率が最大のときのパラメータを推定量とする方法である。データがポアソン分布に従う場合でもパラメータ推定できるため、今回のようにデータ数が少ない場合では有効である。

01 MODEL	1powPDE 進化項が密度に関係する 光度に対してsingle-powerlaw	$\frac{A}{L_*} \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{-\gamma_2} (1+z)^k$
02 MODEL	1powPLE 進化項が光度に関係する 光度に対してsingle-powerlaw	$\frac{A}{L_*} \left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^k} \right)^{-\gamma_2}$
03 MODEL	1powMPDE 進化項が密度に関係し、 進化項のべきが赤方偏移に依存 光度に対してsingle-powerlaw	$\frac{A}{L_*} \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{-\gamma_2} (1+z)^{k+\gamma_2}$
04 MODEL	1powMPL 進化項が光度に関係し、 進化項べきが赤方偏移に依存 光度に対してsingle-powerlaw	$\frac{A}{L_*} \left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^{k+\gamma_2}} \right)^{-\gamma_2}$
05 MODEL	2powPDE 進化項が密度に関係する 光度に対してbroken-powerlaw	$\frac{A}{\ln(10) L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} (1+z)^k$
06 MODEL	2powPLE 進化項が光度に関係する 光度に対してbroken-powerlaw	$\frac{A(1+z)^k}{\ln(10) L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^k} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^k} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1}$
07 MODEL	2powMPDE 進化項が密度に関係し、 進化項のべきが赤方偏移に依存 光度に対してbroken-powerlaw	$\frac{A}{\ln(10) L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} (1+z)^{k+\gamma_2}$
08 MODEL	2powMPL 進化項が光度に関係し、 進化項べきが赤方偏移に依存 光度に対してbroken-powerlaw	$\frac{A(1+z)^{k+\gamma_2}}{\ln(10) L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^{k+\gamma_2}} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^{k+\gamma_2}} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1}$
09 MODEL	LDDE 進化項密度と光度の両方に関係 光度と赤方偏移に対して broken-powerlaw	$\frac{A}{\ln(10) L_X} \left[\left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_*} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} \times \left[\left(\frac{1+z}{1+z_c(L_X)} \right)^{p_1} + \left(\frac{1+z}{1+z_c(L_X)} \right)^{p_2} \right]^{-1}$ ただし、 $z_c(L) = z_c \left(\frac{L_X}{10^{45}} \right)^\alpha$

図 3.3: 9 つの光度関数モデル

最尤法によるパラメータ推定は以下の式によって行われる。
ポアソン分布を仮定すると、FSRQ の確率分布は、

$$P = \frac{e^{-\mu} \mu^x}{x!} \quad (3.11)$$

となる。ここで x は実際に観測された FSRQ の天体数であり、 μ は真に存在する天体数である。微小光度、微小赤方偏移範囲を考えると μ は、

$$\mu = \frac{dN^2}{dLdz} \Delta L \Delta z \quad (3.12)$$

となり、これがある $\Delta L \Delta z$ 内で FSRQ が見つかる期待値となる。ここで、 $\Delta L \Delta z$ をこの領域内では FSRQ が 2 個以上見つかることはないほど微小な領域であるとする、

$$x = 1 \text{ or } 0 \quad \begin{cases} P_0 = e^{-\mu} & (\text{for } x = 0) \\ P_1 = \mu e^{-\mu} & (\text{for } x = 1) \end{cases} \quad (3.13)$$

となる。よって、尤度関数 \mathcal{L} は、これは各領域で天体が見つかる確率を全領域に対して掛け合わせたものなので、

$$\begin{aligned} \mathcal{L} &= \prod_i^{N_{obs}} P_1(L_i, z_i) \prod_j^{N_{tot}-N_{obs}} P_0(L_j, z_j) \\ &= \prod_i^{N_{obs}} \left[\frac{dN^2}{dL_i dz_i} \Delta L_i \Delta z_i \times \exp\left(-\frac{dN^2}{dL_i dz_i} \Delta L_i \Delta z_i\right) \right] \prod_j^{N_{tot}-N_{obs}} \exp\left(-\frac{dN^2}{dL_j dz_j} \Delta L_j \Delta z_j\right) \end{aligned} \quad (3.14)$$

ここで i, j はそれぞれ、天体が存在する $\Delta L \Delta z$ の領域と天体が存在しない $\Delta L \Delta z$ の領域を表し、 N_{tot} は全天での $\Delta L \Delta z$ 領域の数である。

両辺を \log でとり、 $L = \log(\mathcal{L})$ とすると、

$$\begin{aligned} L &= \sum_i^{N_{obs}} \left[\log\left(\frac{dN^2}{dL_i dz_i} \Delta L_i \Delta z_i\right) - \frac{dN^2}{dL_i dz_i} \Delta L_i \Delta z_i \right] - \sum_j^{N_{tot}-N_{obs}} \frac{dN^2}{dL_j dz_j} \Delta L_j \Delta z_j \\ &= \sum_i^{N_{obs}} \left(\log \frac{dN^2}{dL_i dz_i} + \log \Delta L_i \Delta z_i \right) - \sum_i^{N_{obs}} \frac{dN^2}{dL_i dz_i} \Delta L_i \Delta z_i - \sum_j^{N_{tot}-N_{obs}} \frac{dN^2}{dL_j dz_j} \Delta L_j \Delta z_j \\ &= \sum_i^{N_{obs}} \left(\log \frac{dN^2}{dL_i dz_i} \right) + \sum_i^{N_{obs}} \log \Delta L_i \Delta z_i - \sum_k^{N_{tot}} \frac{dN^2}{dL_k dz_k} \Delta L_k \Delta z_k \end{aligned} \quad (3.15)$$

となる。上式の右辺第二項 $\sum_i^{N_{obs}} \log \Delta L_i \Delta z_i$ は定数となるので、これを $Const$ とする。 $\Delta L, \Delta z \rightarrow 0$ まで極限をとると、式 3.15 の右辺第三項が積分形式になり、

$$L = Const + \sum_i^{N_{obs}} \log\left(\frac{dN^2}{dL_i dz_i}\right) - \int_{z_{min}}^{z_{max}} dz \int_{L_{min}}^{L_{max}} dL \frac{dN^2}{dL dz} \quad (3.16)$$

となる。定義的に光度関数 $\Phi(L_X, z)$ は、

$$\Phi(L_X, z) = \frac{dN^2}{dLdz} \quad (3.17)$$

なので、式 3.16 は

$$L = Const + \sum_i^{N_{obs}} \log(\Phi(L_{Xi}, z_i)) - \int_{z_{min}}^{z_{max}} dz \int_{L_{min}}^{L_{max}} dL \Phi(L_X, z) \quad (3.18)$$

となり、これが今回の尤度関数 (今回は特に \mathcal{L} の対数をとっている所以对数尤度関数と呼ぶ) である。この光度関数の各パラメータを変化させたときに最も L が大きくなる時のパラメータが推定値である。ただ、パラメータを変化させても式 3.18 の定数部分は変化しないので、今回これは無視して、

$$L = \sum_i^{N_{obs}} \log(\Phi(L_{Xi}, z_i)) - \int_{z_{min}}^{z_{max}} dz \int_{L_{min}}^{L_{max}} dL \Phi(L_X, z) \quad (3.19)$$

を対数尤度関数とした。また式 3.19 の $z_{min}, z_{max}, L_{min}, L_{max}$ は先行研究である Ajello et al(2009)[9] と同様にそれぞれ $z_{min} = 0, z_{max} = 6, L_{min} = 10^{44.3}, L_{max} = 10^{50}$ とした。

本研究ではパラメータが推定のために、欧州原子核研究機構 (CERN) が開発したデータ解析環境である ROOT[46] の MINUIT パッケージを使用し、 $-L$ の最小値を探ることによって、最大対数尤度を計算した。

ただし、最尤法では最小二乗法のようにモデルと実データのフィッティング具合を定量的に示すものがないため (最小二乗法ではカイ二乗の値でモデルとデータの適合度について議論できた)、モデルがそもそもデータを表すのに適切かどうかを別の尺度で議論する必要がある。今回は KS(Kolmogorov-Smirnov: コルモゴロフ-スミルノフ) 検定をすることで、これを議論する。

3.1.3 KS 検定

KS 検定とは統計学における仮説検定の一つであり、ある 2 つの分布が異なる確率分布かどうかを、「2 つの分布が同一である」という帰無仮説を棄却できるかどうかで検定する。具体的には、あるデータの組の累積分布関数 $S_N(x)$ と既知の累積分布確率 $P(x)$ を比べて、その差の最大 D を統計量とし、その有意確率を計算する。最大 D は、

$$D = \max_{-\infty < x < \infty} |S_N(x) - P(x)| \quad (3.20)$$

で表される (図 3.4 参照)。また、詳しい導出は極めて複雑なため省略するが、統計量 D の有意確率 (両分布が等しいという帰無仮説の下で、この値以上の D の値が偶然得られる確率) は、これまでの統計学の研究結果から、以下のようにして近似的に求めることができる。

$$\text{Probability}(D > \text{observed}) = Q_{KS}(\sqrt{ND}) \quad (3.21)$$

$$\left(\text{ただし、} Q_{KS}(\lambda) = 2 \sum_{j=1}^{\infty} (-1)^{j-1} e^{-2j^2 \lambda^2} \right)$$

ここで N はデータ数である。今回の場合は $P(x)$ が最尤法にてパラメータ推定を行った光度関数モデル、

$S_N(x)$ が実際の天体の累積分布で、 N は天体数になる。本研究では、各光度関数モデルに対して KS 検定を行い、その有意確率が棄却確率より小さい場合はそのモデルを棄却した。棄却確率としては 1σ confidence level である 32% と設定した。また KS 検定は 1 変数に対して行うが、今回の光度関数は赤方偏移と光度の 2 変数関数であるので、それぞれの変数について KS 検定を行い、どちらかの有意確率が 32% より低い場合はそのモデルを棄却した。

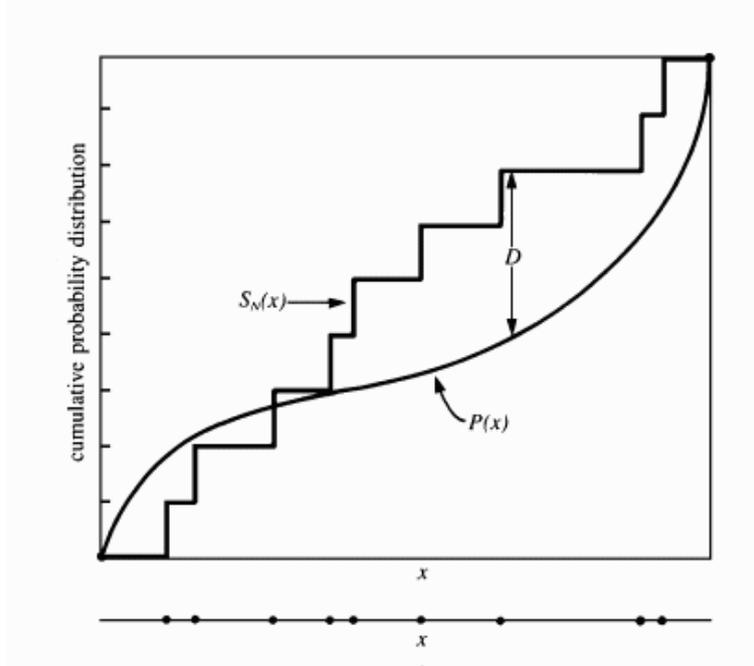


図 3.4: KS 検定の統計量 D 。横軸は測定値 x 、縦軸は累積確率分布であり、統計量 D は各点で同じだけ上昇する階段状の累積分布関数 $S_N(x)$ とモデルの累積確率分布 $P(x)$ の差の最大値である [47]

3.1.4 赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布の導出

上述したとおり、実際に構築した光度関数が実データと大きく外れていないかを確認するため、光度関数から赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布を導出し、実データと比較する。

まず赤方偏移・光度分布だが、これは単位赤方偏移あたりの天体数 (または単位光度あたりの天体数) をその赤方偏移 (または光度) ごとにプロットしたもので、光度関数 $\Phi(L_X, z)$ を用いて

$$\begin{aligned} \frac{dN}{dz} &= 4\pi \int_{L_{min}}^{L_{max}} \Phi(L_X, z) dL_X \times \frac{dV}{dzd\Omega}(z) \\ \frac{dN}{dL_X} &= 4\pi \int_{z_{min}}^{z_{max}} \frac{dV}{dzd\Omega} \Phi(L_X, z) dz \end{aligned} \quad (3.22)$$

として求めることができる。式 3.22 中の $dV/dzd\Omega$ は単位赤方偏移あたり単位立体角あたりの共動体積要素である。共動体積とは共動座標上での体積であり、ある微小共動距離 $d\chi$ と、宇宙を半径 χ の球と仮定し

たときの微小表面積 dA を仮定すると、微小共動体積は、

$$dV = dAd\chi \quad (3.23)$$

となる。ここで dA を微小立体角 $d\Omega$ を用いて表すと、 $dA = \chi^2 d\Omega$ になるので、上式は

$$dV = \chi^2 d\Omega d\chi \quad (3.24)$$

になる。微小共動距離 χ は、式 2.32 の両辺を微分することにより、

$$d\chi = \frac{cdz}{H(z)} = \frac{cdz}{H_0 \sqrt{(1+z)^3 \Omega_m + \Omega_\Lambda - (1+z)^2 K}} \quad (3.25)$$

となり、また共動距離 χ と光度距離 $d_L(z)$ には

$$\chi = \frac{d_L(z)}{1+z} \quad (3.26)$$

の関係があるので、これより式 3.24 を書きなおすと、

$$\frac{dV}{dz d\Omega} = \frac{cd_L(z)^2}{(1+z)^2 H_0 \sqrt{(1+z)^3 \Omega_m + \Omega_\Lambda - (1+z)^2 K}} \quad (3.27)$$

が共動体積要素となる。(宇宙論パラメータについては2.5.1節でも記述したが、本研究では $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 、 $\Omega_m = 0.3$ 、 $\Omega_\Lambda = 0.7$ に設定した)

次に $\log N$ - $\log S$ 分布図の導出だが、あるフラックス S_0 よりも明るい天体数 ($N(> S_0)$) を求めればよいので、光度関数 Φ をある光度 L_0 から無限大まで積分すればよい。よって、

$$N(> S_0) = \int_{z_{min}}^{z_{max}} dz \frac{dV}{dz d\Omega} \int_{L_0}^{\infty} \Phi(L_X, z) dL_X \quad (3.28)$$

ここで L_0 は、フラックス S_0 に対応する光度で、

$$L_0 = 4\pi D_L(z)^2 S_0 (1+z)^{\Gamma-2} \quad (3.29)$$

である。

最後に binned-LF 分布についてだが、これは光度関数がある赤方偏移ピンごとに区切り、そのときのある L に対応する光度関数の値をプロットしたもので、 $z_1 < z < z_2$ の赤方偏移ピンのとき、

$$\frac{dN}{dL_X} = \int_{z_1}^{z_2} \Phi(L_X, z) dz \quad (3.30)$$

で求めることができる。今回は $dN/d(\log_{10}L_X)$ の形をとり、

$$\frac{dN}{d(\log_{10}L_X)} = \frac{dN}{dL_X} \times L_X \log(10) = \int_{z_1}^{z_2} \Phi(L_X, z) dz \times L_X \log(10) \quad (3.31)$$

としている。

ここで binned-LF 分布の実データは、 $N^{\text{obs}}/N^{\text{mdl}}$ 法 [48] を用いて計算した。これは、光度関数から予想される天体数 N^{mdl} と実際に観測された天体数 N^{obs} の比を best-fit な結果にかけることで求める。式で表すと、

$$\frac{dN^{\text{obs}}}{d(\log_{10}L_X)}(L_{X_i}, z_i) = \frac{dN^{\text{mdl}}}{d(\log_{10}L_X)}(L_{X_i}, z_i) \times \frac{N^{\text{obs}}}{N^{\text{mdl}}} \quad (3.32)$$

となる。ここで L_{X_i}, z_i は i 番目での光度・赤方偏移ピンを指し、 $\frac{dN^{\text{mdl}}}{d(\log_{10}L_X)}(L_{X_i}, z_i)$ は L_{X_i}, z_i のときの式 3.31 から得られる値である。よって、観測値と予想値が近ければ、 $N^{\text{obs}}/N^{\text{mdl}}$ の値が 1 に近づき、分布図上で実データと予想曲線が一致する。

第4章 結果

4.1 光度関数

4.1.1 1powerlaw 光度関数モデル

最尤法にて推定した 1powPDE, 1powPLE, 1powMPDE, 1powMPLE モデルの各パラメータ値は表 4.1 に記載している。またこれらのモデルを KS 検定した結果、棄却されたモデルはなかった。得られた有意確率の値についても表 4.1 に記述している。得られた累積確率分布については Appendix に記載している。次に得られた光度関数から赤方偏移分布、光度分布を導出した。図 4.1 はそのうち 1powMPDE モデルでの結果である。この赤方偏移分布・光度分布は FSRQ サンプルの赤方偏移と光度をそのままヒストグラムにしたもので、各点の y 軸方向のエラーバーはポアソン分布エラー、 x 軸方向はビン幅を表している。対して赤線が 1powMPDE モデルから得られたモデル曲線である。これを見ると、誤差の範囲内で今回のデータ点をモデル曲線がよく表しているのが分かる。その他のモデルも同様にモデル曲線が誤差の範囲内でおおむねデータ点と一致した。しかし、1powMPDE モデルから $\log N$ - $\log S$ 分布を作成すると、図 4.2 のようになり、おおむね誤差の範囲内で $\log N$ - $\log S$ 分布と 1powMPDE モデルのモデル曲線とが一致した。ここで $\log N$ - $\log S$ 分布の実データ (図中黒線) は、図 3.1 の実データをビンまとめしている。

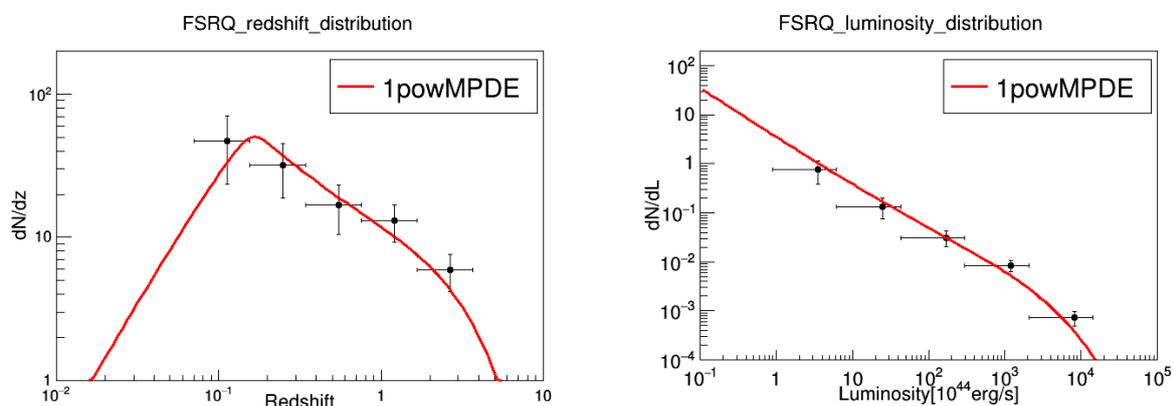


図 4.1: 1powMPDE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。

次に binned-LF 分布図を作成したところ、図 4.3 のようになった。ここでは赤方偏移ビンとして $z = 0.0 - 0.3$, $0.3 - 1.0$, $1.0 - 2.0$, $2.0 - 3.7$ の 4 つにビン分けをしてプロットしている。これを見ると、実データとモデル曲線がおおむね一致しているのが分かる。これからも、得られた光度関数モデルと実データに大

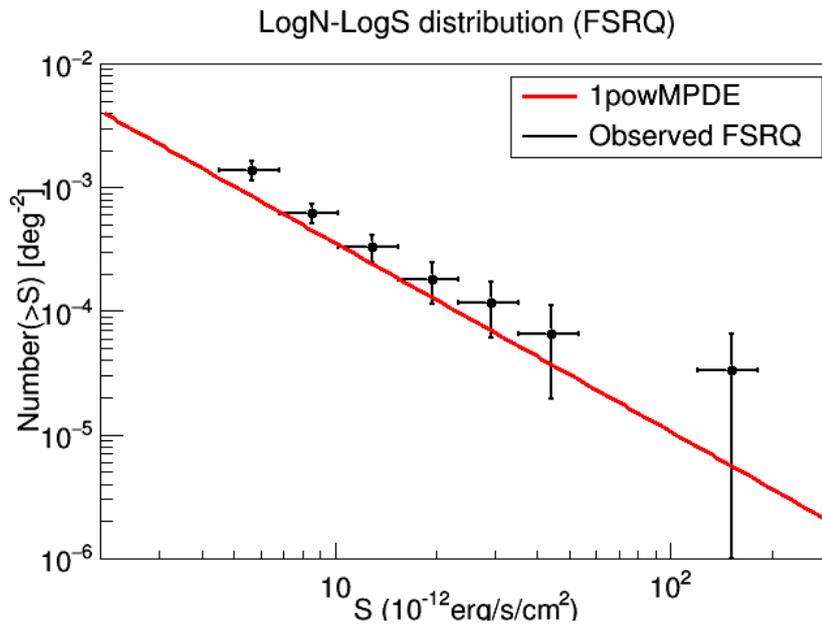


図 4.2: 1powMPDE モデルでの logN-logS 分布 (赤線)

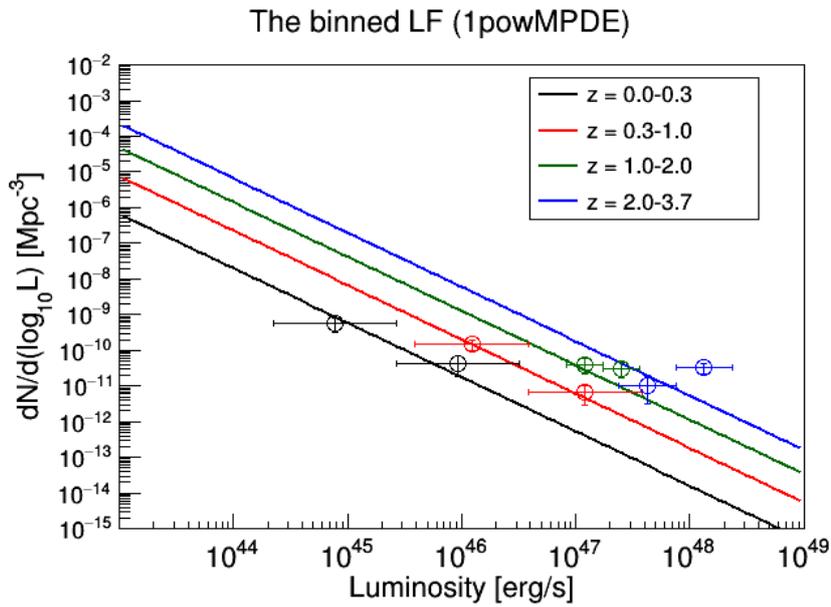


図 4.3: 1powMPDE モデルでの binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3$, $0.3 - 1.0$, $1.0 - 2.0$, $2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

きな違いはないことが確認できる。ただし、 $z = 2.0 - 3.7$ のときの高光度ビンの部分だけ、実データと予想曲線とで大きく異なっている。これはこの光度関数モデルでは説明できないほどこの領域内に天体が存在していることを示している。実際に、観測された天体数の赤方偏移ヒストグラムを作成し、これを光度関数から予想されるヒストグラムと比較してみると、図 4.4 のようになる。図中の青線は観測された天体数の赤方偏移ヒストグラムで、誤差は \sqrt{N} で計算している。また赤線が 1powMPDE 光度関数モデルからの予想値である。これを見ると、 $z < 2$ の領域では予想値と観測値が誤差の範囲内で一致しているが、 $z > 3$ の部

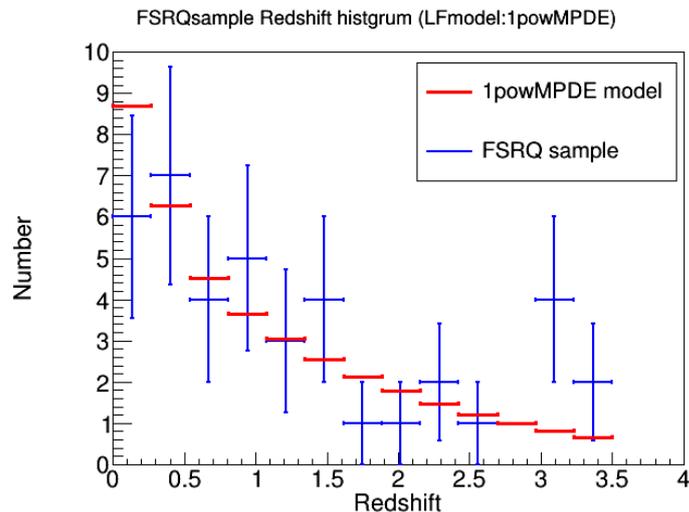


図 4.4: FSRQ の赤方偏移ヒストグラム。青線は実際に観測された天体数の赤方偏移ヒストグラムで、赤線が光度関数 (1powMPDE モデル) からの予想値

分でモデル曲線と実データが一致せず、予想値よりも多くの FSRQ が観測されている。現在の光度関数モデルでは、このように局所的に天体数が増加しているのを表現することができないため、binned-LF 分布の高赤方偏移ビン、高光度ビンで実データとモデル曲線にズレが生じたと考えられる。実際に 1powMPDE モデルの binned-LF 分布図で、 $z = 2.0 - 3.0$ と $z = 3.0 - 3.7$ に分けてプロットしたところ、図?? のようになり、 $z = 2.0 - 3.0$ では実データとモデル曲線とは誤差の範囲内で一致するが、 $z = 3.0 - 3.7$ では一致していないのが確認できる。

他のモデルでの赤方偏移分布・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布については Appendix に記載している。

次に得られたモデルから数密度分布を作成する。数密度分布は光度関数を赤方偏移、光度について積分することにより求められる。今回は高光度・中光度・低光度の 3 つの光度領域を使用し、X 線 FSRQ の数密度分布を求めた。各光度領域は過去の研究結果 [9] と同様に $\log_{10} L_{Xhigh} = 44.3 - 46.3$, $\log_{10} L_{Xmiddle} = 46.3 - 47.3$, $\log_{10} L_{Xlow} = 47.3 - 48.3$ とした。数密度分布の実データについては、観測された天体に sky-coverage 補正をかけた上で上記の光度領域に分けた後、密度に換算している。図 4.6 は、1powPLE モデルでの数密度分布、図 4.7 は、1powMPDE モデルでの数密度分布である。

これを見ると、1powPLE モデルのモデル曲線は単調増加をしている。これは 1powPLE モデルの進化

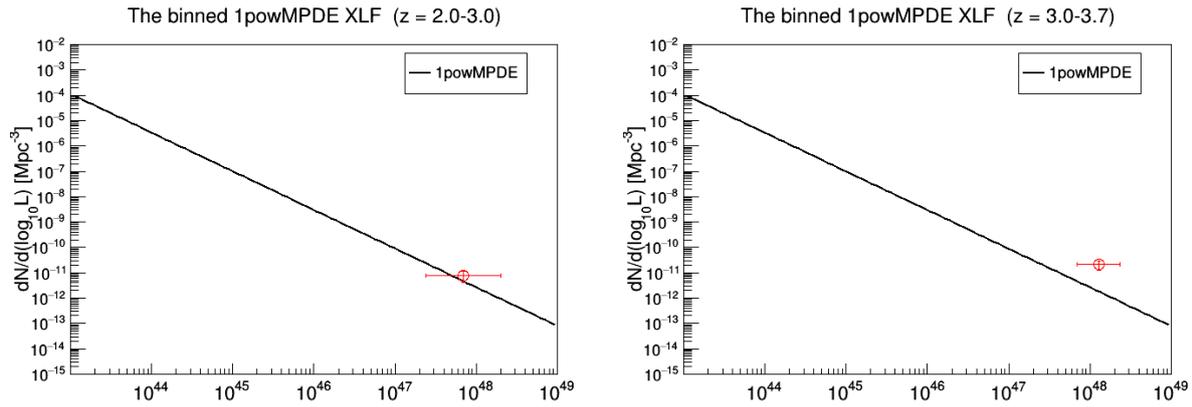


図 4.5: $z=2.0-3.0$ のときの binned-LF 分布 (左図) と $z=3.0-3.7$ のときの binned-LF 分布 (右図)。黒線は 1powMPDE モデルでのモデル曲線

項 $((1+z)^k)$ のベキが赤方偏移に依存しないためである。図 4.6 から見てわかるように、実データは単調増加をしている。もし天体の分布がこのモデル曲線のように単調増加をしていると、無限遠方での天体数が無限大となるため、宇宙 X 線背景放射への寄与が無限大になってしまう。すると宇宙は真っ暗ではなく常に全方向が光り輝いていることになるが、もちろん実際はそのようなことにはならない。本来天体はある位置 (=赤方偏移) で密度ピークを持つような分布になるため、天体の分布はどこかの赤方偏移で Break するはずである。しかしながら、今回そのような Break は顕著には確認できていない。これはサンプル数を増やして解析したとは言え、それでも実データだけで分布の Break を議論するには不十分であったからだと考えられる。将来的により精度良く深い領域まで観測できるようになれば、このような Break を顕著に確認することもできるが、今回のサンプルだけでははっきりと Break は見えなかったため、ベキが一定の 1powPLE モデルで実データをフィットすると、図 4.6 のように単調増加のモデル曲線となったと考えられる。

上述の通り、天体は実際には Break を持った分布構造をしていると考えられるため、1powMPDE モデルのようにベキが赤方偏移にも依存し、分布のピークを持つことができるようなモデルでは、図 4.7 のようにモデル曲線は単調増加とならず、凸型の一山構造となった。また図 4.7 を見ると、X 線 FSRQ の密度のピークは $z = 4$ 付近にきている。その他のモデルでの数密度分布は Appendix に記載している。

