# 卒業論文

# CHANDRA 衛星の観測結果による、 球状星団 M4(NGC6121) のスペクトル解析

# 2004年3月16日

東京都立大学 理学部 物理学科 宇宙物理実験研究室

# 樫村朝明

# 目次

1	実験	の目的		<b>5</b>
	1.1	X 線天	文学	5
	1.2	本論文	の目的....................................	6
<b>2</b>	理論			7
	2.1	X線		7
		2.1.1	X 線の利点	7
		2.1.2	X 線の観測場所	7
		2.1.3	宇宙 X 線源の種類	8
	2.2	球状星	団	9
		2.2.1	球状星団の特徴・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	9
		2.2.2	球状星団の新旧・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	9
		2.2.3	M4(NGC6121)	10
		2.2.4	NGC6397	11
3	観測	、データ	ヲ解析の方法	12
3	<b>観測</b> 、 3.1	、データ 観測装	ヲ解析の方法 置及び解析ソフト...................................	<b>12</b> 12
3	<b>観測</b> 、 3.1	、 <b>デー</b> タ 観測装 3.1.1	ヲ解析の方法 置及び解析ソフト	<b>12</b> 12 12
3	<b>観測</b> 、 3.1	、データ 観測装 3.1.1 3.1.2	ヲ解析の方法 置及び解析ソフト	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> </ol>
3	観測、 3.1	、データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3	マ解析の方法 置及び解析ソフト	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>13</li> </ol>
3	<b>観測</b> 3.1 3.2	、データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方	<ul> <li>ア解析の方法</li> <li>置及び解析ソフト</li></ul>	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>14</li> </ol>
3	<b>観測</b> 3.1 3.2	、データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方 3.2.1	<ul> <li>P解析の方法</li> <li>置及び解析ソフト</li></ul>	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>13</li> <li>14</li> <li>14</li> </ol>
3	観測 3.1 3.2	、データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方 3.2.1 3.2.2	ア解析の方法         置及び解析ソフト         CHANDRA 衛星         CIAO         XSPEC         法         M4の概観を見る         point source の region ファイル作成	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>14</li> <li>14</li> <li>16</li> </ol>
3	観測. 3.1 3.2	、データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方 3.2.1 3.2.2 3.2.3	ア解析の方法         置及び解析ソフト         CHANDRA 衛星         CIAO         XSPEC         法         M4 の概観を見る         point source の region ファイル作成         point source の spectrum ファイル作成	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>13</li> <li>14</li> <li>14</li> <li>16</li> <li>17</li> </ol>
3	観測、 3.1 3.2	データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方 3.2.1 3.2.2 3.2.3 3.2.4	<ul> <li>P解析の方法</li> <li>置及び解析ソフト</li></ul>	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>13</li> <li>14</li> <li>14</li> <li>16</li> <li>17</li> <li>17</li> </ol>
3	観測、 3.1 3.2	データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方 3.2.1 3.2.2 3.2.3 3.2.4 3.2.5	<ul> <li>P解析の方法</li> <li>置及び解析ソフト</li></ul>	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>13</li> <li>14</li> <li>14</li> <li>16</li> <li>17</li> <li>17</li> <li>18</li> </ol>
3	観測、 3.1 3.2	データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方 3.2.1 3.2.2 3.2.3 3.2.4 3.2.5 3.2.6	P解析の方法 置及び解析ソフト	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>13</li> <li>14</li> <li>14</li> <li>16</li> <li>17</li> <li>18</li> <li>19</li> </ol>
3	観測、 3.1 3.2	データ 観測装 3.1.1 3.1.2 3.1.3 解析方 3.2.1 3.2.2 3.2.3 3.2.4 3.2.5 3.2.6 3.2.7	P解析の方法 置及び解析ソフト CHANDRA 衛星 CIAO XSPEC XSPEC M4 の概観を見る point source の region ファイル作成 point source の spectrum ファイル作成 softness ratio の計算 NGC6397 との対比方法.	<ol> <li>12</li> <li>12</li> <li>13</li> <li>13</li> <li>14</li> <li>14</li> <li>16</li> <li>17</li> <li>17</li> <li>18</li> <li>19</li> <li>20</li> </ol>

4	結果		<b>22</b>
	4.1	各 source のエネルギーバンド別フォトン数と BACKSCAL	22
	4.2	M4とNGC6397の比較	23
		4.2.1 M4とNGC6397のプロット図	23
		4.2.2 誤差について	24
	4.3	star12のスペクトル fitting	25
	4.4	star12の時間変動について	28
5	考察		29
	5.1	代表的 X 線天体	29
		5.1.1 CV: 激変星	29
		5.1.2 LMXB: 小質量 X 線連星	29
		5.1.3 MS-Star: <b>主系列星</b>	29
		5.1.4 RSCVn: <b>猟犬座</b> RS 星型連星	30
	5.2	各 X 線天体の特徴	30
	5.3	M4の星の種類の推定	30
	5.4	NGC6397 との比較	33
		5.4.1 各 X 線天体の個数の比較	33
		5.4.2 M4 と NGC6397 の構造の違いによる考察	33
		5.4.3 結論	34

# 図一覧

2.1	大気吸収による X 線の減