4.1.2 2powerlaw 光度関数モデル

次に 2powerlaw 光度関数モデルである 2powPDE, 2powPLE, 2powMPDE, 2powMPLE のうち、2powPDE と 2powPLE モデルを全パラメータを free にしてフィットしてみると、表 4.1 のモデル 5, 6 のようになった。ここで注目すべきは γ_1 と γ_2 のパラメータである。これを見ると γ_1 と γ_2 のパラメータが 2powPDE、2powPLE とともに全く同じになっている。前節で、天体サンプル数の少なさにより赤方偏移の Break が見えないと説明したが、これと同様に Luminosity の Break が見えていないからだと予想される。 $L = L_*$ で Break するのが 2powerlaw 光度関数モデルの特徴だが、この領域まで *Swift* 衛星が観測できておらず、2つのベキが同じになってしまったと考えられる。これは *Swift* の 22カ月間観測データを使用していた先行研究 [9] でも確認されている。前節でも述べたが、今回のように天体数が少なく、低光度のサンプルが十分

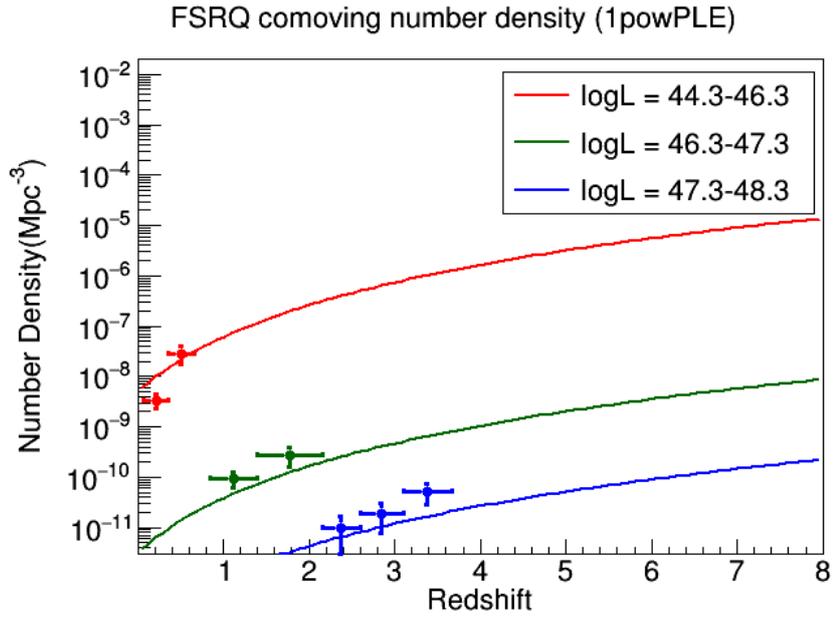


図 4.6: 1powPLE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す

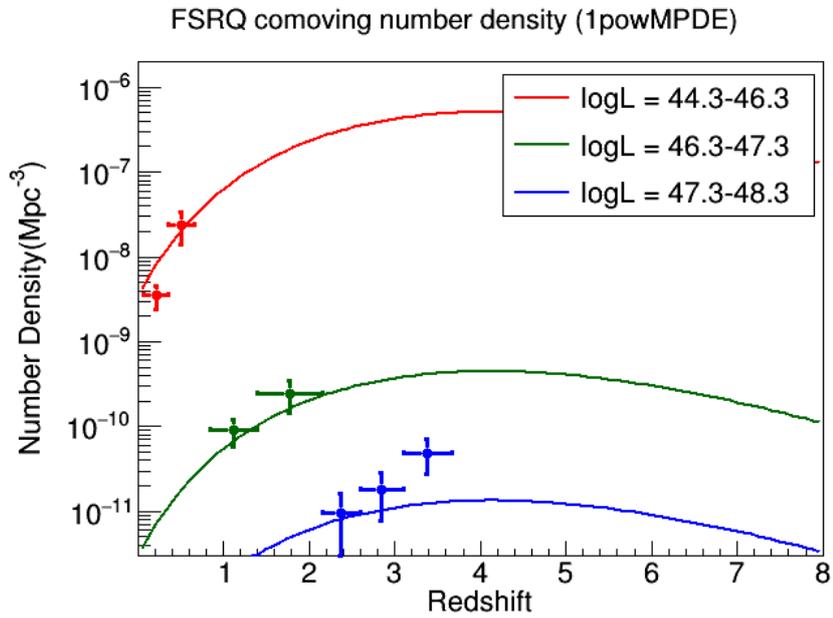


図 4.7: 1powMPDE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す

ではない天体に 1powerlaw 光度関数モデルを適用すると、低光度側の天体数を過大評価してしまう恐れがある。よって今回は、2powerlaw 光度関数モデルの 2 つのベキのうち γ_2 を -50 より低い値 (今回は -70) に固定した。これは「現在観測された中で最も光度の低い天体より暗い側に天体は存在しない」という条件に対応し、これにより低光度側の天体数が過大評価されることを防いだ。これは先行研究 [9] でも用いられていた方法である。 γ_2 を -70 に固定してパラメータ推定を行った結果、2powerlaw 光度関数モデルの各パラメータは表 4.1 のモデル 7,8,9,10 のようになった。KS 検定の結果、2powPDE モデルについては棄却されたが、その他のモデルは棄却されずに残った。各 KS 検定の結果については表 4.1 に記載するとともに、得られた累積確率分布については 1powerlaw 光度関数と同様、Appendix に記載する。

棄却されずに残ったモデルのうち、まず 2powMPDE モデルについて赤方偏移分布と光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布を作成したところ、それぞれ図 4.8、図 4.9、図 4.10 のようになった。まず図 4.8 についてだが、図 4.1-右図の 1powMPLE モデルの光度分布では、低光度側 ($< 10^{-44}$) での天体数は無限に発散していたが、今回の 2powMPDE モデルでは観測された天体より暗い側の天体を無視したため、ある光度で光度分布が 0 に落ち込んでいる。 $\log N$ - $\log S$ 分布も 1powMPDE モデルのときと同様、おおむね誤差の範囲内で一致した。また binned-LF 分布も 1powMPDE モデルと同様、高赤方偏移ピンの高光度ピン以外ではおおむね一致した。

次に 2powMPDE モデルで数密度分布を作成したところ、図 4.11 となった。これを見ると、図 4.7 と同様に赤方偏移が $z = 4$ 付近で密度のピークを持っている。

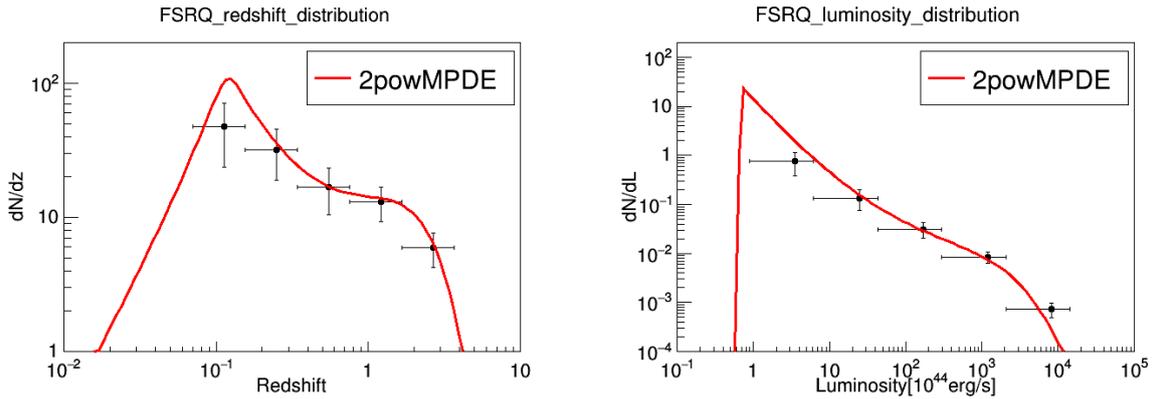


図 4.8: 2powMPDE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。今回は関数された FSRQ のうち最も暗いものより暗い側に天体が存在しないという条件を加えたため、光度分布がある値でほぼ 0 に落ち込んでいる

次に、2powMPLE モデルについて同様に赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布、数密度分布を導出すると図 4.12、4.13、4.14、4.15 となった。ここで注目すべきは数密度分布の結果である。これを 2powMPDE モデルの数密度分布である図 4.11 と比較すると、低光度側 ($\log_{10} L_X = 44.3 - 46.3$) でのモデル曲線が途中で Broken し、頭打ちしているかのような形になっていることが確認できる。これは「現在観測された中で最も光度の低い天体より暗い側に天体は存在しない」という条件が影響しているためである。2powMPLE モデルでは、式 3.8 より

$$\Phi(L_X, z) \propto \left[\left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^{k+\gamma z}} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L_X}{L_* (1+z)^{k+\gamma z}} \right)^{\gamma_2} \right]^{-1} \quad (4.1)$$

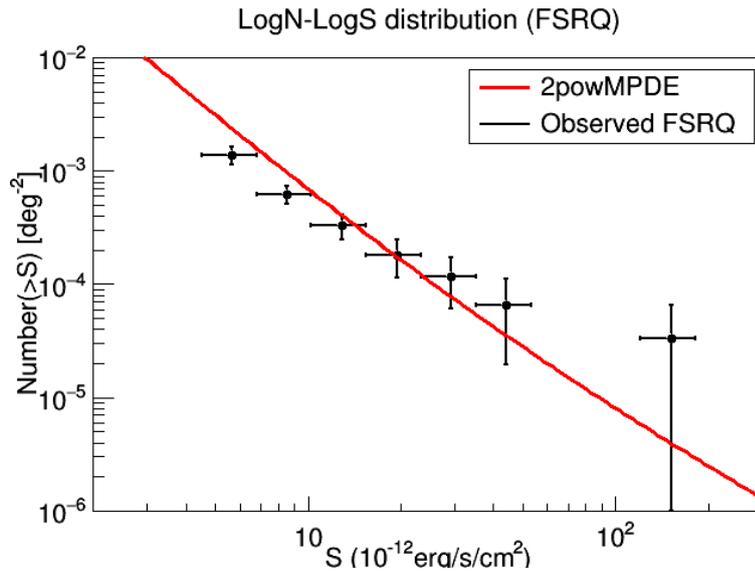


図 4.9: 2powMPDE モデルでの logN-logS 分布 (赤線)

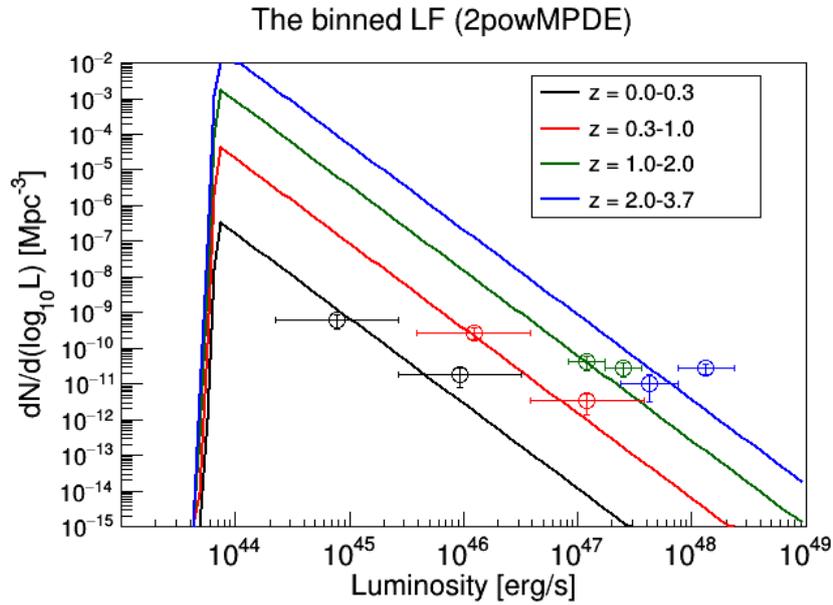


図 4.10: 2powMPDE モデルでの binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3$, $0.3 - 1.0$, $1.0 - 2.0$, $2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

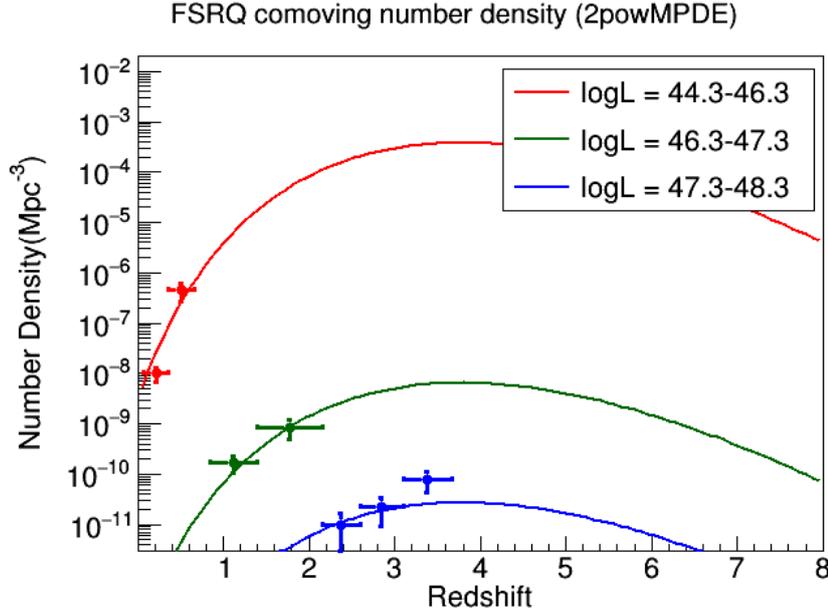


図 4.11: 2powMPDE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す

であるが、通常の double-powerlaw の関数式

$$\left[\left(\frac{L}{L_{\text{break}}} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{L}{L_{\text{break}}} \right)^{\gamma_2} \right] \quad (4.2)$$

と比較すると、 $L_{\text{break}} = L_*(1+z)^{k+\gamma z}$ なので、2powMPLE モデルの場合 Broken Luminosity (L_{break}) が赤方偏移に依存する (2powPLE も同様)。その上今回の場合、 $\gamma_2 = -70$ と固定することで観測された最も暗い天体の光度 L_{min} より暗い側に天体は存在しないとしている。そのため、

$$L_{\text{break}} \sim L_{\text{min}} \quad (4.3)$$

の関係が成り立つ。よって L_{min} が赤方偏移に依存していることになる。すると、任意の赤方偏移のとき $10^{44.3}$ より L_{min} が高くなる (例えば $z = 3$ のときは $L_{\text{break}} \sim L_{\text{min}} = 9 \times 10^{44} [\text{erg/s}]$)。図 4.15 の低光度側のモデル曲線は $\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$ の領域で描かれているため、これにより、ある赤方偏移からは L_{min} がこの領域内に存在してしまう。すると、観測された中で最も光度の低い天体より暗い側に天体は存在しないという条件が影響し、図 4.15 のように頭打ちのようなプロットとなる。そのため L_{break} が赤方偏移に依存しない 2powMPDE モデルの数密度分布には、このような特徴は現れていない。

その他のモデル (2powPDE、2powPLE) の結果については Appendix に記載している。

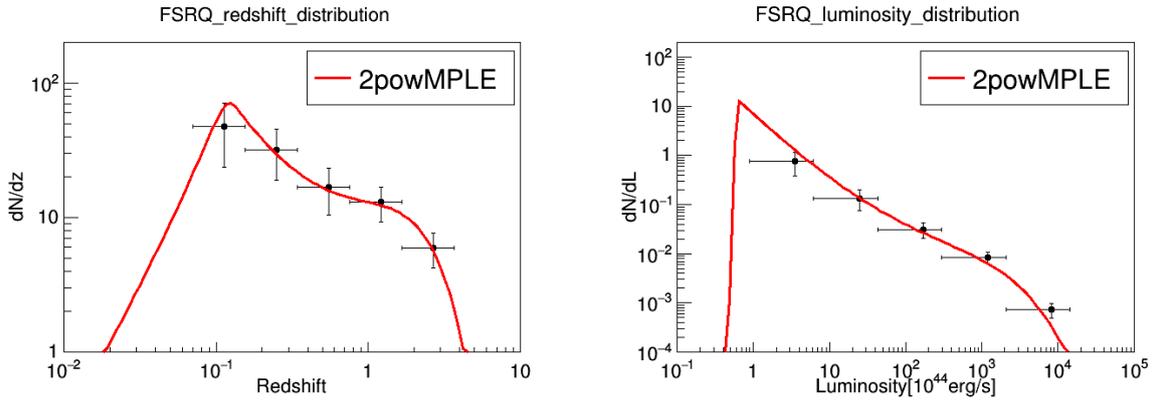


図 4.12: 2powMPLE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。今回は観測された FSRQ のうち最も暗いものより暗い側に天体が存在しないという条件を加えたため、光度分布がある値でほぼ 0 に落ち込んでいる

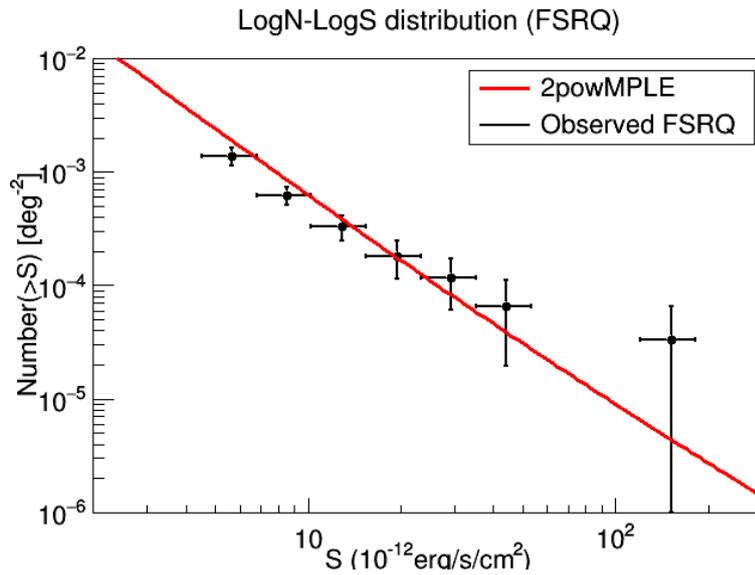


図 4.13: 2poMPLE モデルでの logN-logS 分布 (赤線)

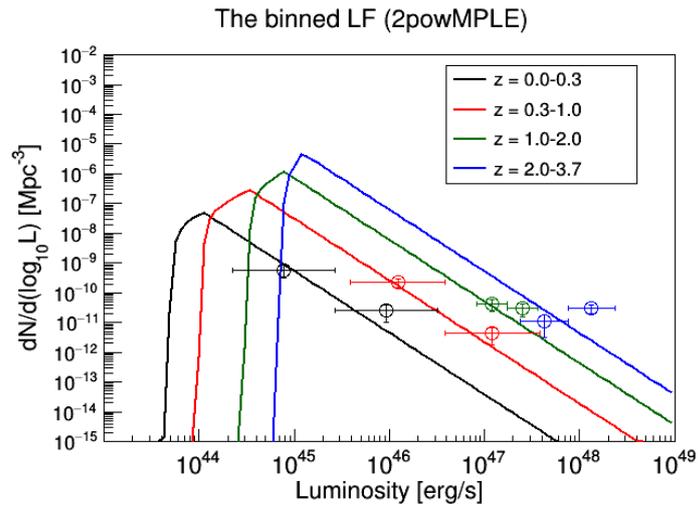


図 4.14: 2powMPLE モデルでの binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3$, $0.3 - 1.0$, $1.0 - 2.0$, $2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

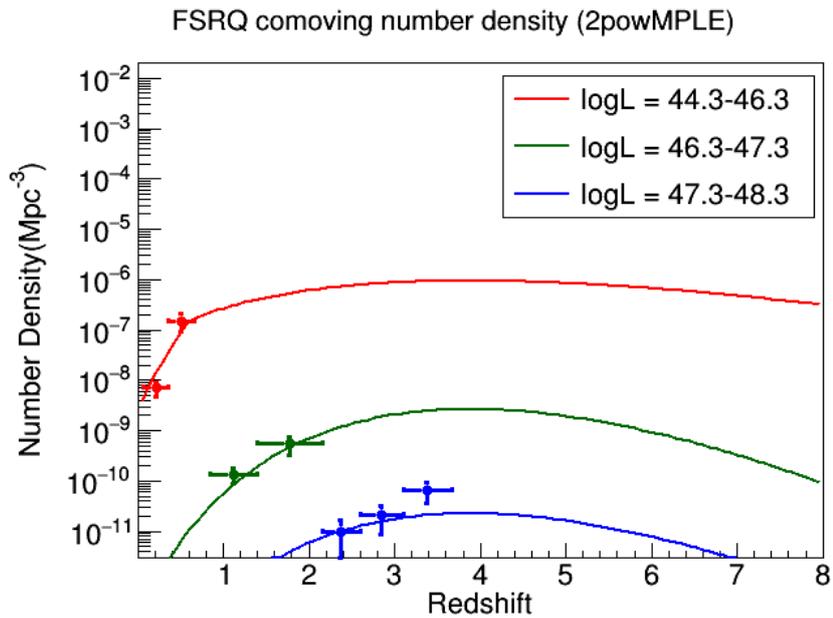


図 4.15: 2powMPLE モデルでの数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10} L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10} L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10} L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す

4.1.3 LDDE モデル

ここまで PDE, PLE, MPDE, MPLE モデルでの結果を述べてきたが、前章で述べたように、これらのモデルで AGN の進化モデルを記述しようとする、X 線背景放射 (CXB) への寄与が実際の観測値と比べて過大評価してしまうなど、観測事実と一致しないことが報告されている [4]。その代わりとしてよく用いられているモデルが LDDE モデルである。3.1.1 節でも説明したが、LDDE モデルの基本形は 2powerlaw 光度関数モデルである。よってまず、パラメータ γ_2 を先ほど同様に -70 に固定しパラメータ推定を行った。この結果得られた推定パラメータ値と KS 検定を行った結果が表 4.2 のモデル 11 である。また KS 検定の結果、棄却されることはなかった。KS 検定の有意確率も表 4.2 に同様に載せている。LDDE の累積確率分布は先ほど同様に Appendix に記載している。

得られた LDDE モデルから赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布を作成したところ、以下の図 4.16、4.17、4.18 となった。これを見ると、赤方偏移・光度分布はほぼ全ての実データと誤差の範囲内で一致している。また $\log N$ - $\log S$ 分布も同様にほぼ全てが誤差の範囲内で一致していた。binned-LF 分布も一部を除き、ほぼ一致した。しかし数密度分布を作成したところ、結果は図 4.19 のようになった。これを見ると LDDE のモデル曲線は赤方偏移に対して単調増加をしている。すなわち LDDE モデルを仮定すると、図 4.6 の 1powPLE モデルのときと同様、無限遠方での天体数が無限大となる。これは、得られたパラメータのうち p_1 と p_2 のパラメータ値がどちらも負になっているためである。パラメータ p_1, p_2 は $z = z_c(L_X)$ 前後の進化項のベキを決めるもので、本来一方が正で一方が負の値をとることで、 $z = z_c(L_X)$ でピークとなる broken-powerlaw の形となるはずが、両者負の値となってしまったため broken-powerlaw の進化項が single-powerlaw の進化項と同等となってしまう、数密度分布が単調増加となってしまった。ベキ p_1, p_2 がどちらも負の値になってしまったのは、4.1.1 節でも説明した今回の X 線 FSRQ サンプルで Redshift Break が見えていないことに起因している。そのため LDDE モデルを今回の X 線 FSRQ サンプルに適用する場合、一方のベキをある値で固定してパラメータ推定を行う必要がある。今回はベキ p_1, p_2 がどちらも負の値になってしまったことから、一方のベキをある正の値で固定する。

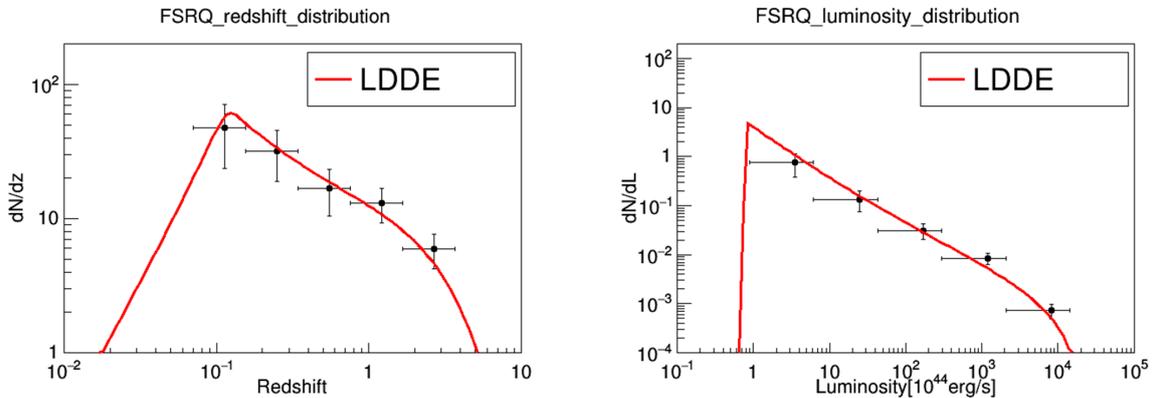


図 4.16: LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。

固定する値としては AGN 天体の LDDE 光度関数モデルを構築した他の 2 つの先行研究を参考にした。1.2 節で説明したが、FSRQ は AGN 天体のうちそのジェットが視線方向を向く天体である。AGN ジェット

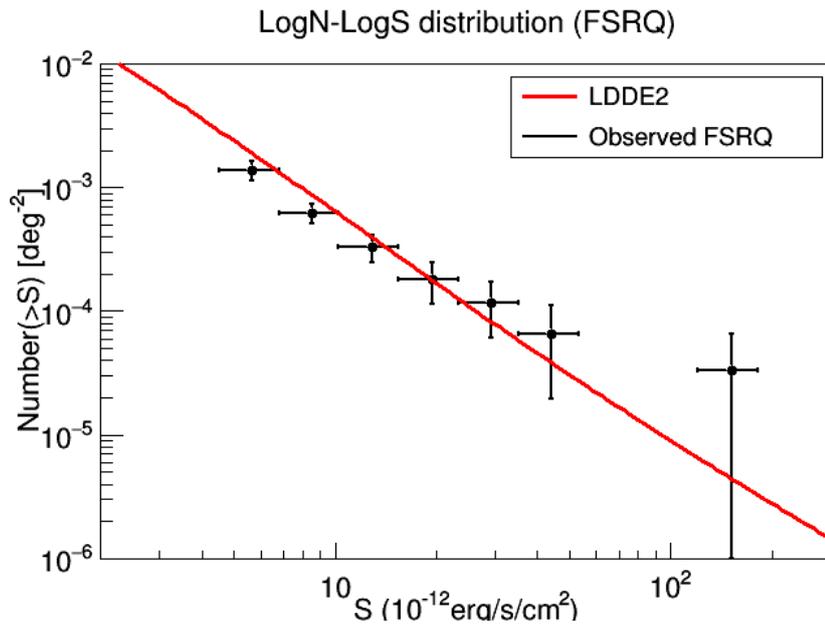


図 4.17: LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での logN-logS 分布 (赤線)

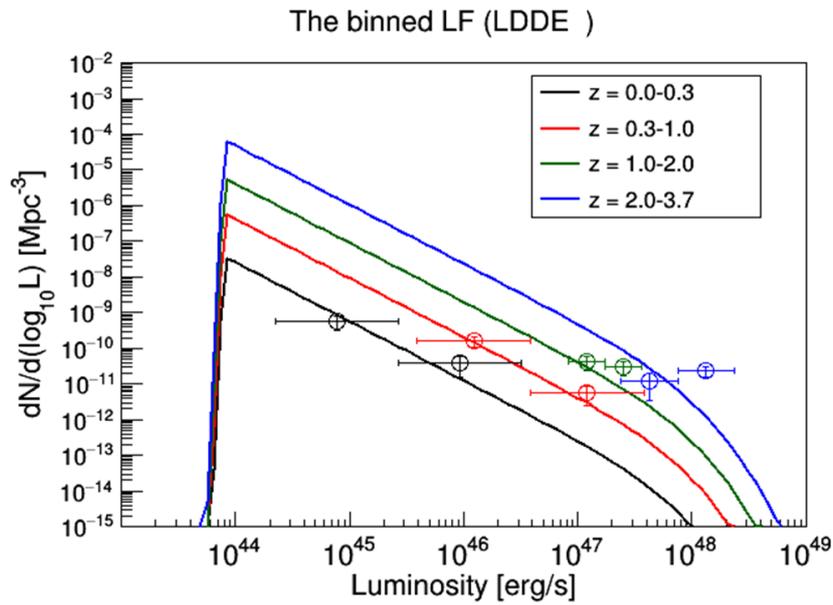


図 4.18: LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での binned-LF 分布。黒線, 赤線, 緑線, 青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3, 0.3 - 1.0, 1.0 - 2.0, 2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

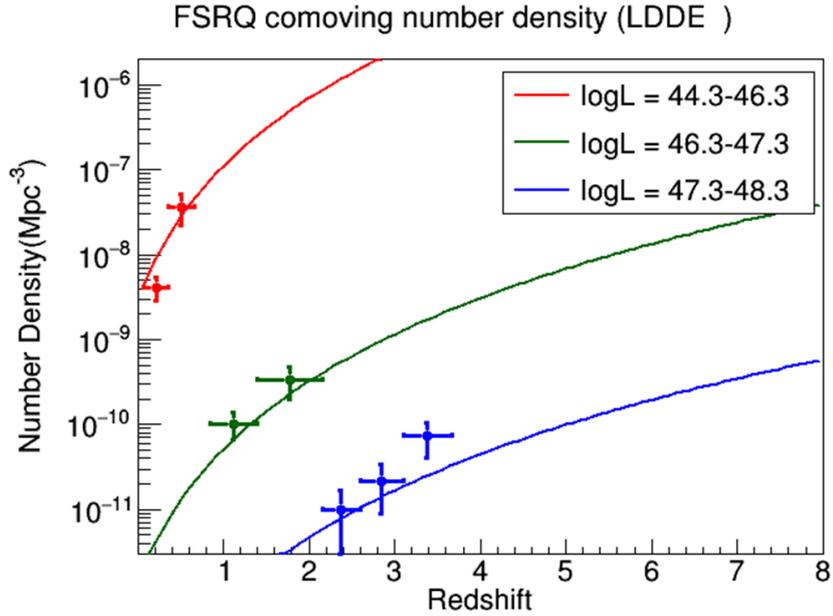


図 4.19: LDDE モデル (表 4.2 のモデル 11) での数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す

の方向は AGN 自体の進化とは関係ないため、AGN 天体の宇宙論的進化と FSRQ の宇宙論的進化に大きな違いはないと考えられる。よって、先行研究によって既に構築されている AGN 天体の LDDE モデルのパラメータ値を今回用いた。今回参考にした 2 つの先行研究は Ajello et al(2012)[22] と Ueda et al(2014)[49] である。Ajello et al(2012) の先行研究はサンプルとしてガンマ線 FSRQ を使用しており、LDDE モデルの進化項のべきのうち、正のパラメータは 7.35 と推定されていた。対して Ueda et al(2014) の先行研究ではサンプルとして X 線 AGN を使用しており、ここでは 4.78 と推定されていた。この両者の値をそれぞれ使用し、再度 LDDE パラメータを推定したところ、表 4.2 のモデル 12,13 のパラメータ値が推定された。KS 検定の結果、Ajello et al(2012) の値を用いたモデル 12 については棄却され、モデル 13(Ueda et al(2014) のべき値で p_2 を固定したモデル) が棄却されずに残った。本研究ではこのモデル 13 の光度関数を LDDE2 と呼称する。赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布を作成すると、以下の図 4.20、4.21、4.22 となった。赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布ともに誤差の範囲内で実データとモデル曲線が一致しているのが確認できる。binned-LF 分布もおおむね一致していることが確認できる。また、数密度分布を作成すると図 4.23 のようになった。図 4.19 と比較すると、進化項のべきを正の値で固定しているため、数密度分布が broken-powerlaw の形となっているのがわかる。またこれを見ると、X 線 FSRQ 密度のピークは各光度領域で異なり、 $\log_{10}L_X = 44.3 - 46.3$ の低光度では $z \sim 0.5$ 、 $\log_{10}L_X = 46.3 - 47.3$ の中光度では $z = 1 - 2$ 、 $\log_{10}L_X = 47.3 - 48.3$ の高光度では $z = 4$ 付近が数密度ピークとなる。この結果を先行研究の数密度分布と比較をしたものは 5.1 節で述べる。

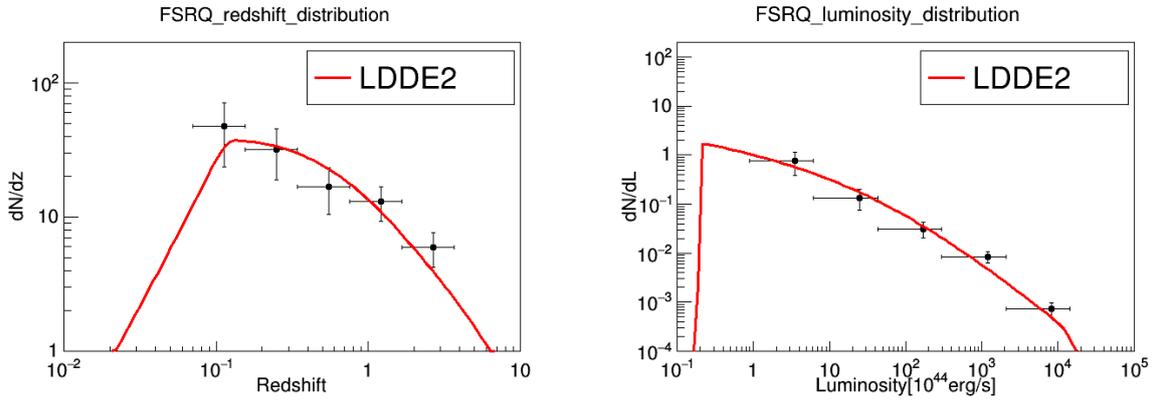


図 4.20: p_2 を Ueda et al(2014) のベキ値で固定した LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。

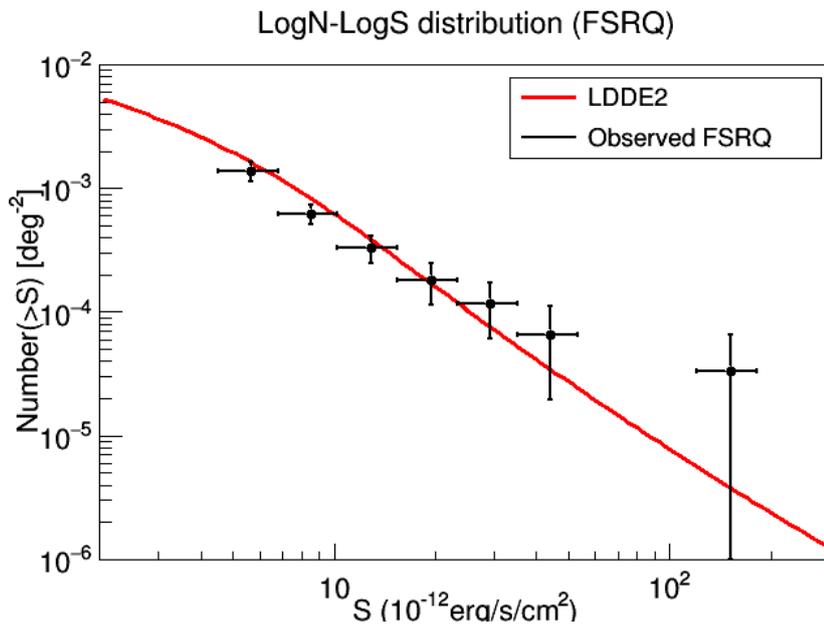


図 4.21: LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での logN-logS 分布 (赤線)

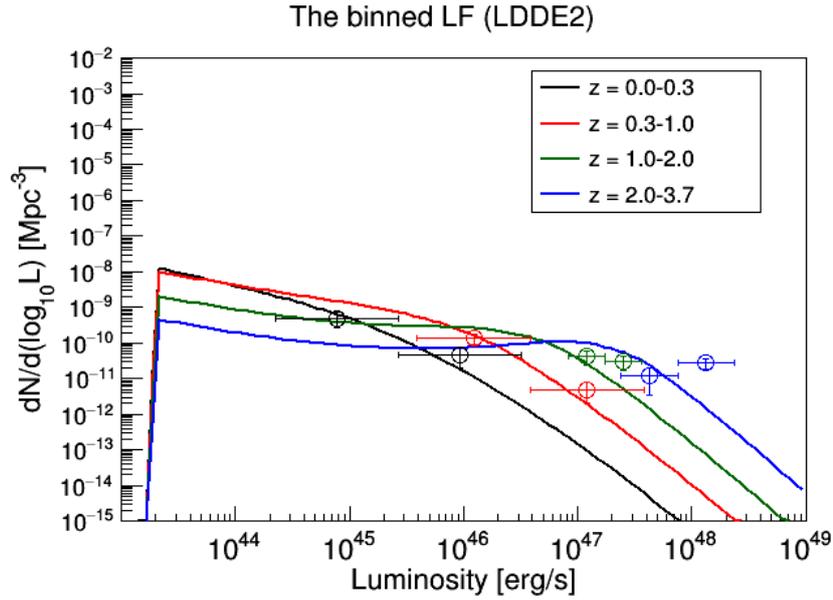


図 4.22: LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3$, $0.3 - 1.0$, $1.0 - 2.0$, $2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

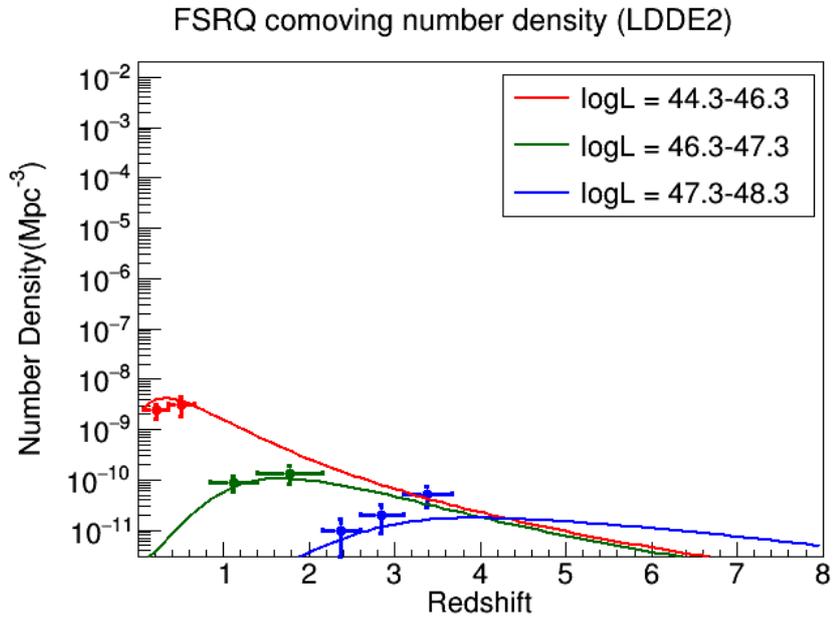


図 4.23: LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) での数密度分布。赤線が低光度 ($\log_{10} L_X = 44.3 - 46.3$) での数密度分布、緑線が中光度 ($\log_{10} L_X = 46.3 - 47.3$) での数密度分布、青線が高光度 ($\log_{10} L_X = 47.3 - 48.3$) での数密度分布を表す

表 4.1: 各光度関数モデルの推定したパラメータと KS 確率値

model No.	光度関数モデル	A^a	L_*^b	γ_1	γ_2	k	γ	S^c	KS_z^d	KS_L^e
1	1powPDE	-7.647 ± 0.159	44(fix)	...	2.541 ± 0.059	3.315 ± 0.002	...	-4437.52	64.74	62.24
2	1powPLE	-7.622 ± 0.176	44(fix)	...	2.593 ± 0.102	1.390 ± 0.099	...	-4437.98	53.52	43.34
3	1powMPDE	-7.873 ± 0.184	44(fix)	...	2.523 ± 0.0739	4.602 ± 0.080	-0.369 ± 0.057	-4434.37	82.41	95.61
4	1powMPLE	-7.761 ± 0.091	44(fix)	...	2.669 ± 0.095	2.10 ± 0.058	-0.161 ± 0.006	-4433.54	81.18	90.40
5	2powPDE	-7.00 ± 0.181	44.000 ± 0.117	1.540 ± 0.534	1.540 ± 0.534	3.350 ± 0.404	...	-4438.10
6	2powPLE	-6.915 ± 0.507	43.908 ± 0.336	1.491 ± 0.0003	1.491 ± 0.0003	1.256 ± 0.093	...	-4438.07
7	2powPDE	-6.968 ± 0.800	43.891 ± 0.478	1.659 ± 0.145	-70(fix)	3.834 ± 0.729	...	-4431.26	25.29	12.40
8	2powPLE	-7.038 ± 0.797	43.826 ± 0.515	1.540 ± 0.154	-70(fix)	1.319 ± 0.229	...	-4438.10	53.83	36.88
9	2powMPDE	-6.652 ± 0.729	43.830 ± 0.305	2.382 ± 0.186	-70(fix)	11.28 ± 1.443	-1.003 ± 0.228	-4422.50	62.09	40.78
10	2powMPLE	-6.705 ± 0.734	43.713 ± 0.352	2.073 ± 0.215	-70(fix)	2.967 ± 0.366	-0.256 ± 0.067	-4431.97	95.36	86.50

Notes.

^a ここで A は log スケールで単位は $[\text{Mpc}^{-3} \text{erg}^{-1} \text{s}]$

^b ここで L_* は log スケールで単位は $[\text{erg/s}]$

^c 式 3.19 の対数光度値

^d 赤方偏移を変数としたときの KS 検定の結果 (単位は%)

^e 光度を変数としたときの KS 検定の結果 (単位は%)

表 4.2: LDDE 光度関数モデルの推定したパラメータと KS 確率値

model No.	光度関数モデル	A^a	L_*^b	γ_1	γ_2	p_1	p_2	z_c	α
11	LDDE	-6.981 ± 0.695	43.896 ± 0.399	1.654 ± 0.117	-70(fix)	-7.730 ± 4.364	-4.367 ± 0.821	$(1.168 \pm 1.765) \times 10^{-4}$	1.163 ± 0.171
12 ^f	LDDE	-7.099 ± 0.056	43.145 ± 0.081	0.689 ± 0.007	-70(fix)	-1.521 ± 0.005	7.35(fix)	0.393 ± 0.011	0.449 ± 0.005
13 ^h	LDDE	-7.025 ± 0.627	43.312 ± 0.813	0.746 ± 0.110	-70(fix)	-5.678 ± 2.578	4.78(fix)	0.380 ± 0.048	0.287 ± 0.004

model No.	光度関数モデル	S^c	KS_z^d	KS_L^e
11	LDDE	-4434.59	95.05	85.83
12 ^f	LDDE	-4439.87	14.69	20.67
13 ^g	LDDE	-4438.99	90.91	86.36

Notes.

^a ここで A は log スケールで単位は $[\text{Mpc}^{-3} \text{erg}^{-1} \text{s}]$

^b ここで L_* は log スケールで単位は $[\text{erg/s}]$

^c 式 3.19 の対数尤度値

^d 赤方偏移を変数としたときの KS 検定の結果 (単位は%)

^e 光度を変数としたときの KS 検定の結果 (単位は%)

^f パラメータ p_2 を Ajello et al(2009) の値で固定

^g パラメータ p_2 を Ueda et al(2014) の値で固定

4.2 宇宙 MeV ガンマ線背景放射への寄与

本章では、今回の光度関数モデルが MeV ガンマ線背景放射へどれほど寄与するかを見積り、その結果を過去の研究結果・実際の観測結果と比較することで X 線 FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与を議論する。

4.2.1 宇宙 MeV ガンマ線背景放射の計算方法

本節では前章で得られた光度関数モデルから、X 線 FSRQ が MeV 領域の宇宙背景放射へどれほど寄与するかを見積る計算式について記述する。具体的には、天体数に天体の明るさを掛けあわせることで、その天体の背景放射 F_{CXB} を求めることができる。光度関数 $\Phi(z, L)$ を用いて表すと、

$$F_{\text{CXB}}(E_0) [\text{keV/s/cm}^2/\text{sr}] = \int_{z_{\min}}^{z_{\max}} \frac{dV^2}{dzd\Omega} dz \int_{L_{\min}}^{L_{\max}} dL_{15-55} \Phi(z, L_{15-55}) \times F_{\text{obs}}(z, L_{\text{ref}}) \quad (4.4)$$

ここで L_{15-55} は 15-55keV のエネルギー光度なのに対し、 L_{ref} は、ある波長での光度である。また、 $F_{\text{obs}}(z, L_{\text{ref}})$ は z, L_{ref} のときにフラックスで、 E_0 は $z = 0$ のところ (観測者の地点) で受けとるときのエネルギーである。また $z_{\min}, z_{\max}, L_{\min}, L_{\max}$ は式 3.19 の積分範囲と同じである。ここで、天体のスペクトルを以下のように定義する。

$$A \times S(E) [\text{photons/s/keV}] \quad (4.5)$$

上式で A は normalization である。これを用いて L_{15-55} は、

$$L_{15-55} [\text{erg/s}] = \left(\int_{15}^{55} E \times A \times S(E) dE \right) \times 1.602 \times 10^{-9} \quad (1\text{keV} = 1.602 \times 10^{-9}\text{erg}) \quad (4.6)$$

となる。

しかし、上式での E は、 $z \neq 0$ のときのエネルギーなので、これを E_0 に変換する必要がある。変換式は、式 2.9 から

$$E_0 = (1+z)E \quad (4.7)$$

よって、式 4.6 は以下ようになる。

$$L_{15-55} [\text{erg/s}] = \left(\int_{15(1+z)}^{55(1+z)} \frac{E_0}{1+z} \times A \times S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) \frac{dE_0}{1+z} \right) \times 1.602 \times 10^{-9} \quad (4.8)$$

これより、normalization A は、

$$A = \frac{(1+z)^2 L_{15-55}}{\int_{15(1+z)}^{55(1+z)} E_0 S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) dE_0} \times 6.24 \times 10^8 \quad (4.9)$$

ここで、 L_{ref} は天体のスペクトル式を用いて、

$$\begin{aligned} L_{ref} &= E^2 \times AS(E) \\ &= \frac{E_0^2}{(1+z)^2} \times AS\left(\frac{E_0}{1+z}\right) \end{aligned} \quad (4.10)$$

となるので、これに式 4.9 を代入し、

$$L_{ref} = \frac{E_0^2 L_{15-55}}{\int_{15(1+z)}^{55(1+z)} E_0 S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) dE_0} \times S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) \times 6.24 \times 10^8 \quad (4.11)$$

よって、フラックス $F_{obs}(z, L_{ref})$ は、

$$\begin{aligned} F_{obs}(z, L_{ref}) &= \frac{L_{ref}}{4\pi D_L^2 (1+z)^{\Gamma-2}} \\ &= \frac{6.24 \times 10^8}{4\pi D_L^2 (1+z)^{\Gamma-2}} \times \frac{E_0^2 L_{15-55}}{\int_{15(1+z)}^{55(1+z)} E_0 S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) dE_0} \times S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) \end{aligned} \quad (4.12)$$

以上の式から、天体の背景放射への寄与 F_{CXB} は、式 4.4 に式 4.12 を代入して、

$$F_{CXB}(E_0) = \int_{z_{min}}^{z_{max}} \frac{dV^2}{dz d\Omega} dz \int_{L_{min}}^{L_{max}} dL_{15-55} \Phi(z, L_{15-55}) \times \frac{6.24 \times 10^8}{4\pi D_L^2 (1+z)^{\Gamma-2}} \times \frac{E_0^2 L_{15-55}}{\int_{15(1+z)}^{55(1+z)} E_0 S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) dE_0} \times S\left(\frac{E_0}{1+z}\right) \quad (4.13)$$

4.2.2 FSRQ スペクトル

式 4.13 を用いて FSRQ が背景放射にどれほど寄与しているかを見積もるが、そのためには FSRQ スペクトル $S(E)$ を決める必要がある。X 線からガンマ線領域の FSRQ スペクトルは個々の天体によってその形が若干異なるが、これまでの研究から、MeV 領域に Break を持つ broken-powerlaw の形をすることが知られている [58][59][60][61][62]。よって、FSRQ スペクトルを

$$S(E) = \left(\left(\frac{E}{1\text{MeV}} \right)^{\gamma_1} + \left(\frac{E}{1\text{MeV}} \right)^{\gamma_2} \right)^{-1} \quad (4.14)$$

と仮定した。これは、先行研究である Ajello et al, 2009 と同様である。また式 4.14 の γ_1, γ_2 は、Ajello et al, 2009 と同様に 1.6 と 2.9 とした。

4.2.3 結果

ここでは、4.1 章と同様に、1powMPDE モデル、2powMPDE モデル、2powMPLE モデル、LDDE モデルが予想する MeV ガンマ線背景放射への寄与について議論する。その他のモデルの結果は Appendix として、B.6 章に載せている。

まず、1powMPDE モデルの光度関数 (表 4.1 のモデル 3) を仮定したとき、背景放射への寄与は図 4.24 のようになった。ここで青線が今回の 2powMPDE モデル、黒点線が Ajello et al, 2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また図の水色の領域は今回のモデルでの 1σ エラー領域を表している。このエラー領域は、推定した光度関数モデルの各パラメータの誤差をもとに、その誤差範囲内でランダムなパラメータを生成し、それらを重ねあわせ 1σ の分散をとることでエラー領域としている。今回は 300 回程ランダムなパラメータを生成し、計算している。この誤差計算のやり方は先行研究である Ajello et al, 2009 とほぼ同様の手法である。

また、X 線からガンマ線領域にかけての背景放射の観測事実として、ASCA 衛星 [50]、RXTE 衛星 [51]、HEAO-1 衛星 [52][53]、INTEGRAL 衛星 [54]、Swift 衛星 [42]、SMM 衛星 [55]、COMPTEL 衛星 [56] がそれぞれ観測した結果と、名古屋大学の気球実験結果 [57] を用いた。図 4.25 及び、これ以降の MeV ガンマ線背景放射のグラフに記載されているデータ点はこれらの各観測結果に対応する。

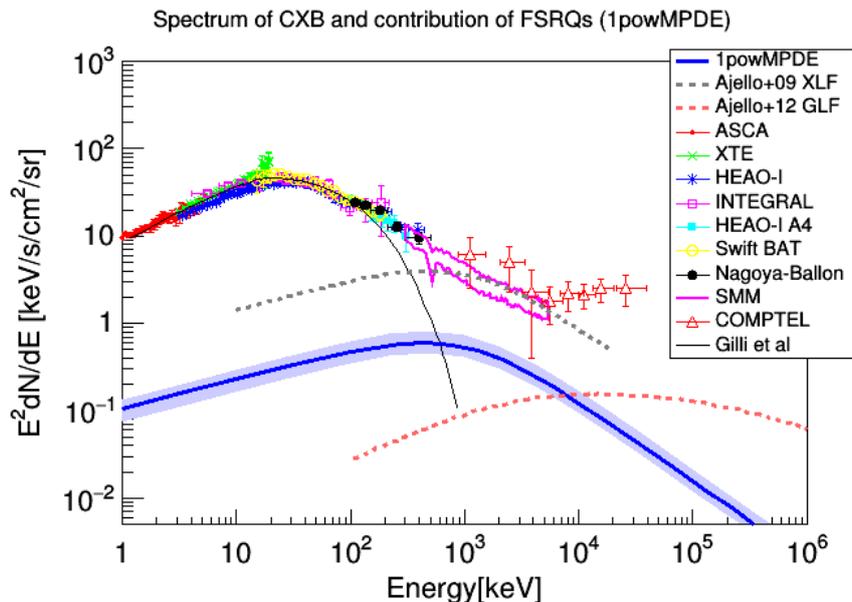


図 4.24: FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の 1powMPDE モデル、黒点線が Ajello et al, 2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の 1powMPDE モデルの 1σ エラー領域である。

これを見ると、実際に観測された背景放射と 1powMPDE モデルが予想する FSRQ の背景放射への寄与は一致せず、1MeV のエネルギー帯域に注目すれば実際の背景放射の 10%程しか、FSRQ は説明できないことが分かる。また図中の黒点線が 22ヶ月間観測の BAT カタログの X 線 FSRQ サンプルを使用した Ajello et al, 2009 の結果 [9] である。これと比較すると、1powMPDE モデルが予想する X 線 FSRQ の背景放射へ

の寄与は、Ajello et al,2009 よりも低いことが分かる。すなわち、1powMPDE モデルを仮定すれば、Ajello et al,2009 の結果とは異なり、X 線 FSRQ は MeV ガンマ線背景放射の起源として説明できないことが分かる。

次に、2powMPDE モデルの光度関数 (表 4.1 のモデル 10) を仮定したとき、背景放射への寄与は図 4.25 のようになった。

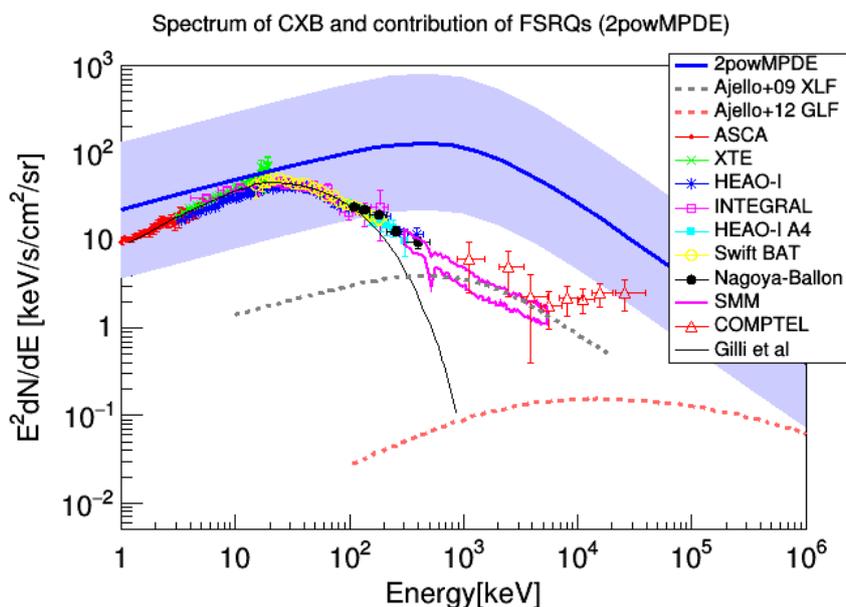


図 4.25: FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の 2powMPDE モデル、黒点線が Ajello et al,2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の 2powMPDE モデルの 1σ エラー領域である。

図 4.25 を見ると、2powMPDE モデルを仮定したとき、1MeV 付近での FSRQ の背景放射への寄与は実際に観測された背景放射と比べて 1 桁程度大きくなってしまふ。すなわち、このモデルでは背景放射を過大評価してしまっている。またこの結果は 1powMPDE モデルを仮定した図 4.24 とは大きく異なっている。ではなぜここまで両モデルで結果が異なったのか。ここで、低光度 ($L_X = 10^{44} - 10^{46}$)、中光度 ($L_X = 10^{46} - 10^{48}$)、高光度 ($L_X = 10^{48} - 10^{50}$) ごとに 2powMPDE 及び 2powMPLE モデルの背景放射への寄与を計算してみると図 4.26 のようになり、背景放射に最も支配的な $L_X = 10^{44} - 10^{46}$ の低光度領域での結果が、1powMPDE と 2powMPDE モデルで異なっているのが分かる。図 4.26 の低光度 $L_X = 10^{44} - 10^{46}$ 領域は、図 4.7 及び図 4.11 の数密度分布では赤線の部分にほぼ対応するが、両モデルの数密度分布は異なっており、1powMPDE モデルよりも 2powMPDE モデルの低光度の X 線 FSRQ 数密度が大きい (例えば密度が最大になる $z = 4$ 付近では、1powMPDE モデルでは数密度は $10^{-7} - 10^{-6}$ [1/Mpc⁻³] だが、2powMPDE モデルでは $10^{-4} - 10^{-3}$ [1/Mpc⁻³] もある)。そのため低光度での FSRQ 天体数の振る舞い方の違いが、両モデルでの背景放射への寄与が異なった理由として考えられる。

だが、3.1.1 章でも述べたがそもそも PDE や PLE モデルでは背景放射を過大評価してしまう場合があると報告されている [4]。そのため 2powMPDE モデルの背景放射への寄与が実際より大きくなってしまった

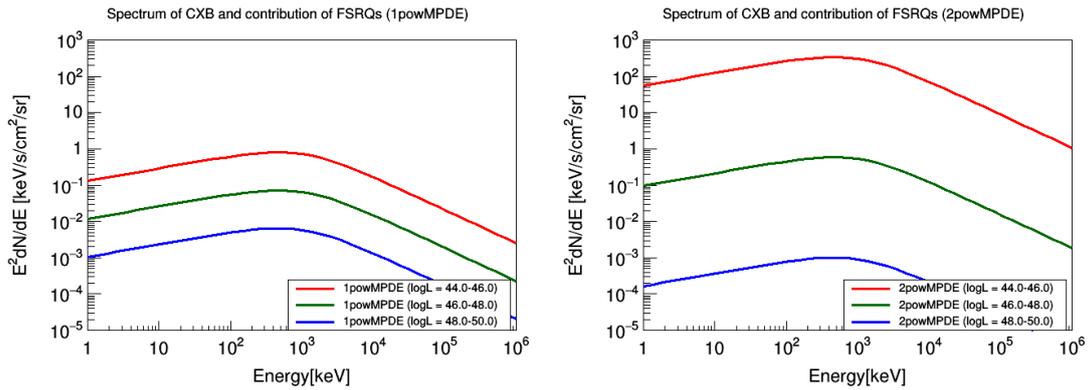


図 4.26: 各光度ごとの MeV ガンマ線背景放射への寄与 (右図: 2powMPDE モデル左図: 1powMPDE モデル)

のは、モデル自体の問題であるとも考えられる。

続いて、2powMPLE モデル (表 4.1 のモデル 11) を仮定したときの背景放射への寄与を見積もると、図 4.27 のようになる。これを見ると図 4.25 とは異なり、ベストフィットな結果 (図中青線) では観測されている 1MeV 付近での MeV ガンマ線背景放射とほぼ同じ値となる。このように 2powMPLE モデルを仮定した場合と 2powMPDE モデルを仮定した場合とで結果が異なったが、先ほど同様に低光度、中光度、高光度ごとに 2poMPDE 及び 2powMPLE モデルの背景放射への寄与を計算してみると、中光度・高光度では両者ほぼ同じ結果となっているが、低光度領域での結果が 2powMPLE モデルと 2powMPDE モデルで大きく異なっている (例えば 1MeV のところに注目すると、2powMPDE モデルでは約 $2 \times 10^2 [keV/s/cm^2/sr]$ なのに対し、2powMPLE モデルでは約 $2 [keV/s/cm^2/sr]$ ほどである)。図 4.28 が低光度、中光度、高光度ごとに 2poMPDE, 2powMPLE モデルの背景放射への寄与を計算したものである。このように低光度側での背景放射の寄与が両モデルで異なっているが、これは低光度側での数密度分布が両モデルで異なるからである。4.1.2 章でも述べたが、今回の 2powerlaw の光度関数モデルでは現在観測された FSRQ より暗い側に天体は存在しないという条件を加えている。そのため、2powMPDE モデルの低光度側での数密度分布は図 4.11 のような一山構造をするのに対し、2powMPLE モデルの低光度側は図 4.15 のように頭打ちのような形となる。すなわち 2powMPLE モデルは低光度側の予想 FSRQ 数が 2powMPDE モデルよりも少ないため、2powMPDE モデルのように背景放射を過大評価することなく、観測された背景放射とほぼ同じ結果となったと考えられる。よって、今回の 2powMPLE モデルでは観測されている MeV ガンマ線背景放射を FSRQ でほぼ説明できる。しかしながら、現在観測された FSRQ より暗い側に天体は存在しないという条件が影響しているため、現在観測できている FSRQ よりさらに暗い側の天体が今後 *Swift* 衛星で検出されれば、2powMPLE モデルの結果は変わる可能性がある。

最後に LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13) を仮定したときの背景放射への寄与を見積もると、図 4.29 のようになった。これを見ると FSRQ の寄与は現在観測されている MeV ガンマ線背景放射よりも 1 桁以上低く、1MeV 付近では 10% 前後しか説明できない。この結果を過去の先行研究と比較すると、1MeV 付近での背景放射への寄与は、22ヶ月間観測の BAT データを用いた Ajello et al, 2009 の結果よりも、*Fermi* 衛星のガンマ線 FSRQ サンプルを用いた Ajello et al, 2012 と近いことが分かる。よってこの結果から、X 線 FSRQ は LDDE モデルを選択した場合では過去の先行研究結果 [9] とは異なり MeV ガンマ線背景放射を説

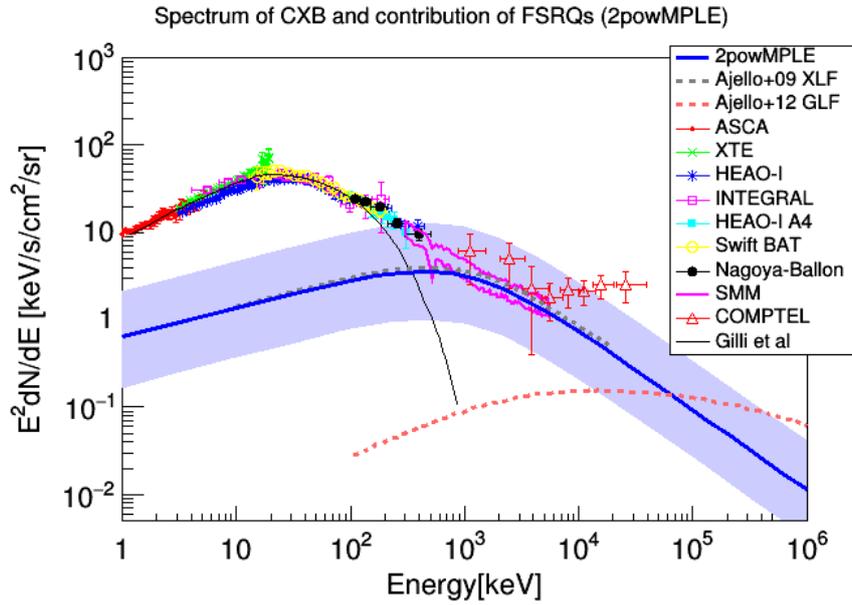


図 4.27: FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の 2powMPLE モデル、黒点線が Ajello et al,2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の 2powMPLE モデルの 1σ エラー領域である。

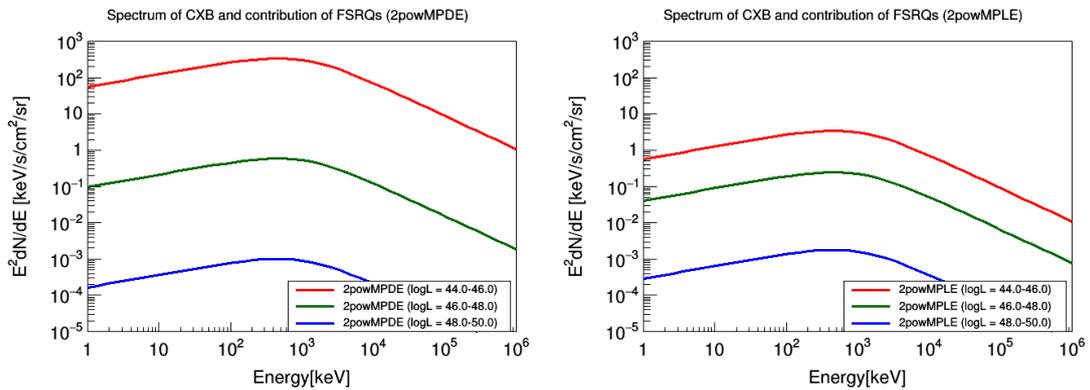


図 4.28: 各光度ごとの MeV ガンマ線背景放射への寄与 (右図: 2powMPLE モデル、左図: 2powMPDE モデル)

明できないことが分かった。

今回のサンプルでは 2powMPLE モデルなど他のモデルを棄却することはできなかったため、X 線 FSRQ は MeV ガンマ線背景放射起源ではないと断定することはできないが、光度関数モデルによってはガンマ線 FSRQ サンプルを使用した Ajello et al,2012 の結果と無矛盾な場合もあることが示された。また、2powerlaw 光度関数モデルも現在観測された FSRQ より暗い側に天体は存在しないという条件を加えなければ計算できなかったため、今後より暗い側の FSRQ が観測され、2powerlaw 光度関数モデルや LDDE モデルについて詳しく議論できれば、X 線 FSRQ が MeV ガンマ線背景放射起源なのかどうかを判断することができるのではないかと期待される。

この他の光度関数モデルを仮定した場合の MeV ガンマ線背景放射への寄与は、Appendix にまとめて記載している。また光度ピンごと、赤方偏移ピンごとに背景放射への寄与を見積もった結果も併せて載せている。

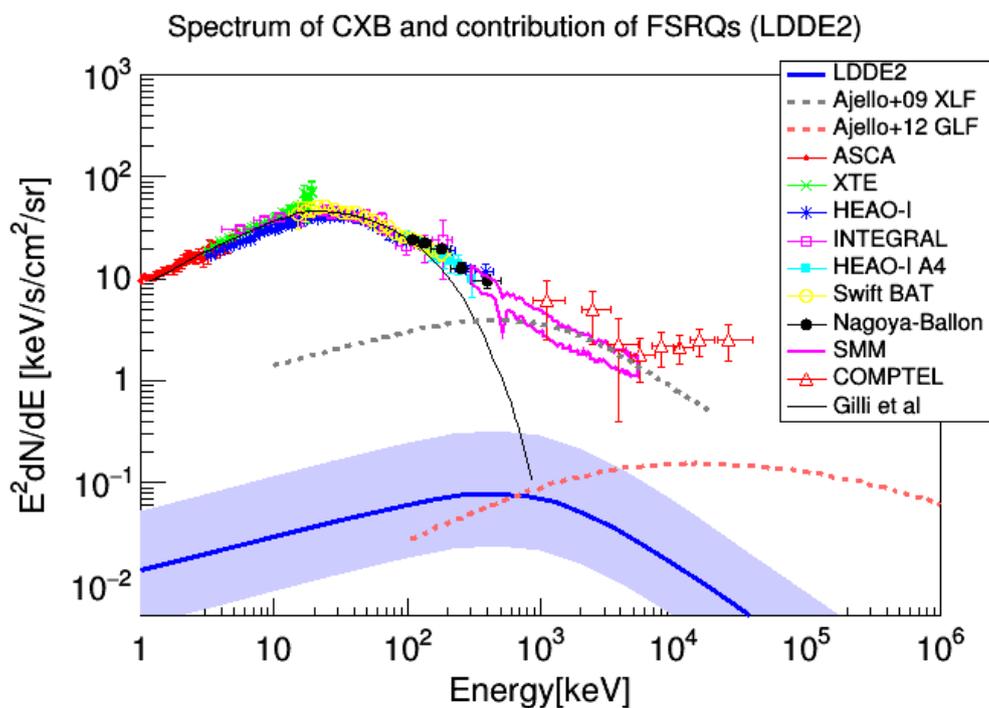


図 4.29: FSRQ の MeV ガンマ線背景放射への寄与。青線が今回の LDDE モデル (表 4.2 のモデル 13)、黒点線が Ajello et al,2009 の結果、赤点線が Ajello et al, 2012 の結果である。また水色の領域は今回の LDDE モデルの 1σ エラー領域である。

第5章 考察・まとめ

5.1 過去の先行研究結果との比較

前章では 70month カタログを使用した X 線 FSRQ サンプルを用いて FSRQ の数密度分布について議論したが、ここではこれらの結果を過去の先行研究と比べることで、X 線 FSRQ サンプルが増えた今回の結果が過去の結果とどう異なっているのかを議論する。比較する過去の先行研究としては、22month カタログデータを使用して X 線 FSRQ の光度関数を構築した Ajello+'2009[9] と、Fermi-LAT のデータを使用してガンマ線光度関数を構築した Ajello+'2012[22] の 2 つである。ここで注意する必要があるのが Ajello+'2012[22] のガンマ線光度関数についてである。これはガンマ線での FSRQ データを使用しており、光度関数はガンマ線光度 (0.1-100GeV の帯域) となっている。そのため、このガンマ線光度関数を今回の X 線光度関数と比較する際にはエネルギー帯域を変換し、ガンマ線光度 L_γ に対応する X 線光度 L_X を求める必要がある。エネルギー帯域の変換は、2.6 節で 14-195keV のフラックスを 15-55keV のフラックスへと変換していたが、今回はこれと同様にして変換することはできない。2.6 節では、このエネルギー領域で FSRQ のエネルギースペクトルが powerlaw モデルで近似できることを利用して変換式としていたが、今回の $L_\gamma \leftrightarrow L_X$ の変換では、エネルギースペクトルが powerlaw モデルで近似することができない。(図??でも確認できるが、FSRQ のエネルギースペクトルは数 MeV 付近で Break する Broken-powerlaw である。そのため、15-55keV と 0.1-100GeV のエネルギースペクトルを単一の powerlaw モデルで近似することができない。) よって、別の方法で $L_\gamma \leftrightarrow L_X$ の変換を行う。

5.1.1 L_γ と L_X の変換

今回は、実際の FSRQ の 0.1-100GeV での光度と 15-55keV の光度の関係から変換式を求める。今回の X 線 FSRQ サンプルのうち、Fermi-LAT でも検出されていたものは 25 天体存在した (付録 A の表 A.1 を参照)。これを L_X vs L_γ でプロットすると、図 5.1 の青四角点のようになった。

これから log-log プロット上で L_γ と L_X に線形の相関があるように見える。よって図 5.1 から回帰直線を導出すれば $L_\gamma \leftrightarrow L_X$ の変換式として用いることができる。しかし、光度は赤方偏移と相関することが知られており、赤方偏移の影響によりあたかも L_γ と L_X に相関があるように見えている可能性がある。そのため、回帰を行う前に、実際に L_γ と L_X の間に相関があるかどうかを確認する必要がある。特に今回の場合、log-log プロット上で両者に線形近い関係が見られるため、実空間上では両者に非線形の相関があることが予想される。そのためスピアマンの順位相関係数を求めることで、非線形のデータ群の相関の強さを議論する。

相関係数 r は 2 つのデータセットの間にどれほどの相関があるかを定量的に示したもので、その値は -1 から 1 までの値をとり、以下の表 5.1 のように、 $|r|$ が 1 に近いほど相関が強いと言える (=両者に相関が存在する)。

表 5.1: 相関係数の値とその意味

相関係数 r	意味
$0 < r \leq 0.2$	相関なし
$0.2 < r \leq 0.4$	低い相関あり
$0.4 < r \leq 0.7$	相関あり
$0.7 < r < 1.0$	高い相関あり
$r = 1.0$	完全な正の相関
$r = -1.0$	完全な負の相関

スピアマンの順位相関係数はある2つのデータセット $x = \{x_1, x_2, x_3 \dots\}$, $y = \{y_1, y_2, y_3 \dots\}$ の間に非線形の相関があるときの相関係数を求める際に用いられる。スピアマンの順位相関係数を求めるためにはまず、データ $x = x_1, x_2, x_3 \dots$ を値が小さいものから順番に並び替え、 x_i が上から何番目にあるかを求める。この何番目に x_i があるかを順位と呼び、 x_i の順位を R_i 、データ y 中の y_i の順位を S_i とする。このとき、スピアマンの順位相関係数 r_{xy} は、データにタイ (=同じ順位のもの) がないとき

$$r_{xy} = \frac{\sum_i (R_i - \bar{R})(S_i - \bar{S})}{\sqrt{\sum_i (R_i - \bar{R})^2} \sqrt{\sum_i (S_i - \bar{S})^2}} \quad (5.1)$$

となる [47]。また、3つのデータセット x, y, z が存在し、 z の影響を除いた x, y の相関係数 $r_{xy,z}$ は、

$$r_{xy,z} = \frac{r_{xy} - r_{yz}r_{zx}}{\sqrt{1 - r_{yz}^2} \sqrt{1 - r_{zx}^2}} \quad (5.2)$$

となる。ここで式 5.2 の r_{xy} は x と y の相関係数、 r_{yz} は y と z の相関係数、 r_{zx} は z と x の相関係数である。今回、式 5.1 から L_γ と L_X の相関係数は 0.815、 L_γ と赤方偏移の相関係数は 0.809、 L_X と赤方偏移の相関係数は 0.878 となったので、ここから赤方偏移の影響を除いた L_γ と L_X の相関係数は、式 5.2 より

$$r_{L_\gamma L_X, z} = 0.373$$

となった。これは表 5.1 を参考にすると、弱いながらも両者に相関があることを示す。また、この相関係数から p 値を出すと、

$$p = 0.065$$

となった。 p 値とは、2つのデータセットが無相関だと仮定したときに、偶然両者に相関が出てしまう確率であり、この値が低いほど「両者の相関は偶然には起きにくい」=「両者に相関がある」と言える。今回この確率は 6.5% と小さい値となったため、 L_γ と L_X には相関があるとし、図 5.1 を powerlaw 回帰しても問題ないとした。実際に図 5.1 を

$$f(x) = A \times x^B \quad (5.3)$$

でフィットしたものが、図 5.1 中の赤線で、

$$L_X = 10^{-42.0706} \times L_\gamma^{1.9146} \quad (5.4)$$

である。これを L_γ と L_X の変換式とする。

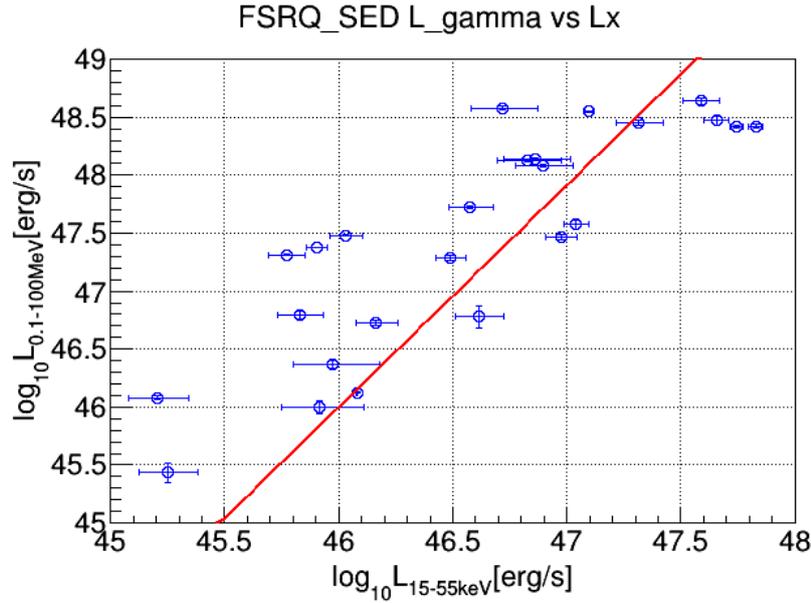
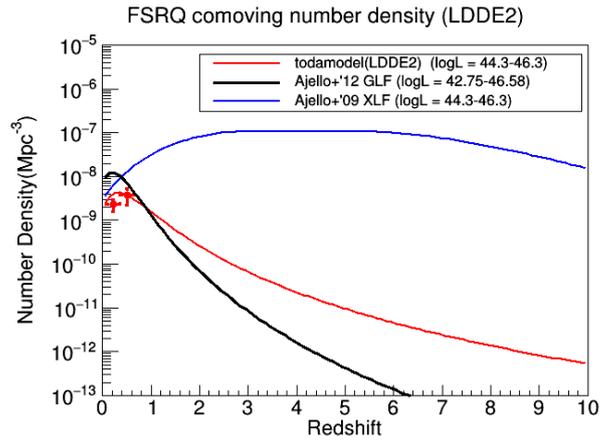


図 5.1: Swift 衛星と Fermi 衛星の両方で検出された FSRQ25 天体のガンマ線光度と X 線光度 (青丸点)、赤線はこれを直線回帰したもの

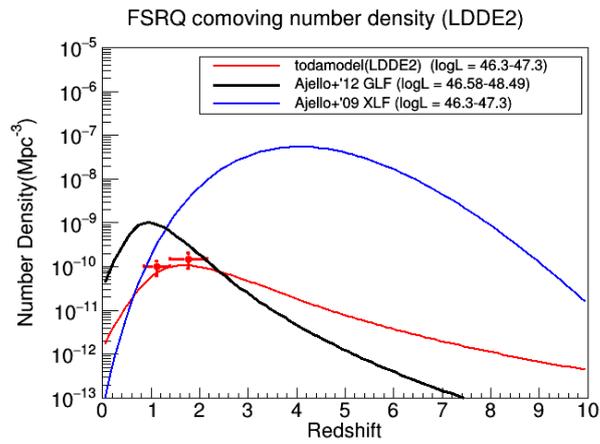
5.1.2 数密度分布の比較

まず、FSRQ の数密度分布を本研究と過去の研究結果と比較してみる。本研究の結果としては表 4.2-モデル 13 の LDDE モデルの結果を適用した。図 5.2 が比較した結果である。ここでは前章と同様、3 つ L_X 領域ごとに分けて数密度分布を作成しており、Ajello+'2012[22] のガンマ線光度関数の結果と比較するため、ある L_X に対応する L_γ を式 5.4 から求めている。

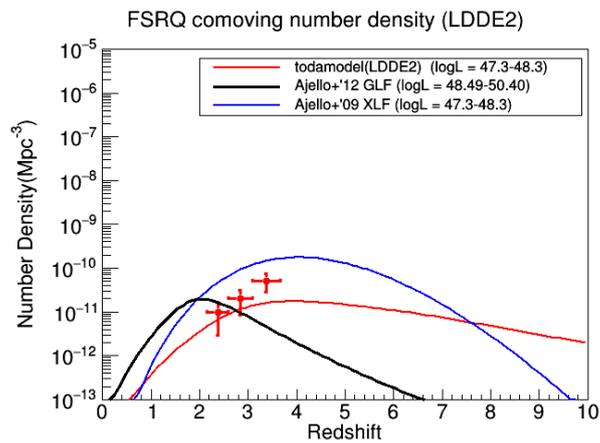
図 5.2 を見ると、まず低光度領域 ($\log_{10} L_X = 44.3 - 46.3$) のとき、LDDE モデルを使用した今回の結果では X 線 FSRQ 密度は $z \sim 0.5$ のあたりにピークを持つ。これは 22month カタログデータを用いた X 線光度関数の結果 (図中の青線) とは大きく異なり、Fermi 衛星のガンマ線 FSRQ サンプルを用いたガンマ線光度関数の結果とよく似ている。また、中光度領域 ($\log_{10} L_X = 46.3 - 47.3$) での密度ピークは $z \sim 1$ 付近と、これもガンマ線光度関数の結果とよく似ている。このことから、X 線 FSRQ サンプルを増やして解析した今回の結果は、ガンマ線での FSRQ サンプルと同様、FSRQ は $z < 1$ の近傍に分布している結果となった。しかし、高光度領域 ($\log_{10} L_X = 46.3 - 48.3$) での今回の結果は $z = 3$ 付近に密度ピークがくるので、ガンマ線光度関数の結果とは異なる。しかし、この高光度領域の天体は $z = 1 - 3$ といった遠方に分布しており、地球から観測すると暗い天体となる。そのためこの領域には今の感度では見えない FSRQ がまだ多数存在していると考えられる。よって高光度領域の FSRQ については、より感度の良い将来衛星が今後観測すれば、より詳しく議論することができると期待する。



[1] $\log_{10}L = 44.3 - 46.3$



[2] $\log_{10}L = 46.3 - 47.3$



[3] $\log_{10}L = 47.3 - 48.3$

図 5.2: 今回の結果 (表 4.2 のモデル 13)(赤線) と Ajello+'2009[9](青線) と Ajello+'2012[22](黒線) の比較

5.2 まとめ

今回、70ヶ月間観測したBATカタログを使用することでX線FSRQサンプルを増やし、FSRQの光度関数を構築した結果、1powMPDE・1powMPLE・2powMPDE・2powMPLEモデルでは、22ヶ月間観測したBATカタログを使用している先行研究であるAjello et al, 2009と同様に $z = 4$ 付近にX線FSRQ密度ピークが来たが、LDDEモデルの場合ではガンマ線FSRQサンプルを使用していたAjello et al, 2012と同様に、低・中光度領域では $z < 1$ の近傍にX線FSRQが分布していると分かった。またMeVガンマ線背景放射も、LDDEモデルの場合ではAjello et al, 2009の結果とは異なり、MeVガンマ線背景放射を10%程度しか説明できない結果となった。

このように今回サンプルを増やして解析を行ったことで、LDDEモデルを選択した場合ではガンマ線FSRQサンプルの結果と矛盾しない結果を得ることができた。これは先行研究では結果が大きく異なっていたX線FSRQとガンマ線FSRQの数密度分布やMeVガンマ線背景放射への寄与が、同じになる場合があることを示唆している。

しかしながら、今回の研究ではPDE、PLE、LDDEモデルのうちKS検定によって棄却はされたモデルは無かったため、どのモデルがFSRQを表すのに最も適しているかは議論できなかった。そのため実際にX線FSRQとガンマ線FSRQの宇宙論的進化が同じなのかどうかについては判断できない。また2powMPLEや2powMPDE、LDDEモデルではモデル内のパラメータを固定しなければ光度関数を構築することができなかった。だがこれは現在のFSRQサンプルでは観測できていない、より暗いFSRQの情報があればパラメータを固定しなくとも光度関数の構築を行うことができると予想される。よって今後、現在観測できている領域よりも深いところまで観測できるようになれば、パラメータを固定することなくX線FSRQの光度関数を構築することができるだろう。それにより、X線FSRQを表すのに最適な光度関数モデルを構築することができると思う。

付録 A 解析で用いた全 41 天体のカタログ値

ここには付録として、今回の解析に用いた FSRQ41 天体の 70month カタログにおけるカタログ値の表を記載する。

表 A.1: プレーザーサンプル

Swift NAME	赤経 (J2000.0)	赤緯 (J2000.0)	赤方偏移	フラックス ^β (14-195keV)	光子指数	V/V_{max}	LAT? ^α
J0010.5+1057	2.612	10.953	0.0893	$31.37^{+4.71}_{-4.48}$	$1.87^{+.20}_{-.19}$	0.154	
J0017.1+8134	4.268	81.567	3.3660	$10.12^{+3.46}_{-2.96}$	$2.53^{+.61}_{-.49}$	0.738	
J0225.0+1847	36.272	18.807	2.6900	$31.66^{+5.10}_{-4.84}$	$1.74^{+.21}_{-.21}$	0.684	
J0311.8-7653	47.961	-76.882	0.2230	$12.97^{+4.01}_{-3.60}$	$1.99^{+.44}_{-.39}$	0.523	
J0336.6+3217	54.134	32.299	1.2580	$43.76^{+5.55}_{-5.33}$	$1.60^{+.16}_{-.17}$	0.456	y
J0404.0-3604	60.991	-36.065	1.4170	$11.38^{+3.87}_{-3.44}$	$1.98^{+.49}_{-.42}$	0.641	y
J0405.5-1307	61.373	-13.121	0.5706	$9.90^{+4.49}_{-3.78}$	$2.24^{+.79}_{-.57}$	0.65	y
J0525.1-2339	81.269	-23.649	3.1000	$16.75^{+5.11}_{-4.68}$	$1.57^{+.41}_{-.39}$	0.719	
J0525.3-4600	81.324	-46.004	1.4790	$19.68^{+4.91}_{-4.58}$	$1.29^{+.34}_{-.34}$	0.554	y
J0539.9-2839	84.979	-28.679	3.1040	$27.49^{+5.12}_{-4.86}$	$1.49^{+.26}_{-.25}$	0.719	y
J0623.3-6438	95.819	-64.629	0.1289	$10.98^{+3.86}_{-3.45}$	$1.99^{+.52}_{-.44}$	0.671	
J0635.8-7514	98.951	-75.235	0.6510	$17.57^{+3.84}_{-3.56}$	$1.93^{+.29}_{-.27}$	0.347	y
J0746.3+2548	116.607	25.807	2.9793	$48.89^{+6.30}_{-6.08}$	$1.34^{+.18}_{-.17}$	0.71	y
J0805.2+6145	121.307	61.753	3.0330	$20.60^{+5.12}_{-4.78}$	$1.36^{+.33}_{-.33}$	0.714	y
J0841.4+7052	130.341	70.899	2.1720	$67.74^{+4.40}_{-4.31}$	$1.59^{+.09}_{-.08}$	0.626	y
J1130.1-1447	172.535	-14.798	1.1840	$34.44^{+5.80}_{-5.48}$	$1.75^{+.23}_{-.23}$	0.436	y
J1153.6+4931	178.392	49.514	0.3340	$13.51^{+4.29}_{-3.89}$	$1.56^{+.44}_{-.41}$	0.761	y
J1222.4+0414	185.590	4.236	0.9650	$35.45^{+5.64}_{-5.41}$	$1.30^{+.21}_{-.21}$	0.37	y
J1224.9+2122	186.215	21.361	0.4320	$22.48^{+4.19}_{-3.93}$	$1.76^{+.25}_{-.23}$	0.275	y
J1229.1+0202	187.285	2.057	0.1583	$444.81^{+4.89}_{-4.87}$	$1.72^{+.01}_{-.02}$	0.027	y
J1256.2-0551	194.047	-5.760	0.5362	$34.30^{+5.95}_{-5.66}$	$1.49^{+.23}_{-.23}$	0.2	y
J1305.4-1034	196.347	-10.567	0.2784	13.21^{+0}_{-0}	2.01^{+0}_{-0}	0.501	
J1331.6-0504	202.965	-5.175	2.1500	$20.23^{+7.13}_{-6.47}$	$1.03^{+.52}_{-.58}$	0.799	y
J1337.7-1253	204.430	-12.878	0.5390	$8.77^{+4.21}_{-3.43}$	$2.72^{+1.04}_{-.68}$	0.609	y
J1512.8-0906	228.192	-9.100	0.3600	$70.03^{+7.25}_{-7.04}$	$1.38^{+.15}_{-.15}$	0.115	y
J1557.8-7913	239.444	-79.222	0.1501	$14.88^{+3.80}_{-3.42}$	$2.41^{+.43}_{-.37}$	0.319	

表は次ページに続く

前ページからの続き

Swift NAME	赤経 (J2000.0)	赤緯 (J2000.0)	赤方偏移	フラックス ^β (14-195keV)	光子指数	V/V _{max}	LAT? ^α
J1625.9+4349	246.480	43.809	1.0480	13.22 ^{+4.03} _{-3.62}	2.01 ^{+0.45} _{-0.38}	0.501	
J1643.1+3951	250.814	39.809	0.5928	23.01 ^{+5.57} _{-5.16}	1.27 ^{+0.35} _{-0.36}	0.455	y
J1928.0+7356	291.990	73.940	0.3021	12.50 ^{+4.05} _{-3.64}	1.89 ^{+0.44} _{-0.40}	0.604	
J2011.5-1544	302.865	-15.734	1.1800	19.23 ^{+7.08} _{-6.36}	1.53 ^{+0.57} _{-0.53}	0.435	
J2056.0-4713	313.991	-47.213	1.4890	16.06 ^{+5.71} _{-5.12}	1.73 ^{+0.50} _{-0.46}	0.511	y
J2129.1-1538	322.286	-15.628	3.2680	27.39 ^{+6.30} _{-5.86}	1.70 ^{+0.31} _{-0.30}	0.731	
J2148.0+0657	327.009	6.943	0.9900	22.65 ^{+5.59} _{-5.16}	1.78 ^{+0.35} _{-0.33}	0.378	
J2152.0-3030	327.964	-30.466	2.3450	83.39 ^{+6.29} _{-6.14}	1.50 ^{+0.10} _{-0.10}	0.647	y
J2203.0+3146	330.746	31.767	0.2950	14.26 ^{+4.39} _{-3.98}	1.89 ^{+0.43} _{-0.38}	0.495	y
J2211.7+1843	332.955	18.717	0.0700	17.09 ^{+4.63} _{-4.27}	1.84 ^{+0.35} _{-0.32}	0.398	
J2229.7-0831	337.429	-8.524	1.5595	19.91 ^{+5.94} _{-5.51}	1.59 ^{+0.41} _{-0.38}	0.526	y
J2232.5+1141	338.177	11.721	1.0370	24.37 ^{+5.74} _{-5.33}	1.57 ^{+0.32} _{-0.31}	0.393	y
J2251.9+2215	342.917	22.277	3.6680	11.06 ^{+4.48} _{-3.95}	1.95 ^{+0.58} _{-0.49}	0.757	
J2253.9+1608	343.514	16.138	0.8590	132.55 ^{+5.33} _{-5.22}	1.52 ^{+0.05} _{-0.06}	0.333	y
J2327.5+0938	351.885	9.629	1.8430	30.71 ^{+6.08} _{-5.76}	1.29 ^{+0.28} _{-0.28}	0.578	

これで終わり

Notes.

- α "y" の印がある天体は、LAT 4-year Point Source Catalog[65] にも記載されているものである。
β ここでのフラックスの単位は、 10^{-12} erg/s/cm²

付録B 各光度関数モデルの結果

ここでは本研究で使用した光度関数モデルの中から KS 検定で棄却されなかったものについて、その KS 検定、赤方偏移・光度分布、logN-logS 分布、binned-LD 分布、数密度分布のグラフをそれぞれの記載する。また各図のキャプションにある【3】などの墨付き括弧付数字は、表 4.1 または表 4.2 内でのモデル番号に対応する。

B.1 KS 検定

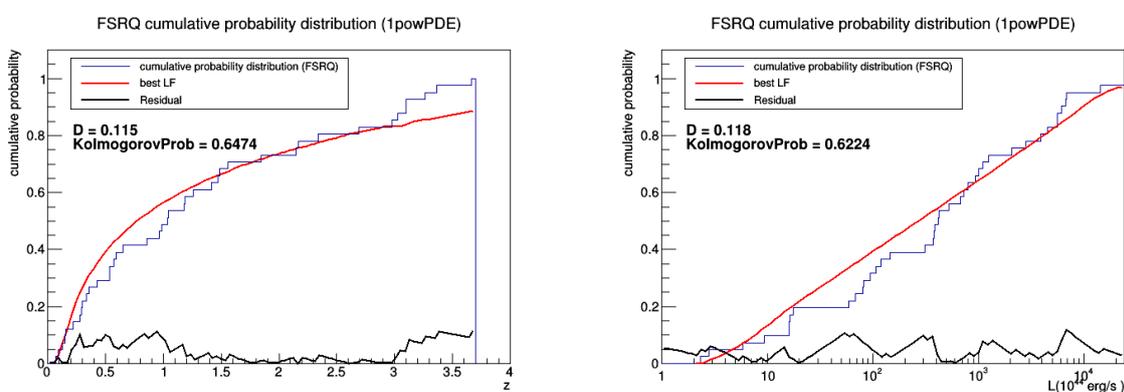


図 B.1: 1powPDE モデル【1】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

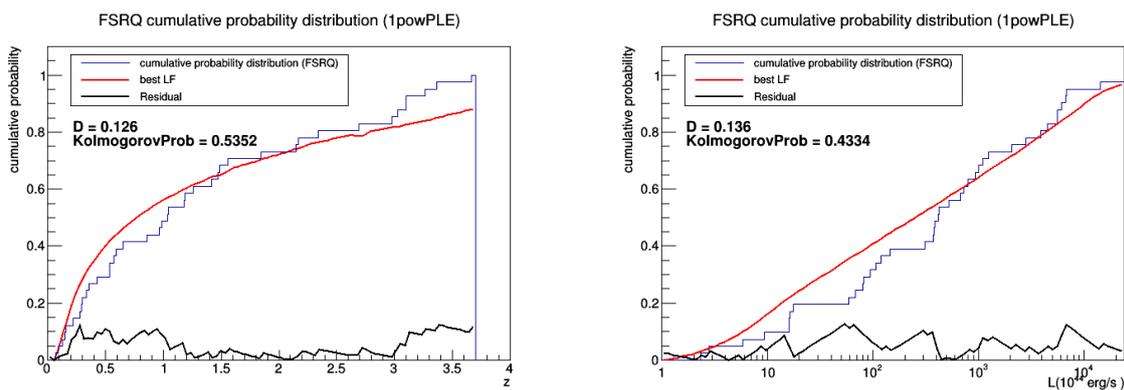


図 B.2: 1powPLE モデル【2】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

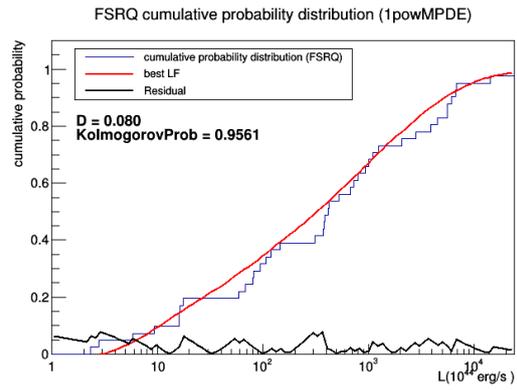
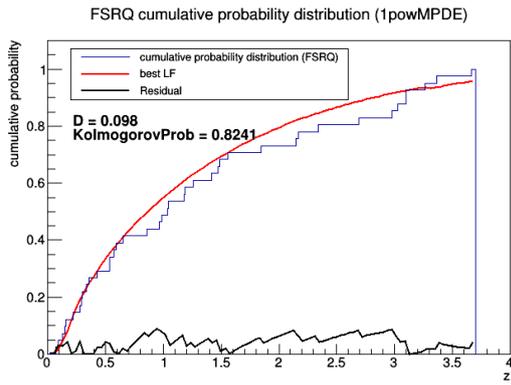


図 B.3: 1powMPDE モデル【3】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

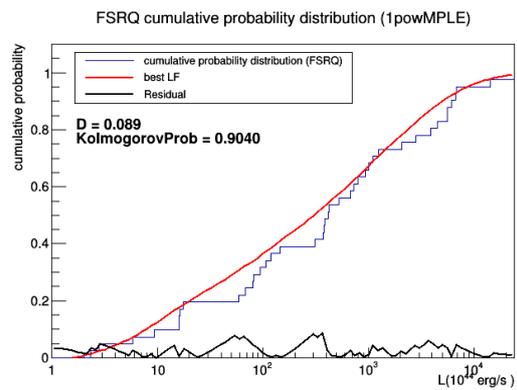
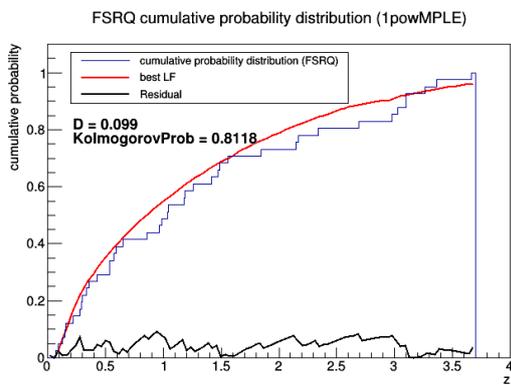


図 B.4: 1powMPLE モデル【4】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

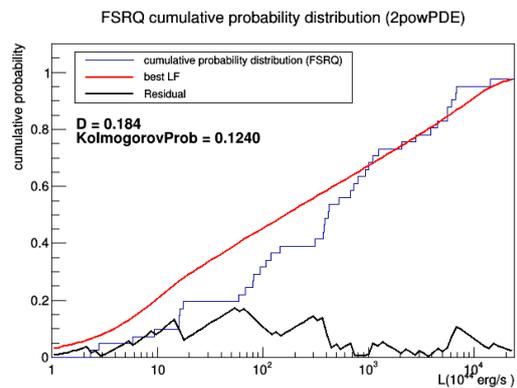
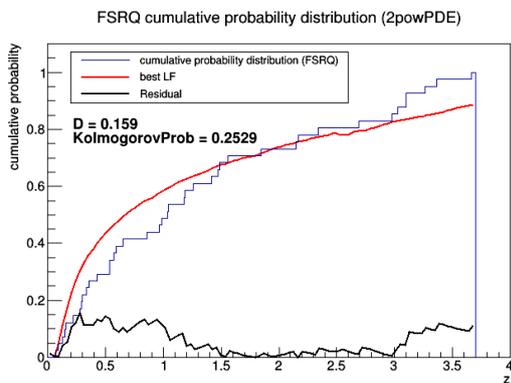


図 B.5: 2powPDE モデル【7】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

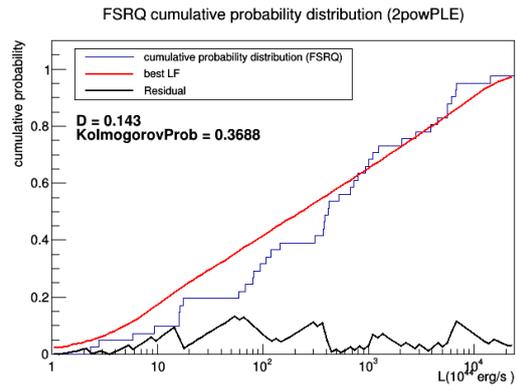
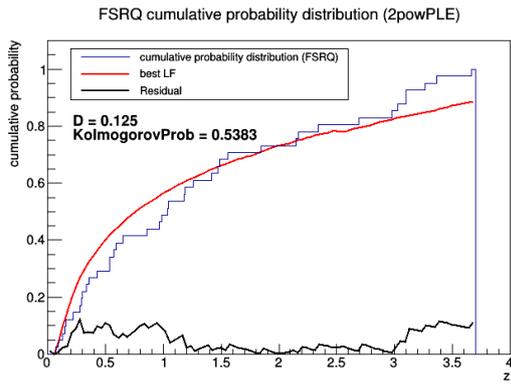


図 B.6: 2powPLE モデル【8】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

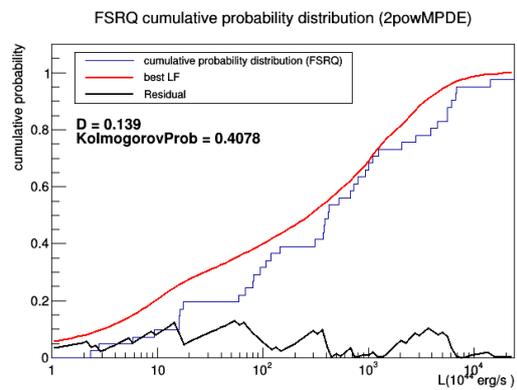
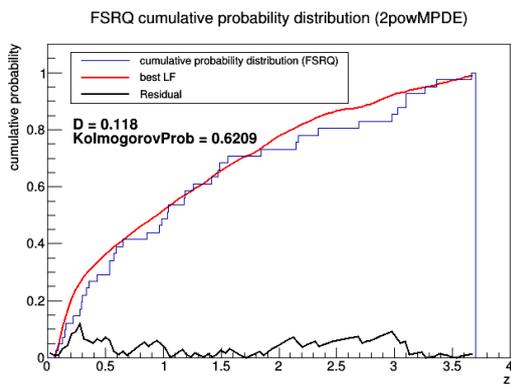


図 B.7: 2powMPDE モデル【9】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

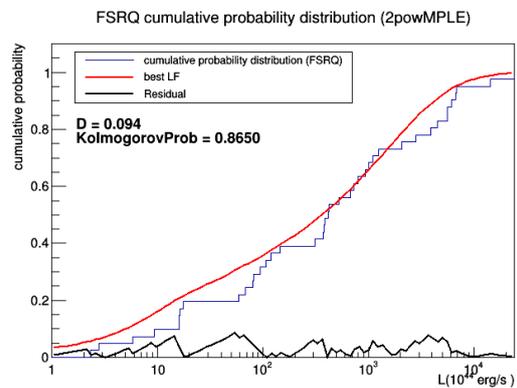
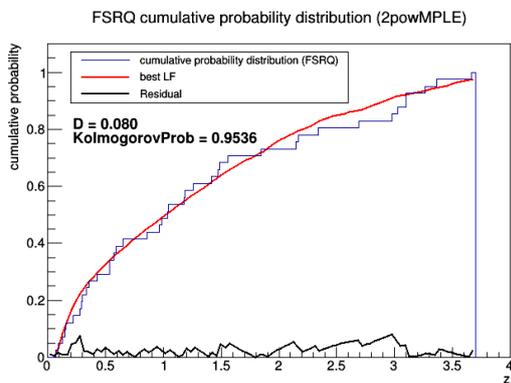


図 B.8: 2powMPLE モデル【10】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

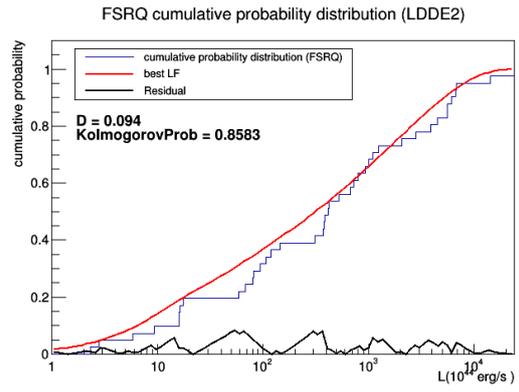
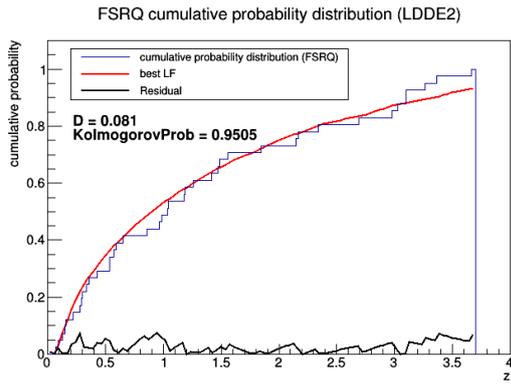


図 B.9: LDDE モデル【11】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

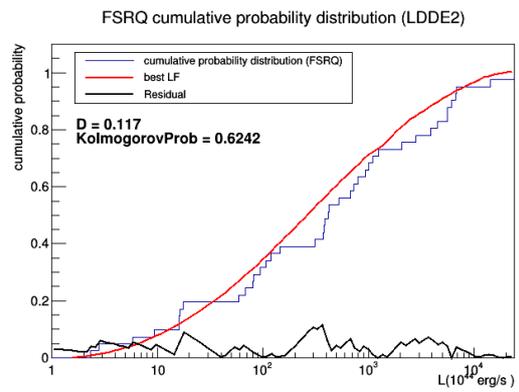
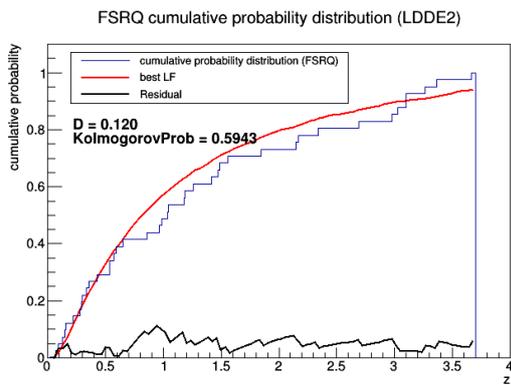


図 B.10: LDDE モデル【13】の累積確率分布 (左図: z を変数とした場合、右図: L を変数とした場合)

B.2 赤方偏移・光度分布

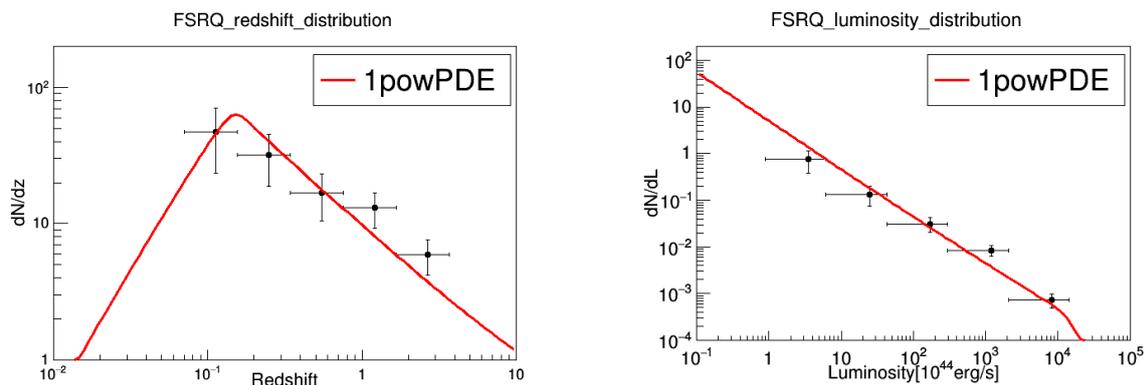


図 B.11: 1powPDE モデル【1】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

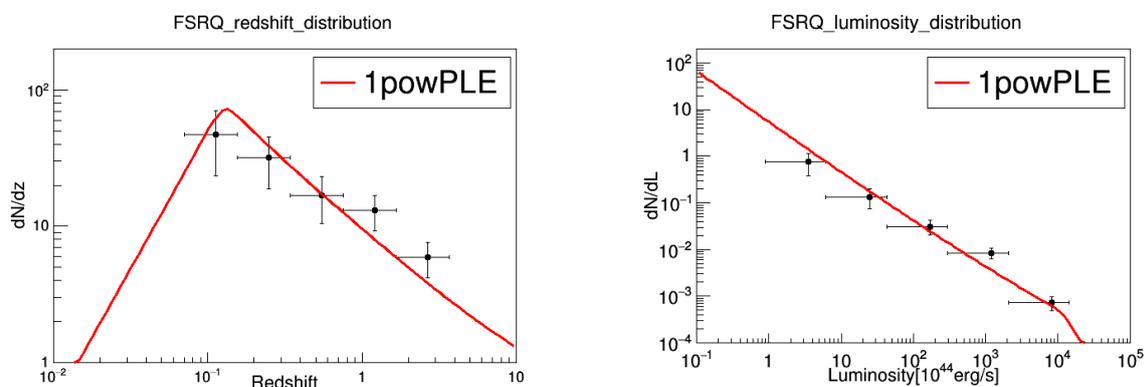


図 B.12: 1powPLE モデル【2】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

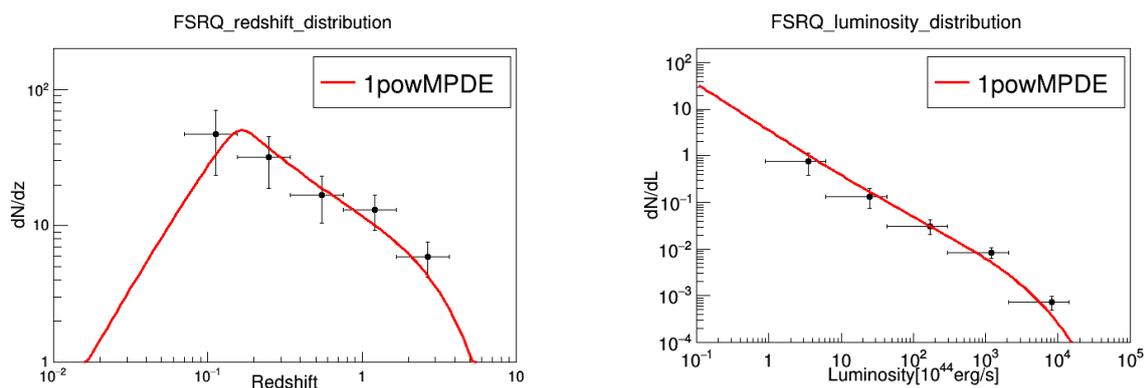


図 B.13: 1powMPDE モデル【3】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

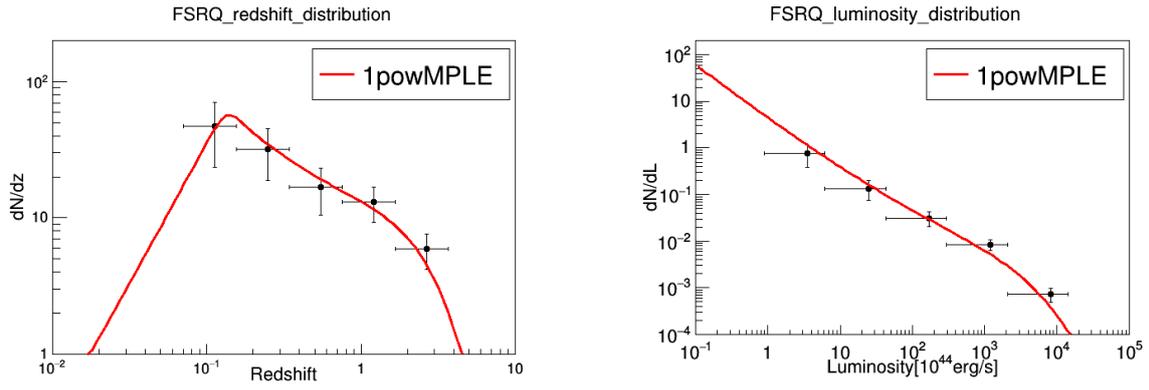


図 B.14: 1powMPLE モデル【4】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

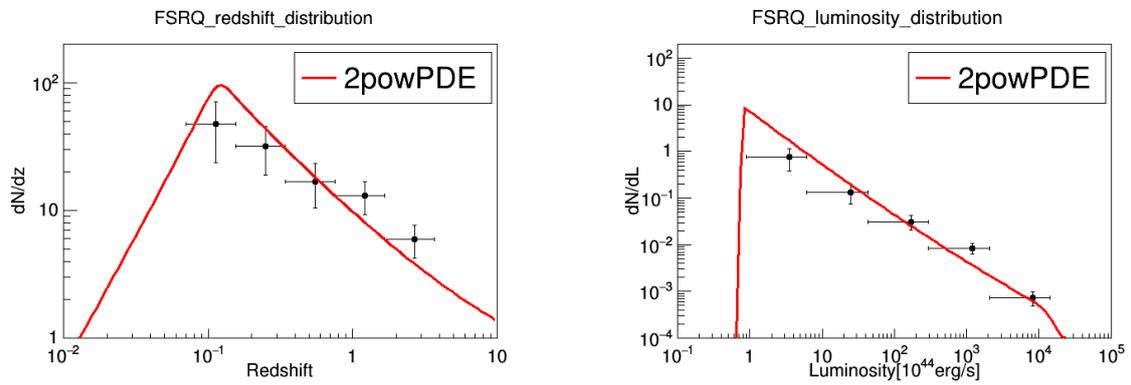


図 B.15: 2powPDE モデル【7】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

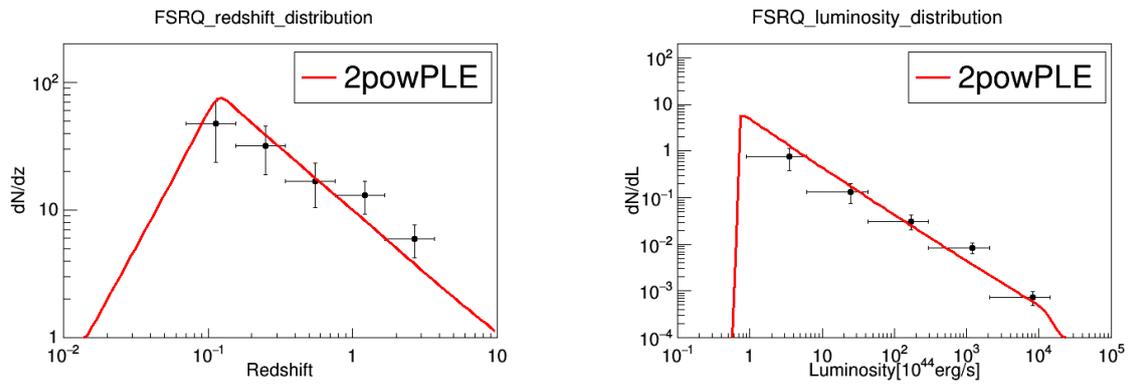


図 B.16: 2powPLE モデル【8】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

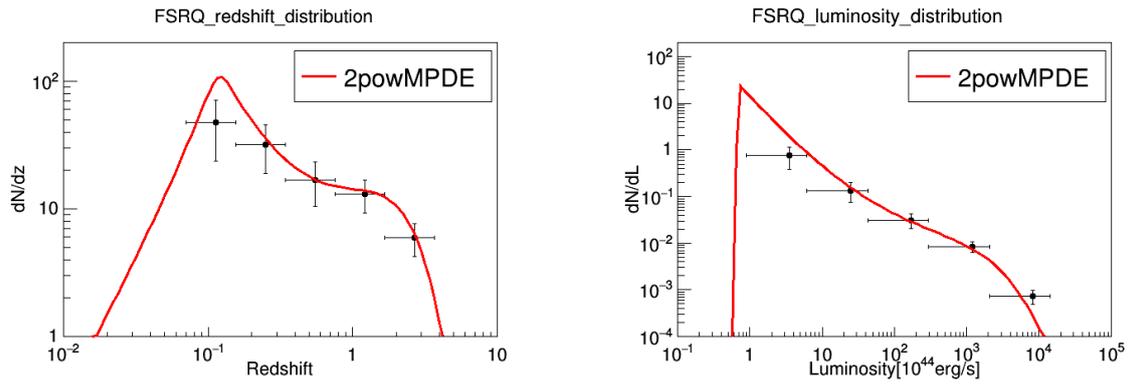


図 B.17: 2powMPDE モデル【9】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

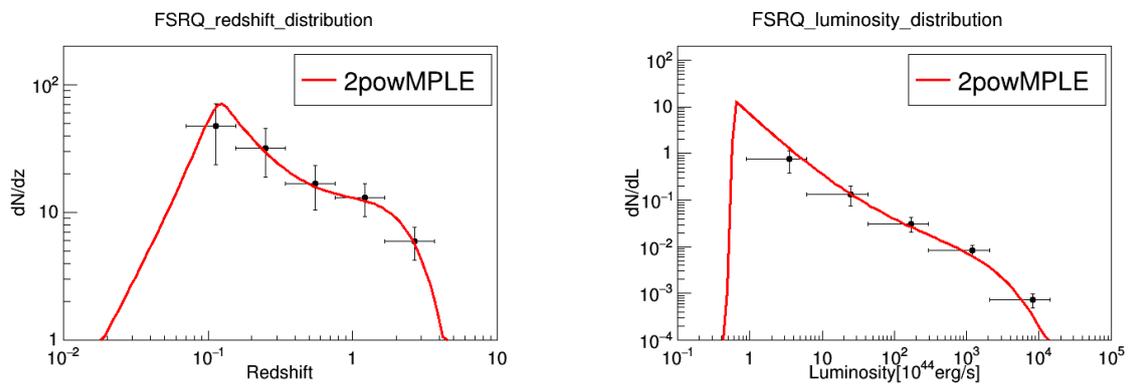


図 B.18: 2powMPLE モデル【10】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

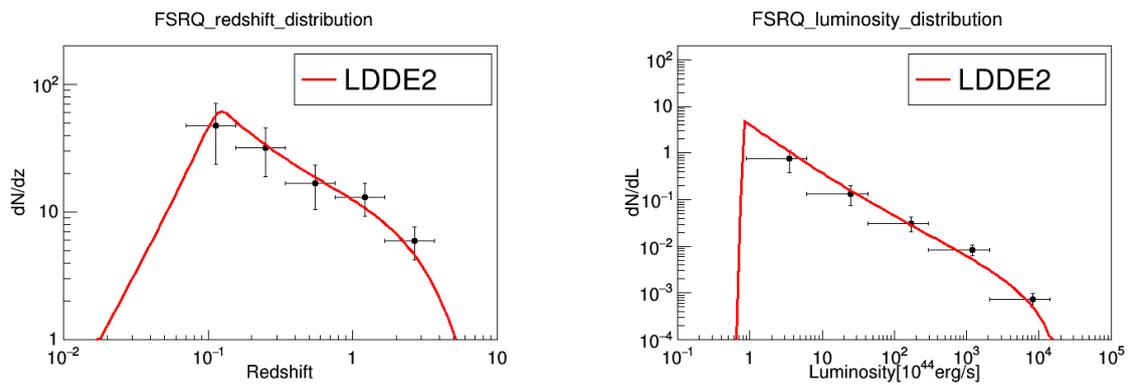


図 B.19: LDDE2 モデル【11】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

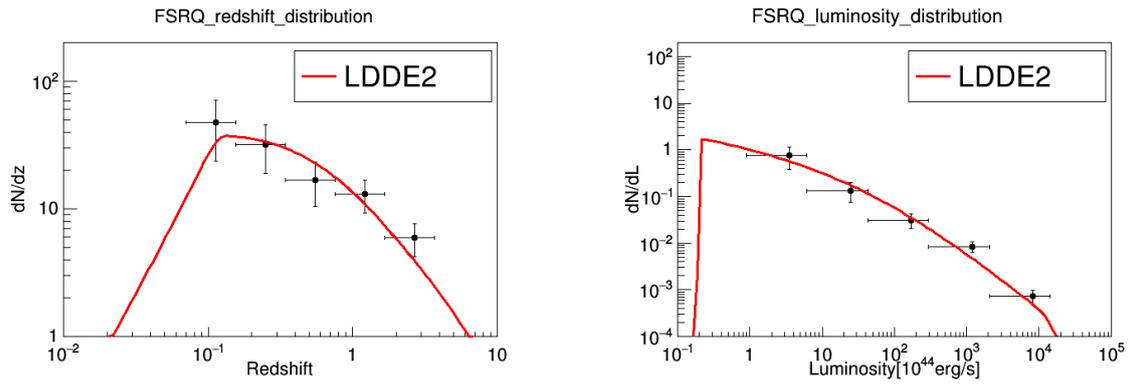


図 B.20: LDDE モデル【13】赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)

B.3 logN-logS 分布

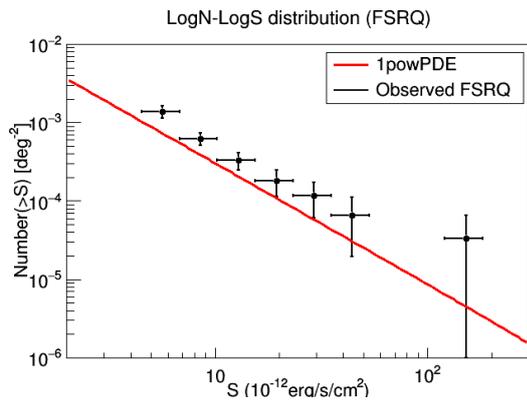


図 B.21: 1powPDE モデル【1】の logN-logS 分布

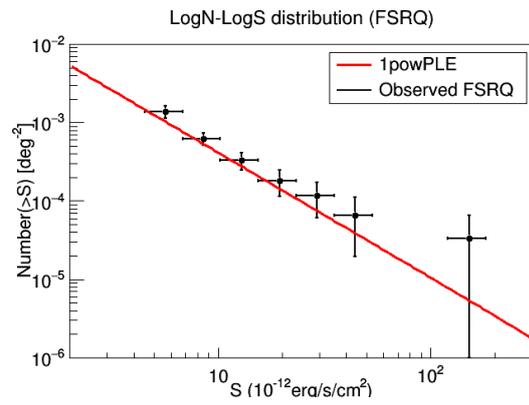


図 B.22: 1powPLE モデル【2】の logN-logS 分布

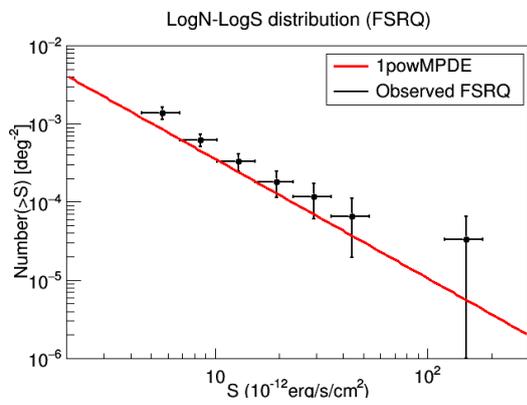


図 B.23: 1powMPDE モデル【3】の logN-logS 分布

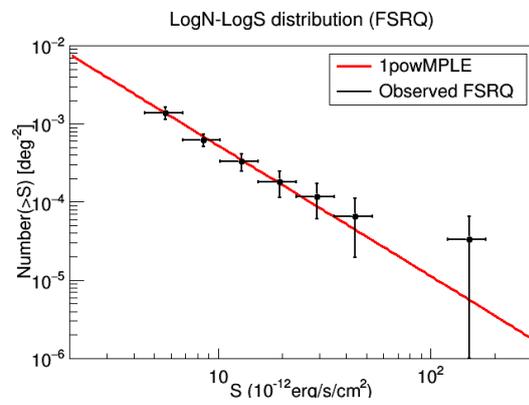


図 B.24: 1powMPLE モデル【4】の logN-logS 分布

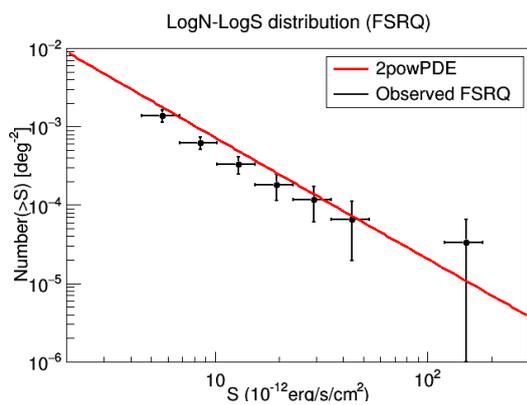


図 B.25: 2powPDE モデル【7】の logN-logS 分布

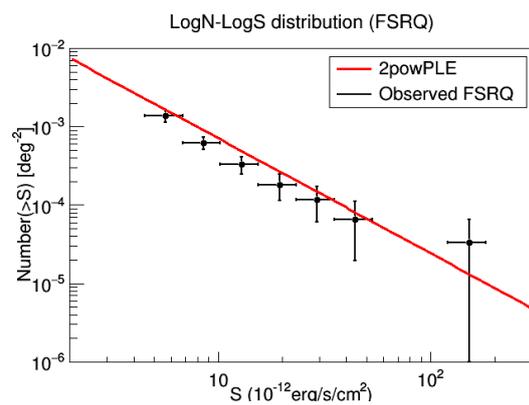


図 B.26: 2powPLE モデル【8】の logN-logS 分布

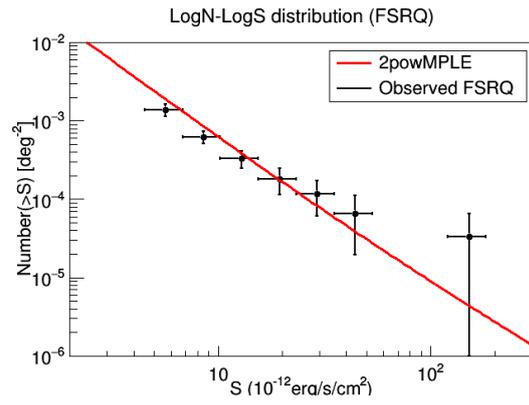
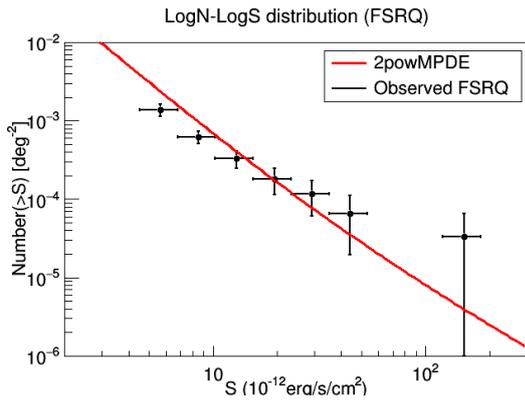


図 B.27: 2powMPDE モデル【9】の logN-logS 分布 図 B.28: 2powMPLE モデル【10】の logN-logS 分布

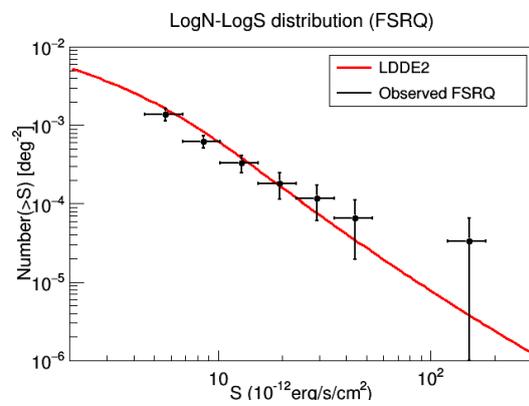
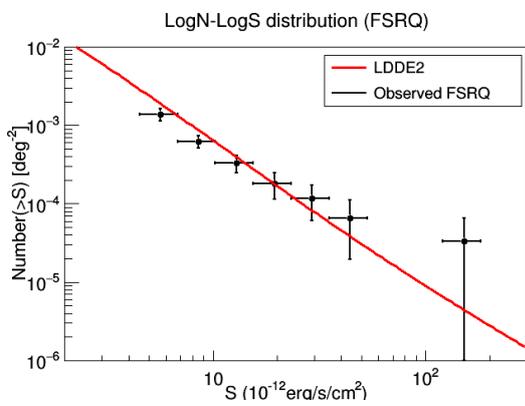


図 B.29: LDDE モデル【11】の logN-logS 分布

図 B.30: LDDE モデル【13】の logN-logS 分布

B.4 binned-LF 分布

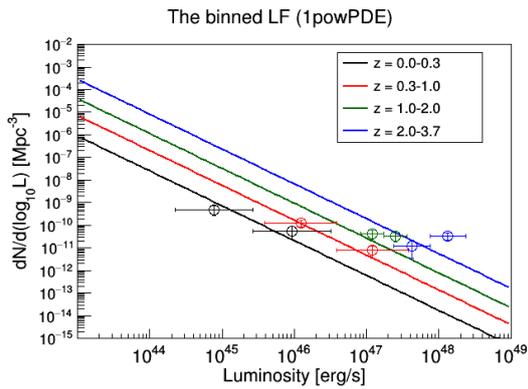


図 B.31: 1powPDE モデル【1】の binned-LF 分布

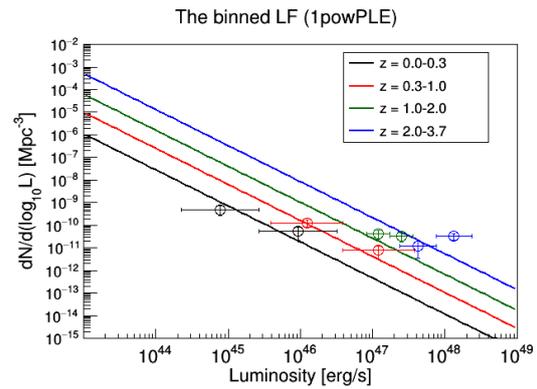


図 B.32: 1powPLE モデル【2】の binned-LF 分布

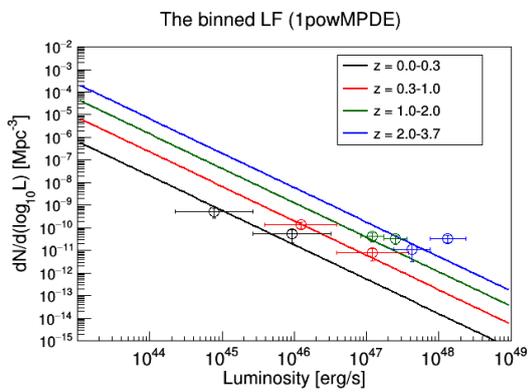


図 B.33: 1powMPDE モデル【3】の binned-LF 分布

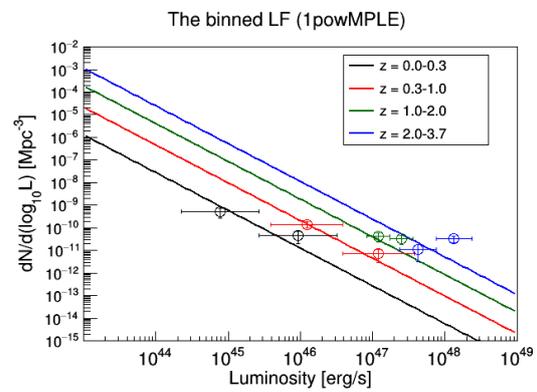


図 B.34: 1powMPLE モデル【4】の binned-LF 分布

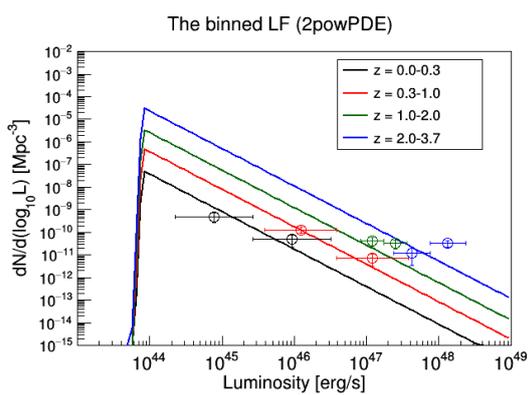


図 B.35: 2powPDE モデル【7】の binned-LF 分布

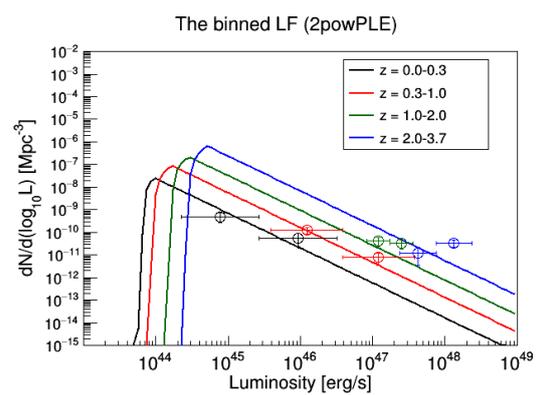


図 B.36: 2powPLE モデル【8】の binned-LF 分布

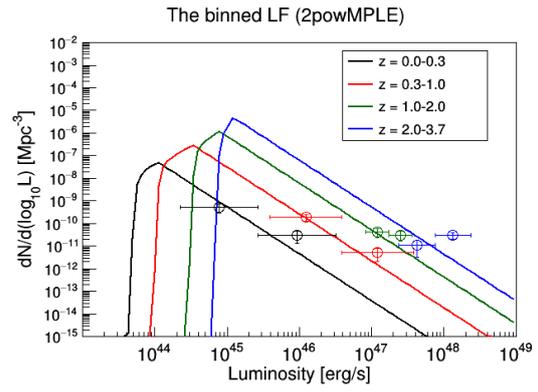
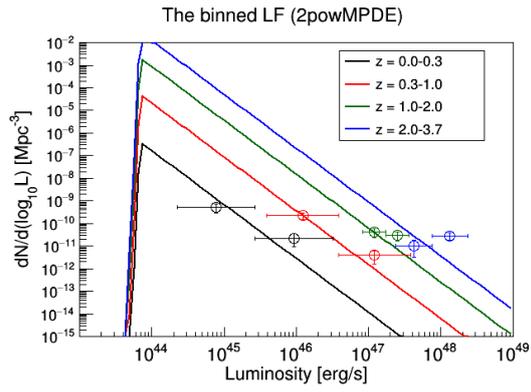


図 B.37: 2powMPDE モデル【9】の binned-LF 分布 図 B.38: 2powMPLE モデル【10】の binned-LF 分布

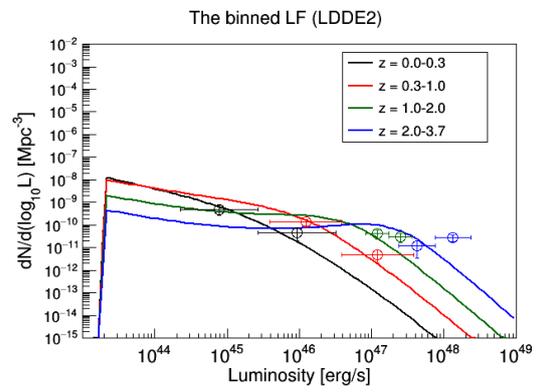
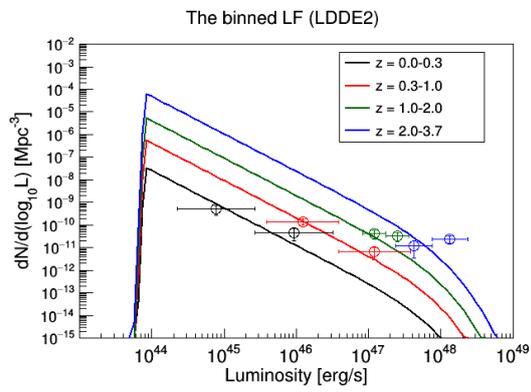


図 B.39: LDDE モデル【11】の binned-LF 分布

図 B.40: LDDE モデル【13】の binned-LF 分布

B.5 数密度分布

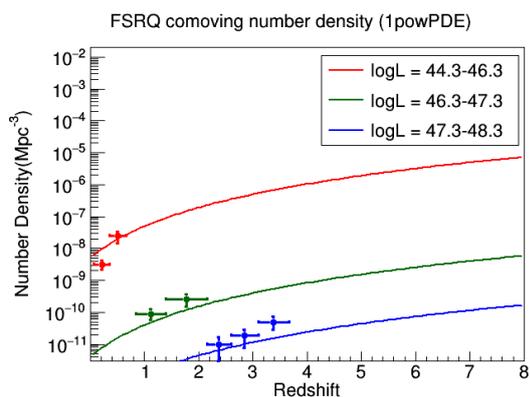


図 B.41: 1powPDE モデル【1】の数密度分布

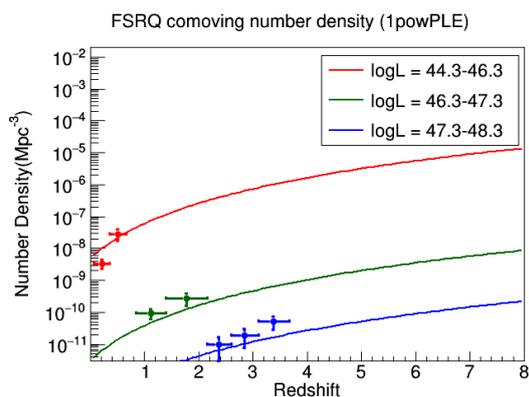


図 B.42: 1powPLE モデル【2】の数密度分布

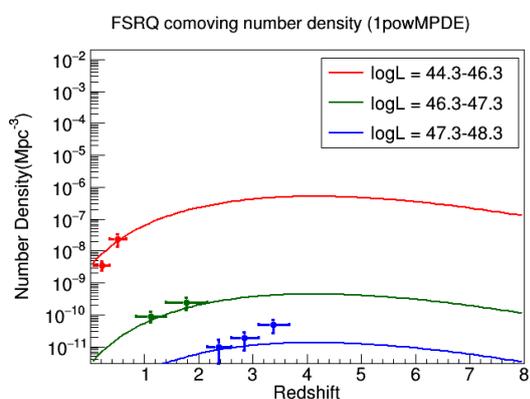


図 B.43: 1powMPDE モデル【3】の数密度分布

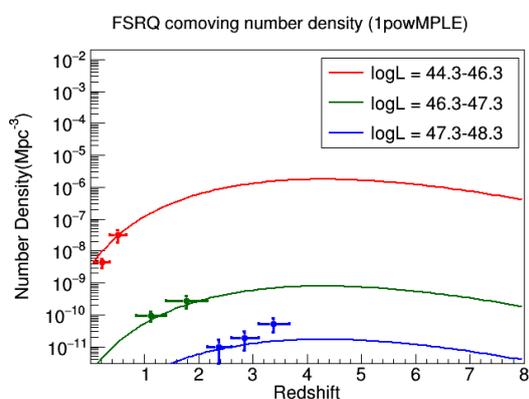


図 B.44: 1powMPLE モデル【4】の数密度分布

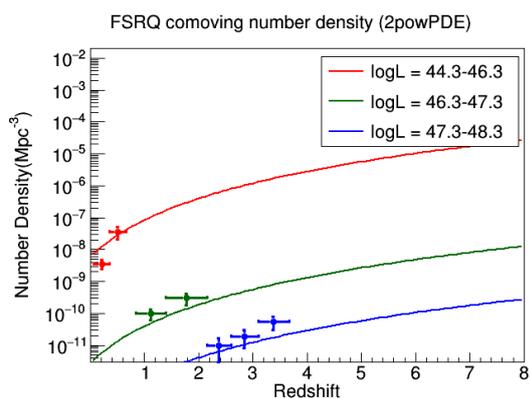


図 B.45: 2powPDE モデル【7】の数密度分布

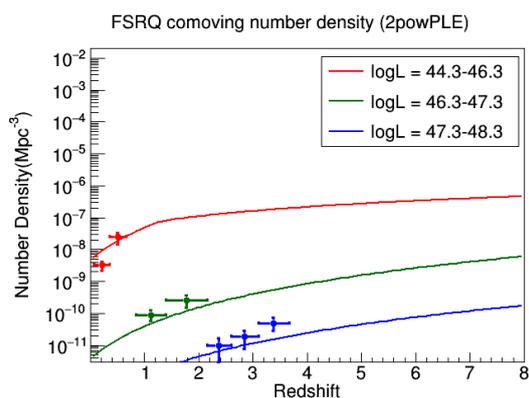


図 B.46: 2powPLE モデル【8】の数密度分布

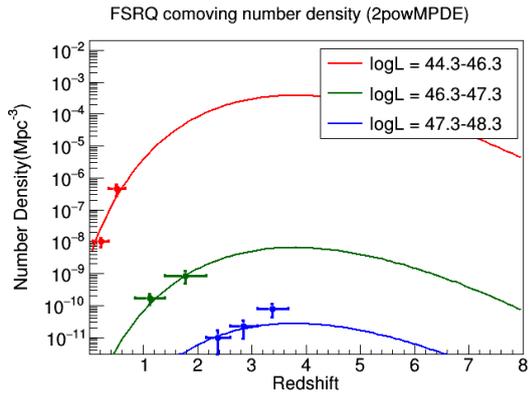


図 B.47: 2powMPDE モデル【9】の数密度分布

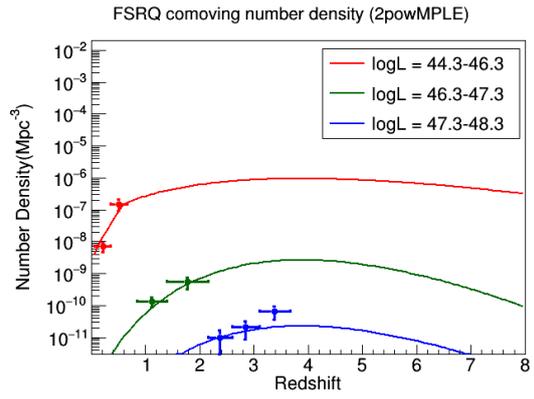


図 B.48: 2powMPLE モデル【10】の数密度分布

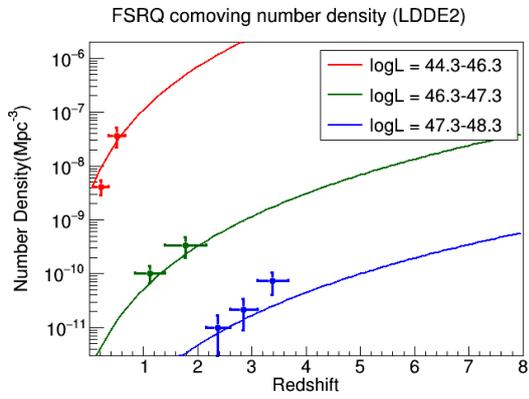


図 B.49: LDDE モデル【11】の数密度分布

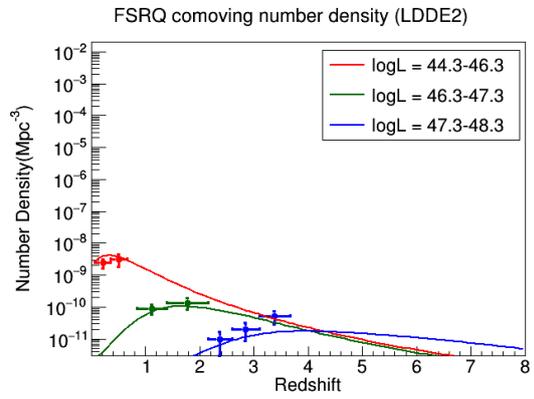


図 B.50: LDDE モデル【13】の数密度分布

B.6 X線背景放射 (CXB) への寄与

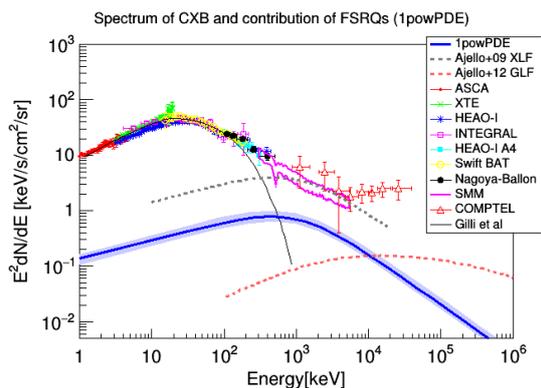


図 B.51: 1powPDE モデル【1】の CXB への寄与

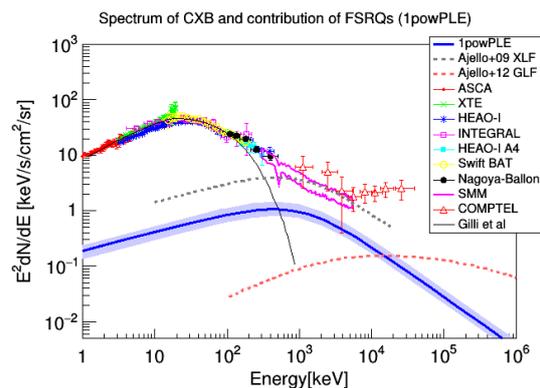


図 B.52: 1powPLE モデル【2】の CXB への寄与

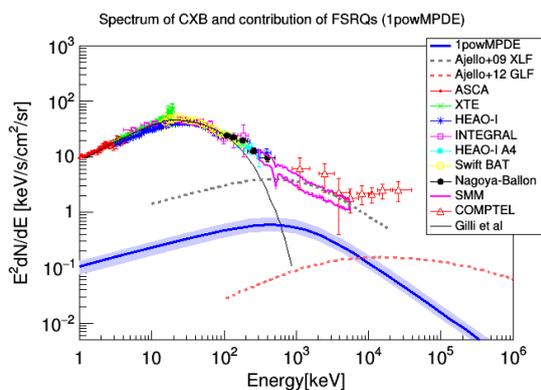


図 B.53: 1powMPDE モデル【3】の CXB への寄与

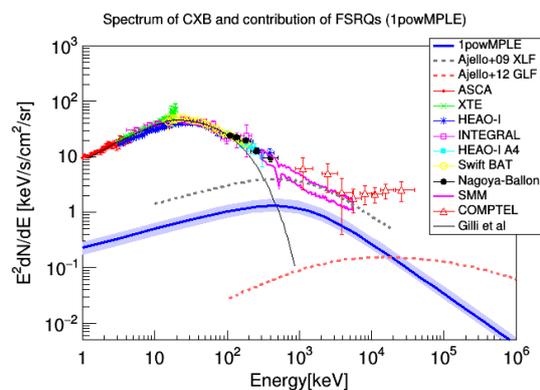


図 B.54: 1powMPLE モデル【4】の CXB への寄与

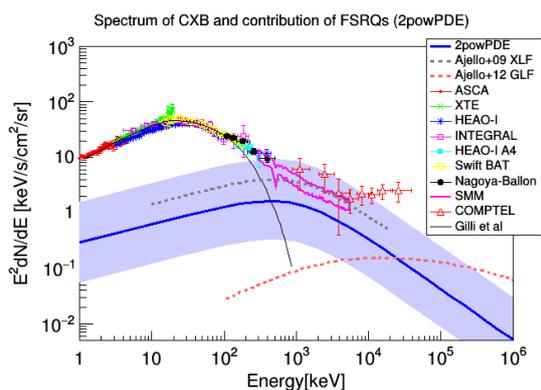


図 B.55: 2powPDE モデル【7】の CXB への寄与

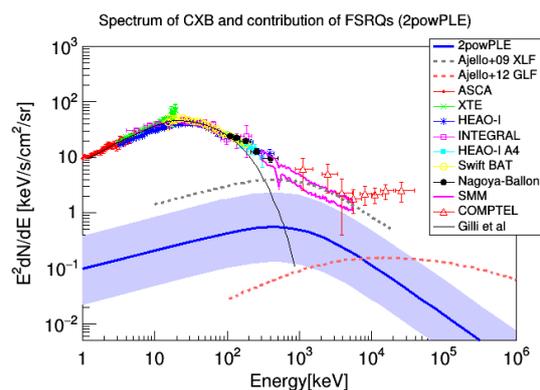


図 B.56: 2powPLE モデル【8】の CXB への寄与

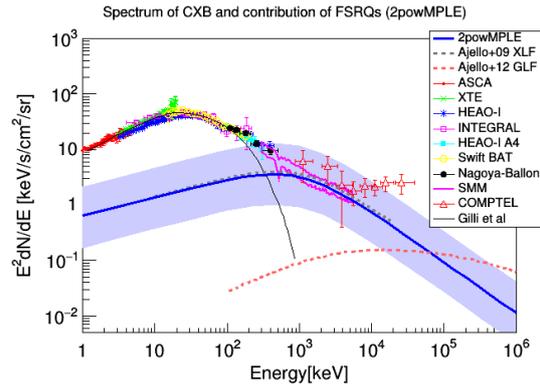
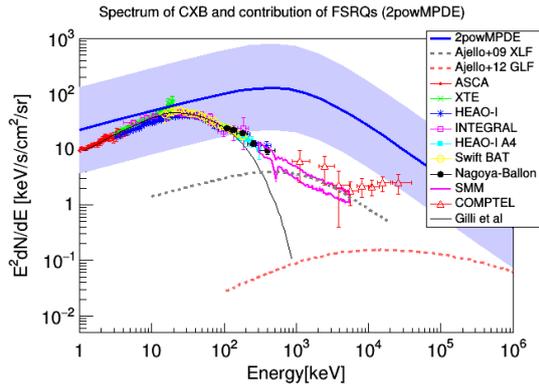


図 B.57: 2powMPDE モデル【9】の CXB への寄与 図 B.58: 2powMPLE モデル【10】の CXB への寄与

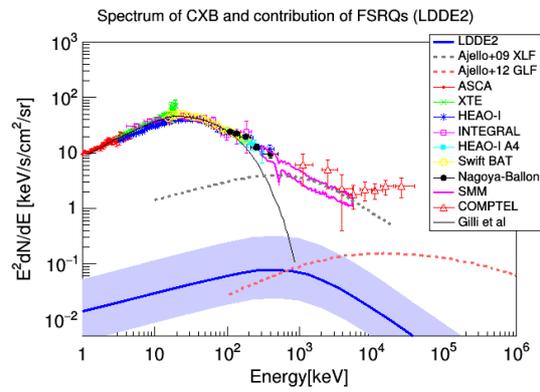
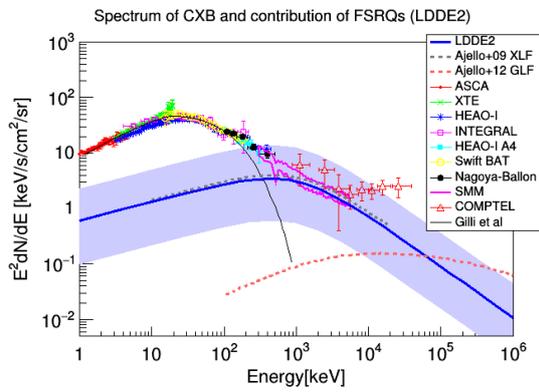


図 B.59: LDDE モデル【11】の CXB への寄与

図 B.60: LDDE モデル【13】の CXB への寄与

B.7 X線背景放射 (CXB) への寄与 (各光度・各赤方偏移ビンごと)

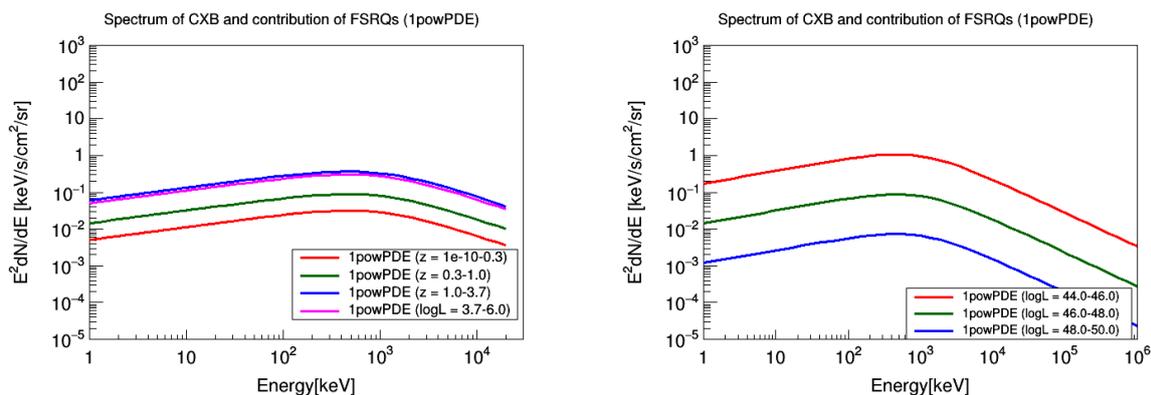


図 B.61: 1powPDE モデル【1】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ビンごと、右図：各光度ビンごと)

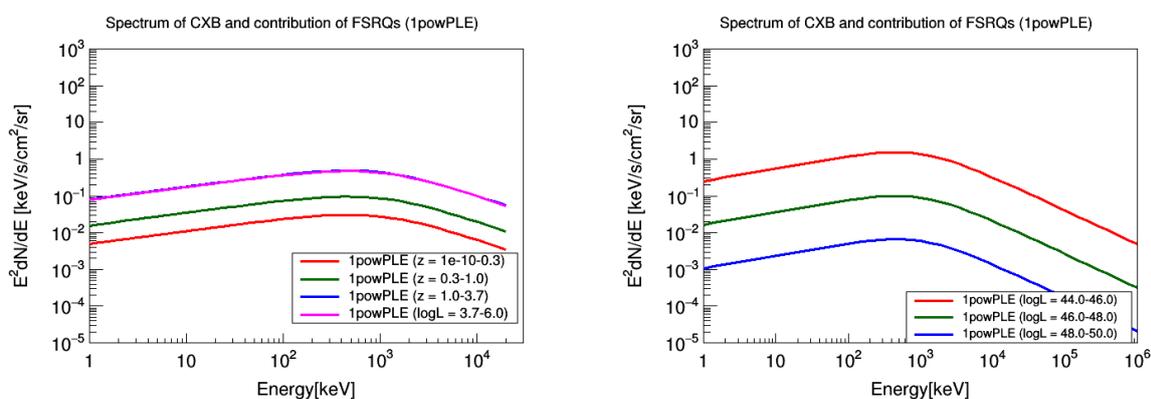


図 B.62: 1powPLE モデル【2】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ビンごと、右図：各光度ビンごと)

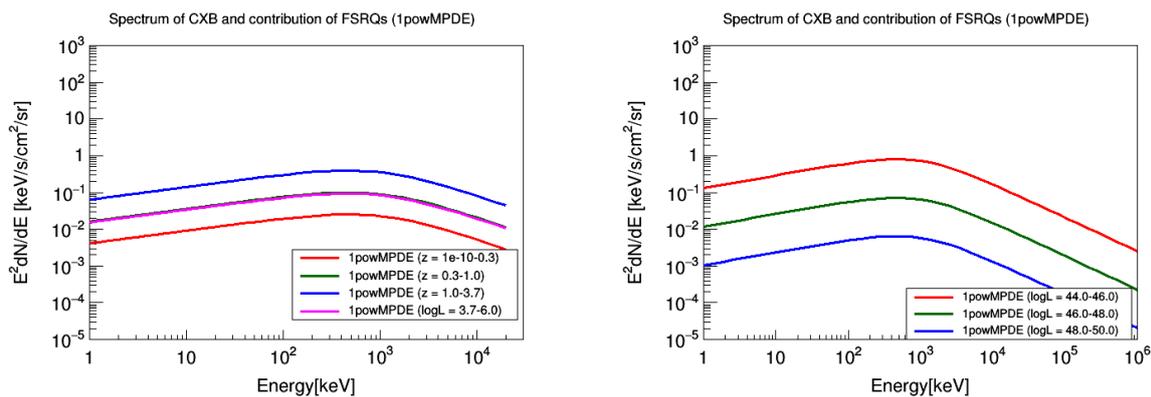


図 B.63: 1powMPDE モデル【3】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ビンごと、右図：各光度ビンごと)

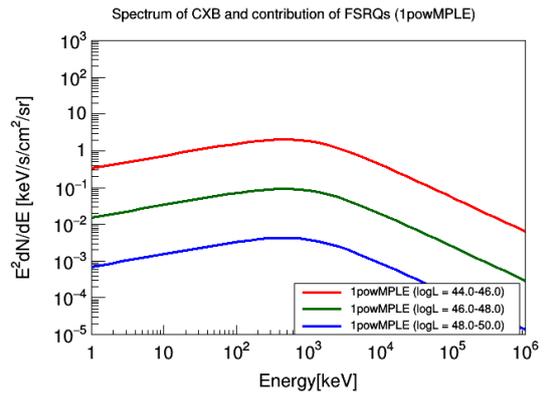
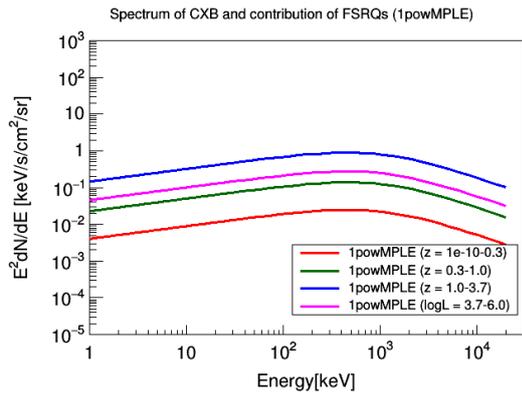


図 B.64: 1powMPL モデル【4】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ピンごと、右図：各光度ピンごと)

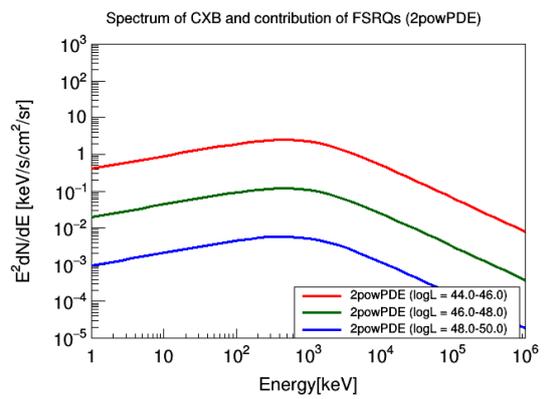
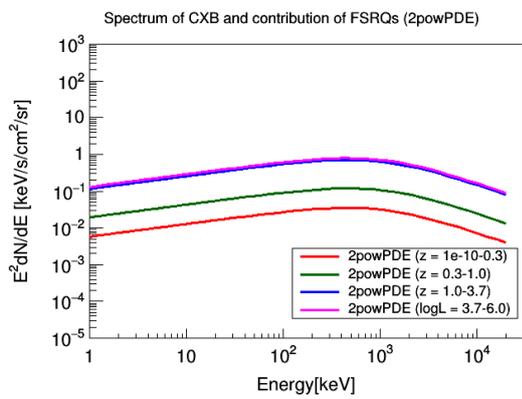


図 B.65: 2powPDE モデル【7】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ピンごと、右図：各光度ピンごと)

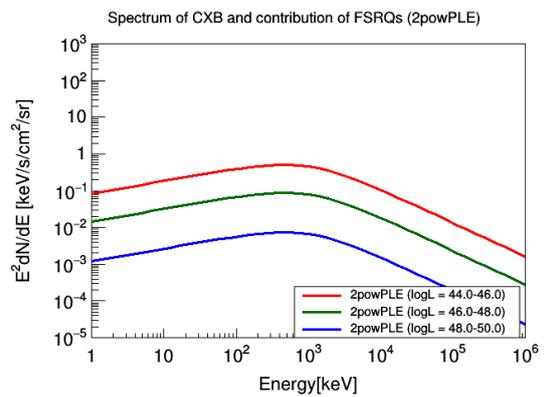
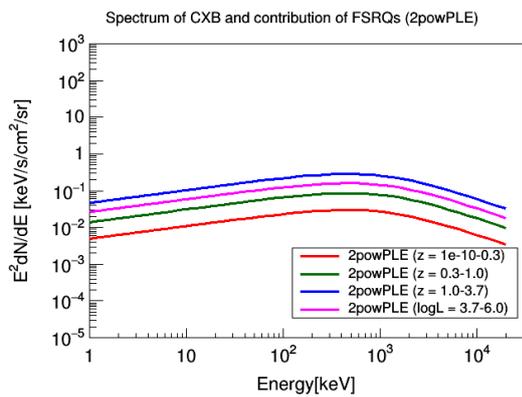


図 B.66: 2powPLE モデル【8】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ピンごと、右図：各光度ピンごと)

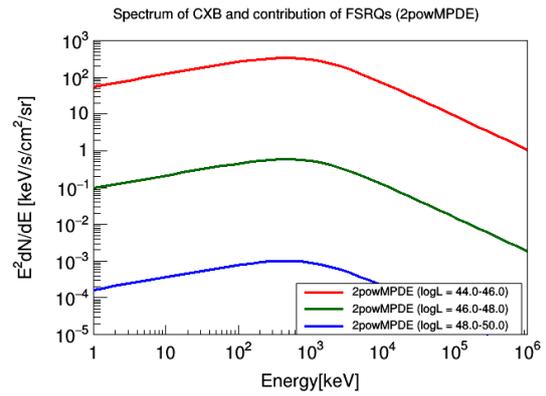
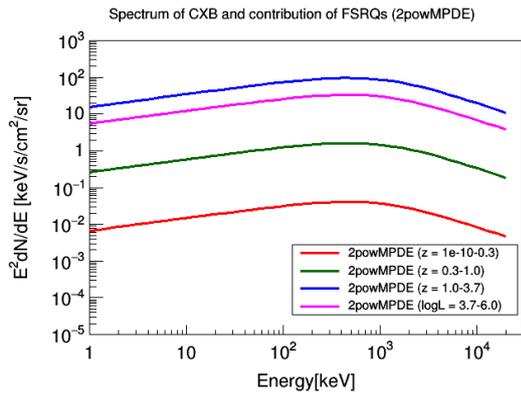


図 B.67: 2powMPDE モデル【9】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ピンごと、右図：各光度ピンごと)

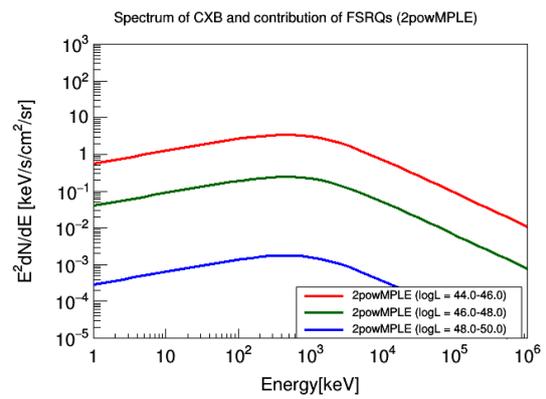
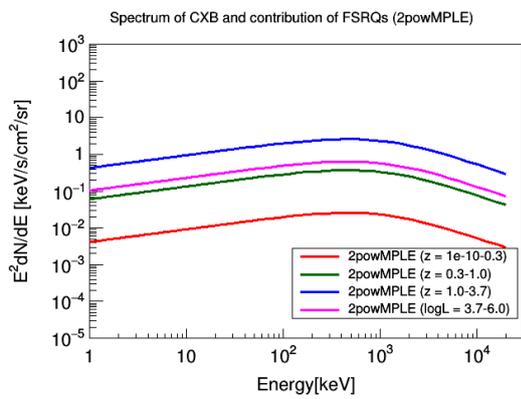


図 B.68: 2powMPLE モデル【10】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ピンごと、右図：各光度ピンごと)

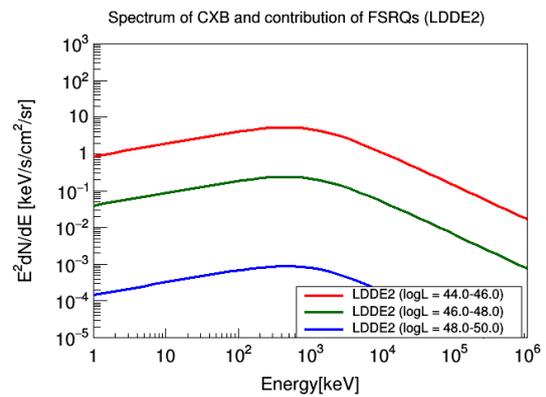
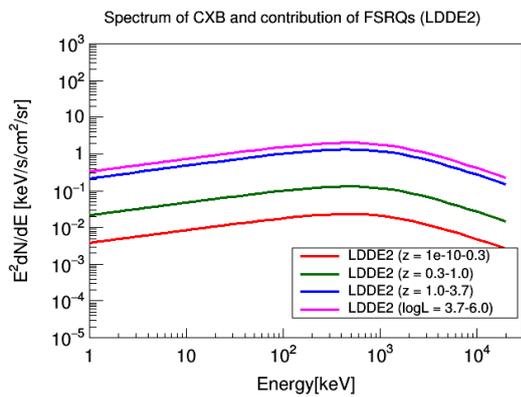


図 B.69: LDDE モデル【11】の CXB への寄与 (左図：各赤方偏移ピンごと、右図：各光度ピンごと)

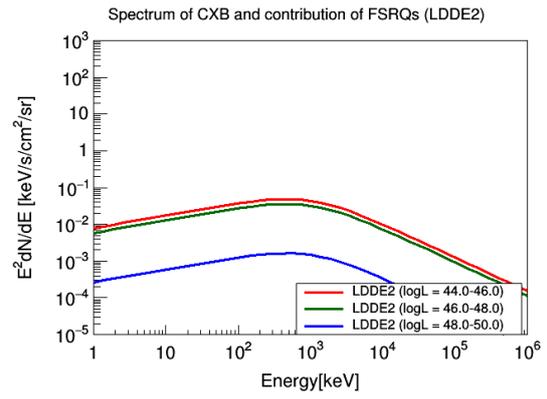
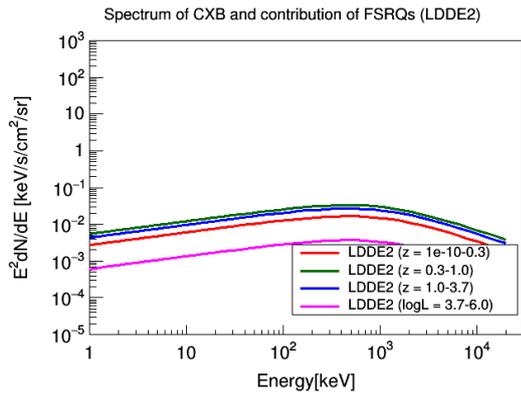


図 B.70: LDDE モデル【13】の CXB への寄与 (左図: 各赤方偏移ビンごと、右図: 各光度ビンごと)

B.8 Swift-BAT 105month catalog

2018年1月9日に *Swift* 衛星が 105ヶ月間全天観測をした全天体カタログ (以降、BAT-105 カタログと呼称する) が公開された [28]。本章ではこの BAT-105 カタログを使用したときの結果について記述する。

B.8.1 天体選別

まず 2.3 章の方法と同様に BAT-105 カタログから FSRQ を選別する。すると BZCAT カタログを比較カタログとした場合には 68 天体、CRATES カタログを比較カタログとした場合には 26 天体が FSRQ として選出された。両者の赤方偏移・光度・光子指数を比較すると図??のようになり、BZCAT カタログを用いたときに選出された FSRQ と比べて CRATES カタログを用いたときに選出された FSRQ が赤方偏移・光度・光子指数の全ての点で異なっている。これは 70ヶ月間カタログを使用したときの結果 (図 2.8,2.9,2.10) と同様である。よって今回も CRATES カタログを使用したときの FSRQ 26 天体は除外し、残りの 68 天体を BAT-105 カタログに記載されている FSRQ と判断した。よってこの 68 天体を解析に使用する。68 天体のフラックスについては第 2 章にて述べた方法で 15 から 55keV の帯域の光度に変換した。

この 68 天体をこれまでの 70ヶ月間カタログを使用したときの FSRQ サンプル 41 天体と比較すると、図??のようになった。黒点が今までの FSRQ サンプルに対し、赤点が 68 天体の新たな FSRQ である。これを見ると 70ヶ月間よりも暗い側までサンプルが増加しているのが分かる。

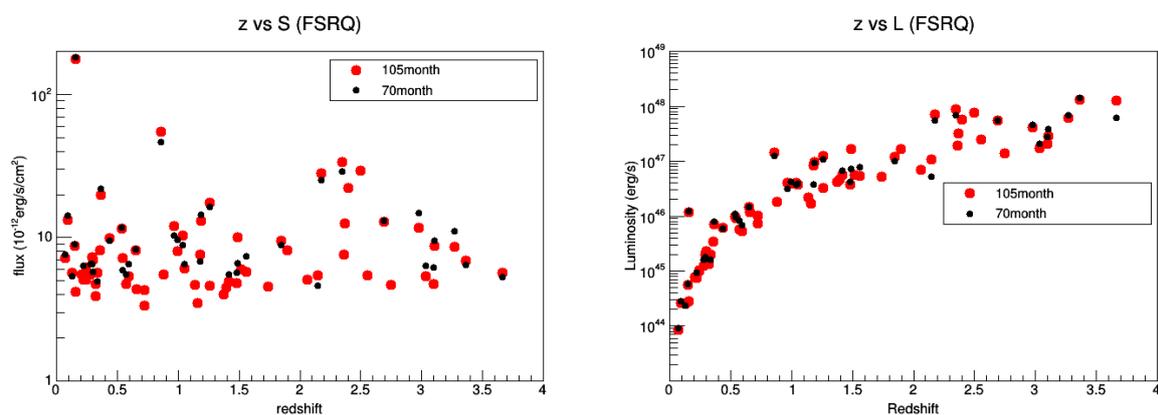


図 B.71: 今回の FSRQ サンプルのフラックスと距離 図 B.72: 今回の FSRQ サンプルの光度と距離の関係
の関係 (黒点 : 70ヶ月間カタログの FSRQ サンプル、(黒点 : 70ヶ月間カタログの FSRQ サンプル、赤点 :
赤点 : 105ヶ月間カタログの FSRQ サンプル) 105ヶ月間カタログの FSRQ サンプル)

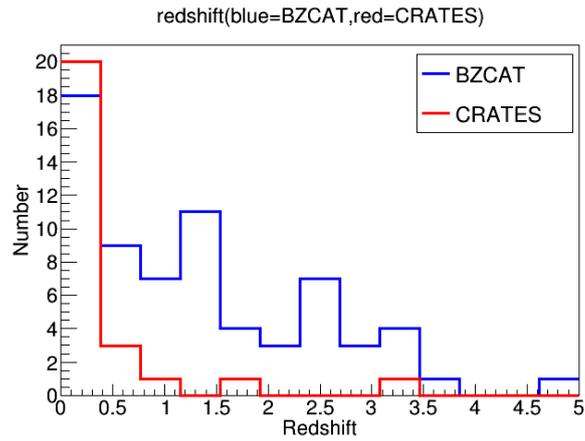


図 B.73: 赤方偏移ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。

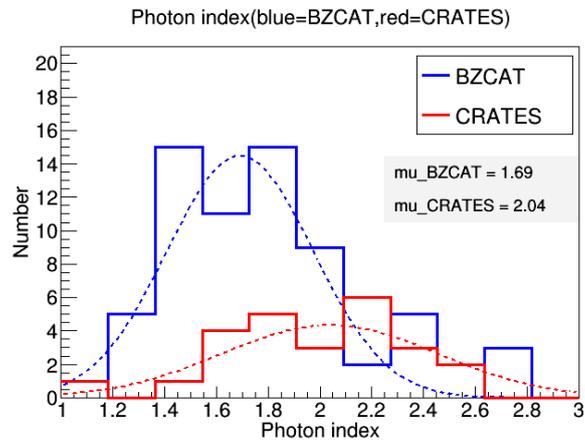


図 B.74: 光子指数ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。図中の点線はガウシアンでフィッティングした結果である

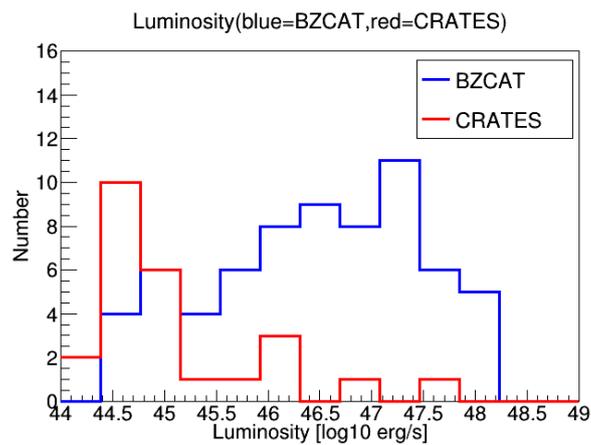


図 B.75: 光度ごとの天体数のヒストグラム。赤線が CRATES 天体、青線が BZCAT 天体を示す。

B.8.2 logN-logS 分布

この BAT-105 カタログの FSRQ から logN-logS 分布を作成すると、図 B.76 のようになった。105カ月間観測の skycoverage 補正は、2.4 章と同様に、22カ月間の skycoverage を $\sqrt{\frac{22}{70}}$ することで求めている。

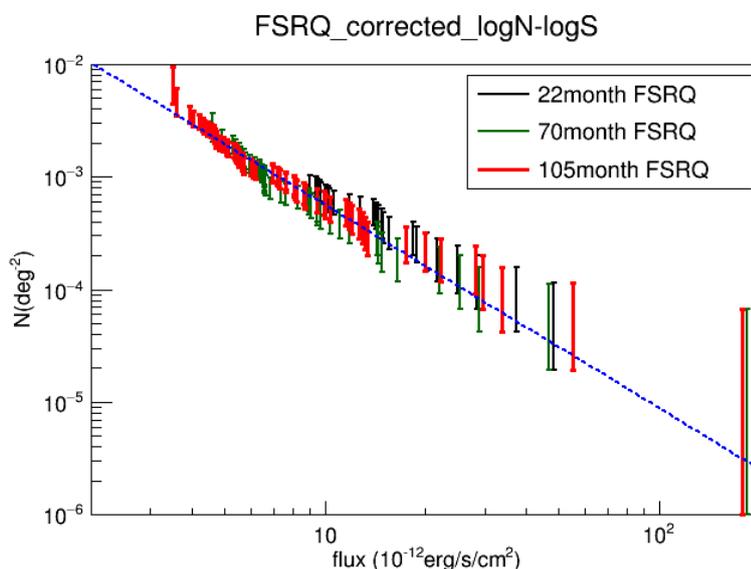


図 B.76: 105カ月間カタログでの FSRQ の logN-logS(赤線)。青線はこれを直線回帰したもので、緑線は70カ月間カタログでの FSRQ の logN-logS、黒線は22カ月間観測での FSRQ の logN-logS 分布である [9]。

図 B.76 を見ると、70カ月間の観測では検出されなかった、より暗い領域 ($5 \times 10^{-12} [erg/s/cm^2]$ 以下) まで見えていることが分かる。また、これを

$$N(> S) = A \times S^{-\beta}$$

で直線回帰すると、図 B.76 内の青線のようになり、logN-logS の傾きをこれまでの結果と比較すると、以下の表 B.1 のようになり、22カ月間の FSRQ サンプルと70カ月間の FSRQ サンプルと誤差の範囲内で一致していることが分かる。

表 B.1: $\langle V/V_{max} \rangle$ 解析の結果と logN-logS の傾き。比較のために先行研究の結果 [9] も記載している

サンプル β	天体サンプル数	
FSRQ (22month)	2.077 ± 0.269	26
FSRQ (70month)	1.87 ± 0.07	41
FSRQ (105month)	1.80 ± 0.08	68

B.8.3 光度関数

次に FSRQ の光度関数を構築する。ここでは 2powMPDE, 2powMPLE と LDDE 光度関数モデルに注目して、FSRQ の光度関数を構築する (光度関数の構築方法については 3 章を参照)。各光度関数のパラメータを推定すると、以下の表 B.2、表 B.3 のようになった。70 カ月間観測の FSRQ サンプルを使用した場合は、全てのパラメータを free にしてパラメータ推定を行うと、パラメータ γ_1, γ_2 が同じ値に収束し、正しい結果を得る事が出来なかったため γ_2 を -70 に固定していたが、サンプル数が増加しているこのかきのサンプルでは、 γ_1, γ_2 が異なる値に収束したので、今回は γ_2 を -70 に固定する必要がなかった。また LDDE のパラメータ p_2 に関しては、70 カ月間観測の場合と同様に、4.78 (Ueda et al, 2014 での結果) と 7.35 (Ajello et al, 2009 での結果) にそれぞれ固定している。

推定された各光度関数モデルに対して KS 検定を行うと、全てのモデル (表 B.2, B.3 のモデル 1 から 4) で棄却されない結果となった。各モデルでの KS 確率の値は表 B.2, B.3 に併せて載せている。

次に各光度関数モデルから赤方偏移・光度分布、logN-logS 分布、binne-LF 分布、数密度分布を作成する。各分布図の導出については (??を参照)。

2powMPDE, 2powMPLE 光度関数モデル

まず 2powMPDE の赤方偏移・光度分布、logN-logS 分布、binne-LF 分布を作成すると、以下の図 B.77、B.78、B.79 のようになった。

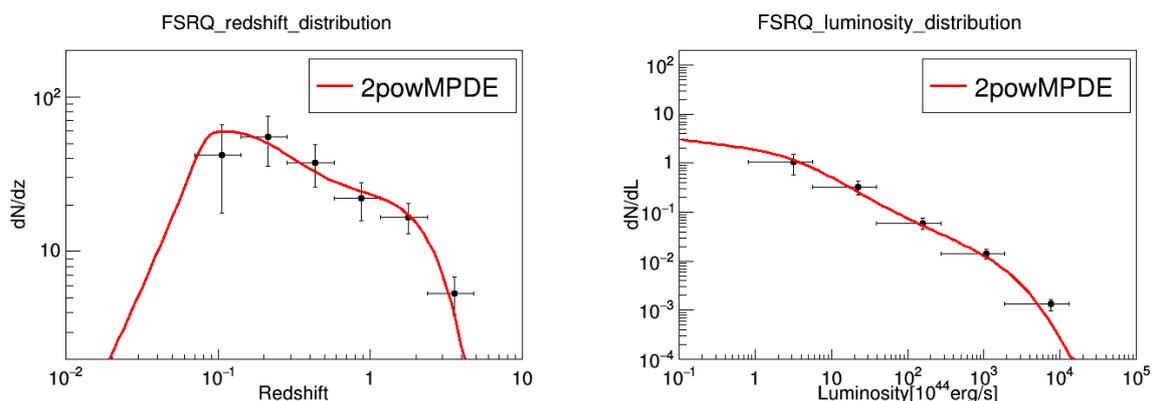


図 B.77: 2powMPDE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。

まず赤方偏移・光度分布に注目すると、実データ (図中の黒線) と今回のモデル (図中の赤線) が誤差の範囲内で一致していることが分かる。また logN-logS 分布でも、実データとモデルが予想する結果とが誤差の範囲内で一致していることが分かる。また binned-LF 分布に注目すると、全ての赤方偏移領域で誤差の範囲内で実データとモデル曲線が一致しているのが分かる。70 カ月間観測の FSRQ サンプルを使用した場合は、図 4.10 のように、高赤方偏移・高光度領域でモデルと実データが異なっていたが、今回のサンプルではそのようにはならなかった。これは 70 カ月間観測の場合と比べて高赤方偏移・高光度のサンプルが増

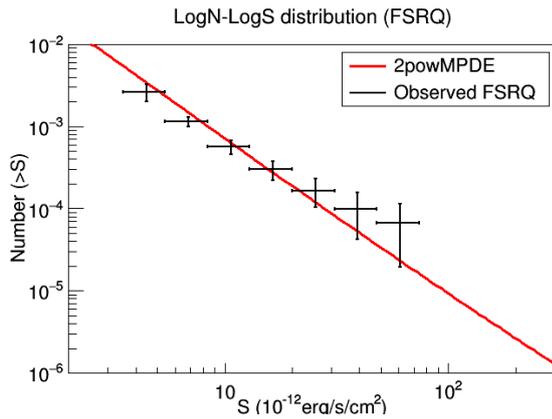


図 B.78: 2powMPDE モデルでの logN-logS 分布 (赤線)

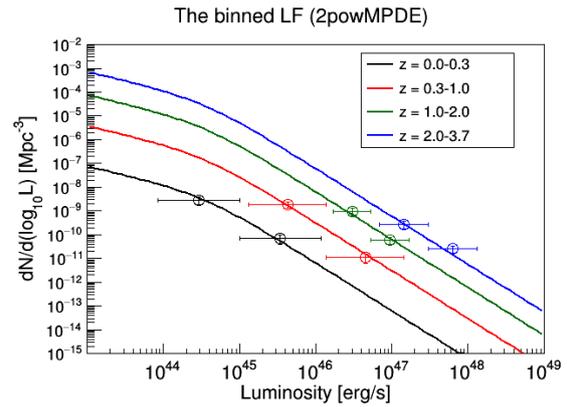


図 B.79: 2powMPDE モデルでの binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3$, $0.3 - 1.0$, $1.0 - 2.0$, $2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

加し、サンプルの偏りやサンプルの少なさによる不定性が解消されたものだと考えられる。2powMPLE モデルでも 2powMPDE モデルの結果と同様に、赤方偏移・光度分布、logN-logS 分布、binned-LF 分布を作成すると、図 B.80,B.81,B.79 となり、実データとモデル曲線が誤差の範囲内で一致していることが確認できる。

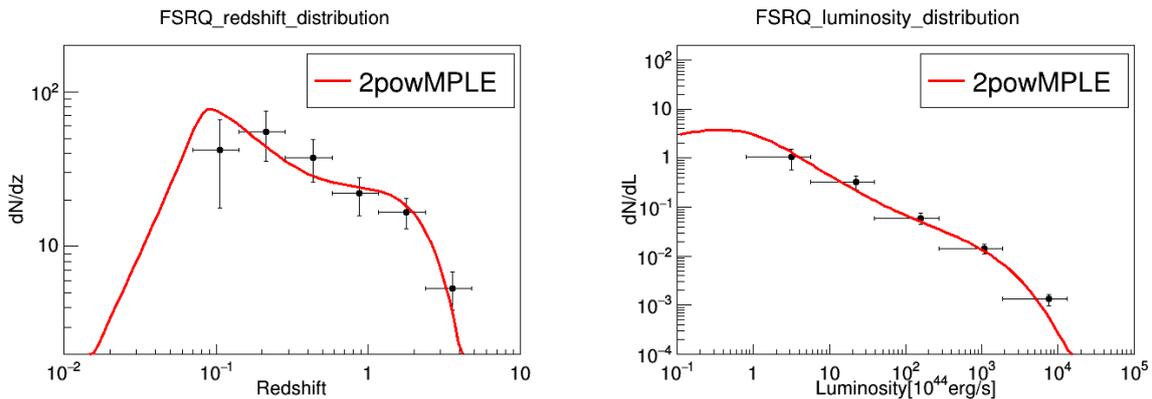


図 B.80: 2powMPLE モデルでの赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。

次に、2powMPDE・2powMPLE のモデルから数密度分布を作成すると以下の図??,B.84 のようになった。実データとモデル曲線を比較すると、全ての光度領域で両者が誤差の範囲内で一致しているのが分かる。また FSRQ の数密度が最大となる位置は両モデルともに全ての光度領域で $z = 4$ 付近に来ているのが分かる。これは 4.1.2 章で述べた 70カ月間観測の FSRQ サンプルに 2powMPDE,2powMPLE 光度関数モデルを適用した結果と同じである。

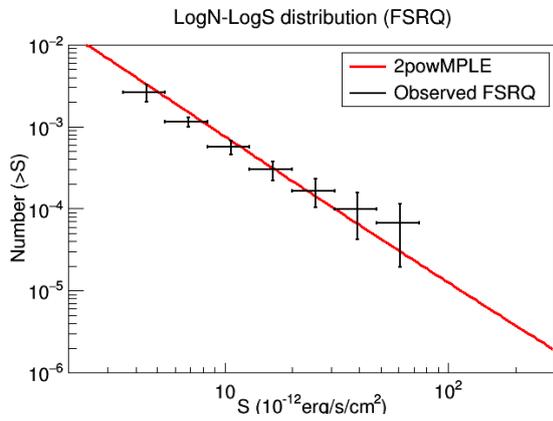


図 B.81: 2powMPLE モデルでの logN-logS 分布 (赤線)

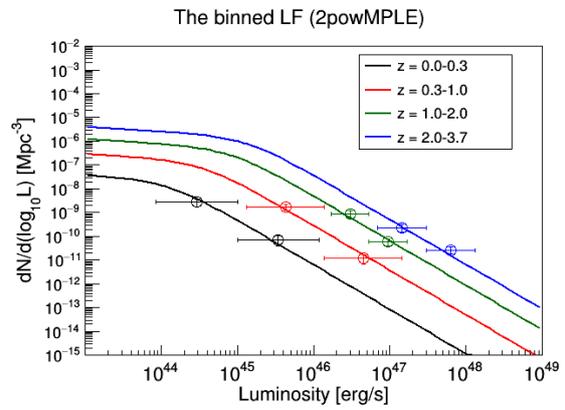


図 B.82: 2powMPLE モデルでの binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ $z = 0.0 - 0.3$, $0.3 - 1.0$, $1.0 - 2.0$, $2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

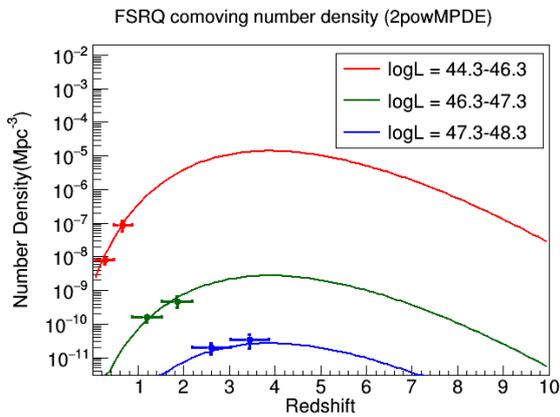


図 B.83: 2powMPLE モデルでの数密度分布

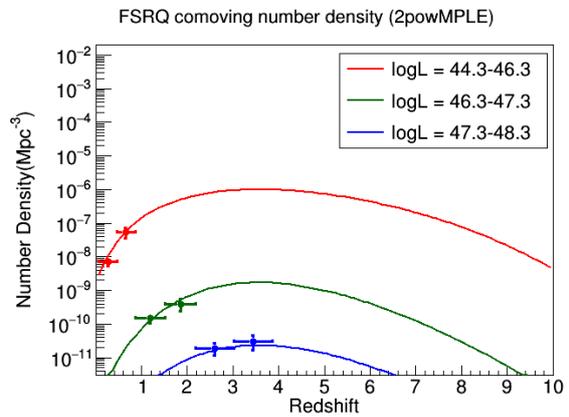


図 B.84: 2powMPLE モデルでの数密度分布

LDDE 光度関数モデル

LDDE 光度関数モデルはパラメータ p_2 を Ajello et al, 2009 または Ueda et al, 2014 の値で固定した場合とで推定し、KS 検定の結果ではどちらも棄却されることは無かった。70ヵ月間観測の FSRQ サンプルを使用した場合 (4.1.3 章) では、Ueda et al, 2014 のパラメータを用いた LDDE 光度関数モデルに注目していたので、ここでも Ueda et al, 2014 のパラメータを用いた LDDE 光度関数モデル (表 B.3 のモデル 4) の場合に注目して議論する。

まずこの LDDE モデルでの赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布は以下の図 B.85, B.86, B.79 のようになった。LDDE 光度関数でも、先ほどの 2powMPDE モデル・2powMPLE モデルと同様に実データとモデル曲線が誤差の範囲内で一致しているのが確認できる。また、Ajello et al, 2009 のパラメータを用いたときの LDDE 光度関数モデル (表 B.3) の赤方偏移・光度分布、 $\log N$ - $\log S$ 分布、binned-LF 分布については割愛するが、こちらも同様に実データとモデル曲線が誤差の範囲内で一致したことを確認した。

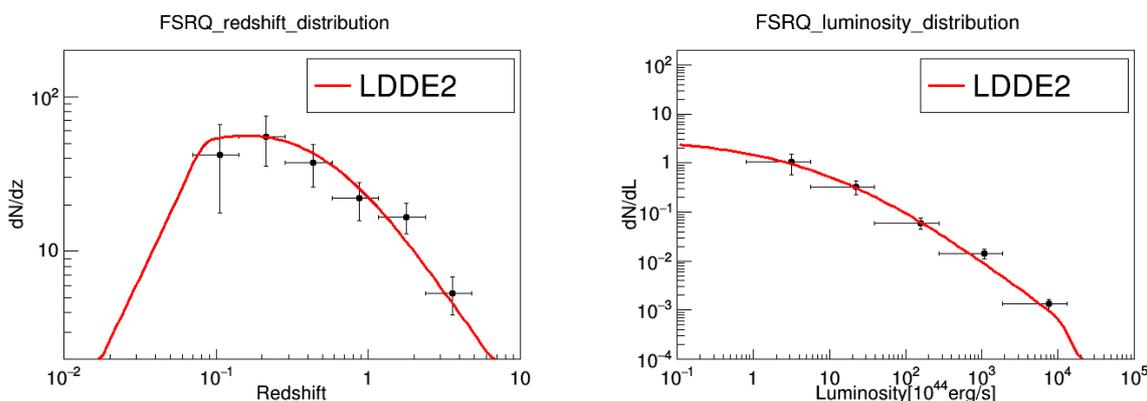


図 B.85: LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での赤方偏移分布 (左図) と光度分布 (右図)、黒点が実データに対して赤線がモデル曲線である。

次に LDDE モデルから数密度分布を作成すると、図 B.88 のようになった。これを見ると全ての光度領域でモデル曲線と実データが誤差の範囲内で一致しているのが分かる。また、数密度のピークの位置に着目すると、低い光度の領域 ($L_X < 10^{46.3}$) では FSRQ の数密度ピークは $z < 1$ の近傍に位置していることが分かる。これはガンマ線 FSRQ サンプルを使用した先行研究である Ajello et al, 2012 と矛盾しない。対して $L = 10^{47.3}$ 前後の比較的高い光度領域では、数密度ピークは $z = 2 - 5$ に位置する。これは Ajello et al, 2009 の先行研究結果と同様に FSRQ が遠方に分布していることを示す。このように 105ヵ月間観測の FSRQ サンプルを使用した結果、数密度ピークの位置に着目すると、低光度領域ではガンマ線 FSRQ の結果と X 線 FSRQ の結果が矛盾しないが、高光度領域ではガンマ線 FSRQ の結果と今回の X 線 FSRQ の結果が一致しない。これは 70ヵ月間観測の FSRQ サンプルを使用した場合である図 4.19 と同様である。これから、サンプルが増加しても依然として高光度領域についてはガンマ線と X 線で FSRQ の数密度分布が異なっているのが分かる。しかしながら、このような X 線で高光度領域に分布しているような天体は、低光度領域に分布している天体と比べて、ガンマ線領域での光度が低いという特徴がある。これは第 1 章で述べたブレーザーシーケンスに対応する。ブレーザーは光度が上がると、各スペクトル成分のエネルギーピークが低い側がシフトする事が知られている。そのため、X 線で明るくなればなるほどスペクトルは低

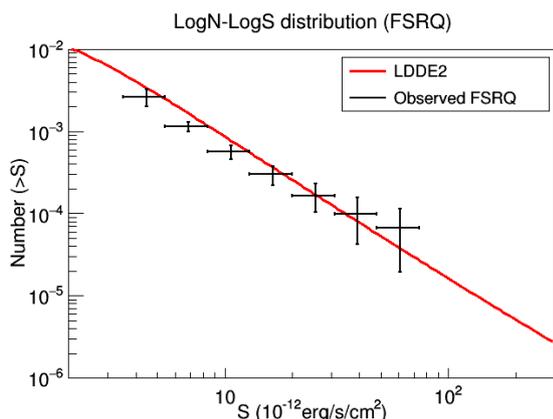


図 B.86: LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での logN- binned-LF 分布。黒線、赤線、緑線、青線はそれぞれ logS 分布 (赤線)

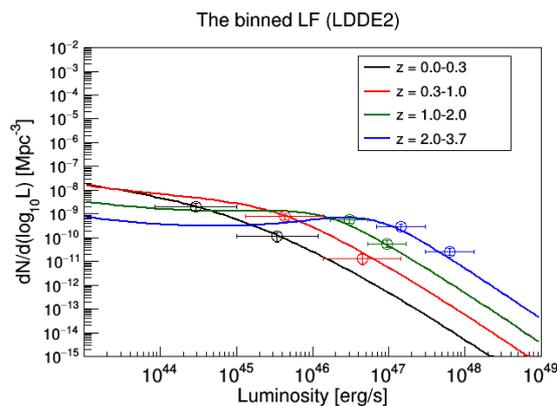


図 B.87: LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での $z = 0.0 - 0.3, 0.3 - 1.0, 1.0 - 2.0, 2.0 - 3.7$ のときのモデル曲線である

エネルギー側にシフトし、ガンマ線の光度は低くなる。そのため、X 線で高光度領域に位置する天体はガンマ線で検出されにくくなる。よって、X 線の高光度領域ではガンマ線 FSRQ とは異なり $z = 2 - 5$ の位置に数密度ピークが来たのではないかと考える。この X 線高光度領域に対応するガンマ線 FSRQ についてより深く観測が成されて十分なサンプル数となれば、X 線とガンマ線が本当に矛盾しないのかどうか十分な議論をすることが可能となると予想する。少なくとも、現段階では低光度領域では X 線 FSRQ とガンマ線 FSRQ の結果が矛盾しないことが示唆された。

最後に MeV ガンマ線背景放射への寄与を見積もる。背景放射の寄与の計算方法については 4.2 章で説明したので、ここでは省略する。まず、2powMPDE と 2powMPLE モデルで背景放射への寄与を見積もると以下の図 B.89,?? のようになった。2powMPDE モデルでは誤差範囲が大きくなってしまったため、FSRQ が背景放射にどれほど寄与するのか議論するのは難しいが、2powMPLE モデルの場合では観測された 1MeV 付近の背景放射を 5 割以上説明できることが分かる。対して LDDE 光度関数モデルの場合では図 B.91 のようになり、1MeV 付近の背景放射では観測された値の 1 割も説明できないのが分かる。また 1MeV 付近に注目すると、ガンマ線 FSRQ サンプルを使用した先行研究結果 (図中の赤点線) とほぼ同じ値となる。これはガンマ線 FSRQ と X 線 FSRQ が両者大きく矛盾しないことを示し、70 ヶ月間観測の FSRQ サンプルを使用した図 4.29 と同様の結果である。ここから、より天体数の増加した 105 ヶ月間観測の FSRQ サンプルを使用しても、LDDE 光度関数モデルを選択したときには MeV ガンマ線背景放射の起源が FSRQ とは言えないことが分かった。

以上ここまでの結果をまとめると、よりサンプル数の増加している 105 ヶ月間観測の FSRQ に対して 2powMPDE, 2powMPLE, LDDE 光度関数モデルを適用して数密度分布や MeV ガンマ線背景放射への寄与を見積もったが、その結果が 70 ヶ月間観測の FSRQ サンプルを用いたときの結果と大きく異なることはなく、LDDE モデルを選択した場合には、ガンマ線 FSRQ サンプルでの結果と矛盾しない結果が得られた。しかしながら前述した通り、高光度の領域ではガンマ線 FSRQ の結果と一致しない点が残る。これは今後 X 線 FSRQ のみならずガンマ線 FSRQ にも注目し、よりサンプル数を増やすことで十分な比較ができるのではないかと期待する。

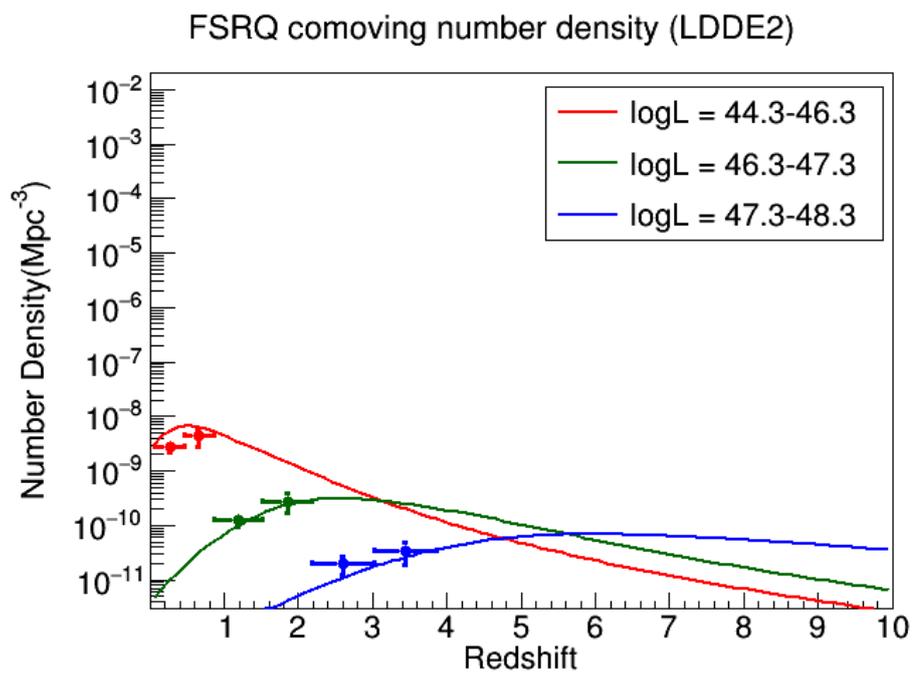


図 B.88: LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での数密度分布

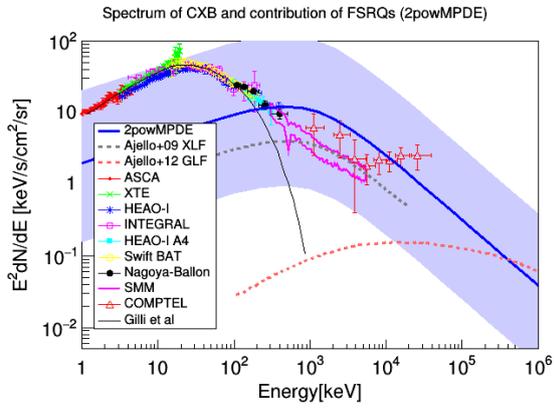


図 B.89: 2powMPDE モデルでの数密度分布

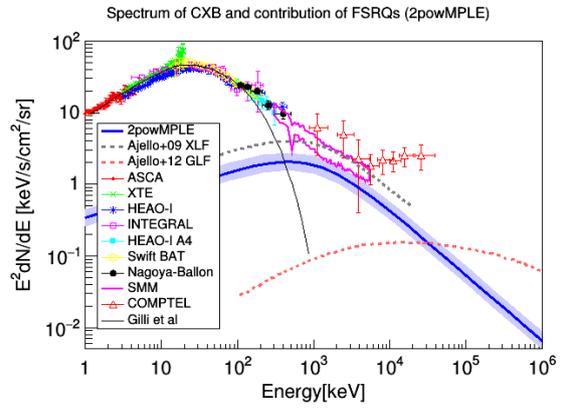


図 B.90: 2powMPDE モデルでの数密度分布

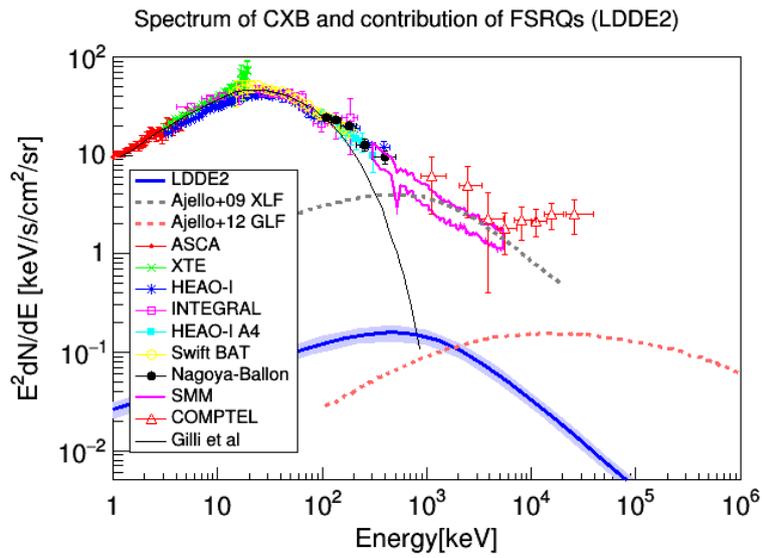


図 B.91: LDDE モデル (表 B.3 のモデル 4) での数密度分布

表 B.2: 各光度関数モデルの推定したパラメータと KS 確率値

model No.	光度関数モデル	A^a	L_*^b	γ_1	γ_2	k	γ	S^c	KS_z^d	KS_L^e
1	2powMPDE	-8.34 ± 1.28	44.55 ± 0.8	0.75 ± 1.02	2.02 ± 0.30	8.67 ± 1.65	-0.75 ± 0.21	-7321.7	97.42	99.46
2	2powMPLE	-7.30 ± 0.18	43.89 ± 0.05	1.87 ± 0.027	0.20 ± 0.003	2.95 ± 0.06	-0.28 ± 0.03	-7322.3	96.65	98.50

表 B.3: LDDE 光度関数モデルの推定したパラメータと KS 確率値

model No.	光度関数モデル	A^a	L_*^b	γ_1	γ_2	p_1	p_2	z_c	α
3 ^f	LDDE	-6.90 ± 0.054	43.46 ± 0.013	0.44 ± 0.16	0.60 ± 0.05	-4.21 ± 0.009	$7.35(\text{fix})$	0.67 ± 0.005	0.39 ± 0.0001
4 ^g	LDDE	-6.88 ± 0.06	43.53 ± 0.09	0.66 ± 0.03	0.49 ± 0.13	-4.24 ± 0.007	$4.78(\text{fix})$	0.63 ± 0.05	0.38 ± 0.013

model No.	光度関数モデル	S^c	KS_z^d	KS_L^e
3 ^f	LDDE	-7328.6	47.16	70.01
4 ^g	LDDE	-7329.0	43.93	80.58

Notes.

^a ここで A は log スケールで単位は $[\text{Mpc}^{-3} \text{erg}^{-1} \text{s}]$

^b ここで L_* は log スケールで単位は $[\text{erg/s}]$

^c 式 3.19 の対数尤度値

^d 赤方偏移を変数としたときの KS 検定の結果 (単位は%)

^e 光度を変数としたときの KS 検定の結果 (単位は%)

^f パラメータ p_2 を Ajello et al(2009) の値で固定

^g パラメータ p_2 を Ueda et al(2014) の値で固定

謝辞

今回研究を最後まで責任を持ってやり遂げることができ、修士論文としてしっかりと形のあるものを残せました。様々な方のご尽力があったからこそと感ずります。JAXA/ISASの井上芳幸さんには、何度もメール上で物理的な考察やプログラムなど様々な場面で対応して頂きました。また宇宙研にある井上さんのオフィスに私が出張したときにも、お忙しい中私の研究に対応して頂きました。今回の研究が修士論文としてぶじに完成したのも、偏に井上さんのご助力の賜物と感謝いたします。本当にありがとうございました。心からお礼を申し上げます。また植村誠先生には統計解析手法に関して、モデル選択や種々の検定方法などについての意見、アドバイスを頂きました。植村先生のおかげで統計解析の基礎を学ぶことができた上より深く研究を理解する手助けとなりました。ありがとうございました。その他、先輩方、同期のM2の皆さん、研究室のスタッフの皆様には多くの場面でお世話になりました。特にM2の内田和海くんにはバグの原因を究明するのを手伝って頂きました。宮岡敬太くんとは、より効率的な計算方法やコーディングについて研究室に人がいなくなるまで議論に付き合ってくれました。また既に卒業されましたが、幅田翔先輩には当時、あまり理解していなかったROOTの基礎を教えて頂きました。河野貴文先輩にはプログラミングであったり、研究への姿勢など多くのアドバイスを頂きました。プログラムの基礎どころか研究自体にも不慣れな私が今回の研究を行えたのも、こちらの皆様方のお力添えがあったからこそです。心から感謝します。ありがとうございました。最後にはなりますが、深沢泰司先生には今回の研究はもちろんのこと、私の拙い修論をうまく直して頂くなど、様々な場面で助けて頂きました。感謝致します。本当にありがとうございました。



図 B.92: これは私が研究室に入ったときの集合写真である (2015 年)。前列真ん中で黒のジャケットを羽織っているのが私である。これからの研究室生活に期待を膨らませているのがこの顔から見てとれる。



図 B.93: 去年撮られた集合写真である (2017 年)。私は後列右から 4 番目に立っているが、研究と就活によって疲労の色が出ているのがよく分かる。研究室の荒波のもまれていた真っ只中である。

関連図書

- [1] Inoue, Y. 2014, arXiv:1412.3886
- [2] 日本物理学会誌 Vol.70 No.10 2015
- [3] Matsuoka, Y., Ienaka, N., Kawara, K., & Oyabu, S. 2011, apj, 736, 119
- [4] Ueda, Y., Akiyama, M., Ohta, K., & Miyaji, T. 2003, apj, 598, 886
- [5] Watanabe, K., Hartmann, D. H., Leising, M. D., & The, L.-S. 1999, apj, 516, 285
- [6] Strigari, L. E., Beacom, J. F., Walker, T. P., & Zhang, P. 2005, jcap, 4, 017
- [7] Ahn, K., & Komatsu, E. 2005, prd, 71, 021303
- [8] Inoue, Y. 2008, Astronomical Herald, 101, 391
- [9] Ajello, M., Costamante, L., Sambruna, R. M., et al. 2009, apj, 699, 603
- [10] 日本物理学会誌 Vol.70 No.10 2015
- [11] <http://wwwj.vsop.isas.jaxa.jp/yougo/k01.agn.html>
- [12] 小山勝二、嶺重慎 『シリーズ現代の天文学 8 巻：ブラックホールと高エネルギー現象』 日本評論社、2007 年
- [13] 谷口義明 『クエーサーの謎 宇宙で最もミステリアスな天体』 講談社、2004 年
- [14] http://www.nasa.gov/mission_pages/swift/bursts/active_galaxies.html
- [15] http://fermi.gsfc.nasa.gov/science/mtgs/fermi_jansky/slides/PPadovani.pdf
- [16] 片岡 淳, 2002 年 8 月, 天文月報 95, 373
- [17] Fossati, G., Maraschi, L., Celotti, A., Comastri, A., & Ghisellini, G. 1998, mnras, 299, 433
- [18] Ghisellini, G., et al. 2017, mnras, 469, 255
- [19] Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., et al. 2012, apj, 747, 104
- [20] Kellermann, K. I., Sramek, R., Schmidt, M., Shaffer, D. B., & Green, R. 1989, aj, 98, 1195
- [21] barrato, T., Ghisellini, G., Tagliaferri, G., et al. 2015, mnras, 446, 2483
- [22] Ajello, M., Shaw, M. S., Romani, R. W., et al. 2012, apj, 751, 108

- [23] <http://www.yoshida-agu.net/research/swift>
- [24] http://swift.gsfc.nasa.gov/about_swift/bat_desc.html
- [25] <http://www.astro.isas.jaxa.jp/~takahasi/Download/HEAPA2003-Sato-Swift.pdf>
- [26] http://www-utheal.phys.s.u-tokyo.ac.jp/~yuasa/wiki/images/Optomechatronics_maxima_jan12.pdf
- [27] <http://swift.gsfc.nasa.gov/results/bs70mon/>
- [28] <http://swift.gsfc.nasa.gov/results/bs105mon/>
- [29] <https://ned.ipac.caltech.edu/>
- [30] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [31] Baumgartner, W. H., Tueller, J., Markwardt, C. B., et al. 2013, *apjs*, 207, 19
- [32] Massaro, E., Giommi, P., Leto, C., et al. 2009, *aap*, 495, 691
- [33] <http://www.asdc.asi.it/bzcat>
- [34] Healey, S. E., Romani, R. W., Taylor, G. B., et al. 2007, *apjs*, 171, 61
- [35] Massaro, E., Maselli, A., Leto, C., et al. 2015, *apss*, 357, 75
- [36] Kuehr, H., Pauliny-Toth, I. I. K., Witzel, A., & Schmidt, J. 1981, *aj*, 86, 854
- [37] Gregory, P. C., Scott, W. K., Douglas, K., & Condon, J. J. 1996, *apjs*, 103, 427
- [38] Griffith, M. R., & Wright, A. E. 1993, *aj*, 105, 1666
- [39] Ajello, M., Greiner, J., Kanbach, G., et al. 2008, *apj*, 678, 102
- [40] Ajello, M., Alexander, D. M., Greiner, J., et al. 2012, *apj*, 749, 21
- [41] 二間瀬敏史、池内了、千葉柁司 『シリーズ現代の天文学 3 巻：宇宙論 II 宇宙の進化』 日本評論社、2007 年
- [42] Ajello, M., et al. 2008, *apj*, 689, 666
- [43] 1968ApJ...151..393S Schmidt, M. 1968, *apj*, 151, 393
- [44] Malcolm S. Longair(2007) “ Galaxy Formation ”, Springer
- [45] Hasinger, G., et al. 2005, *A&A*, 441, 417
- [46] <https://root.cern.ch/>
- [47] W.H/Press 他 著 『ニューメリカルレシピ・イン・シー 日本語版 - C 言語による数値計算のレシピ』 技術評論社、1993 年

- [48] Miyaji, T., et al, 2001, A&A, 369, 49
- [49] Ueda, et al, 2014, ApJ, 786, 104
- [50] Gendreau, K. C., et al. 1995, PASJ, 47, L5
- [51] Revnivtsev, M., et al, 2003, A&A, 411, 329
- [52] Gruber, D. E., et al, 1999, ApJ, 520, 124
- [53] Kinzer, R. L., et al, 1997, ApJ, 475, 361
- [54] Churazov, E, et al, 2007, A&A, 467, 529
- [55] Watanabe, K., et al, 1997, AIP, 410, 1223
- [56] Weidenspointner, G. et al, 2000, AIP, 510, 467
- [57] Fukada, Y., et al, 1975, Natur, 254, 398
- [58] S. Zhang, et al, 2005, A&A, 444, 767
- [59] Sambruna, R. M., et al, 2007, ApJ, 669, 884
- [60] Sambruna, R. M., et al, 2006, ApJ, 646, 23
- [61] Tavecchio, F., et al, 2007, ApJ, 665, 980
- [62] Watanabe, S., et al. 2009, ApJ, 694, 294
- [63] <http://www.mpe.mpg.de/eROSITA>
- [64] Merloni, A.,Predehl, P., Becker, W., et al. 2012, arXiv:1209.3114
- [65] http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/4yr_catalog/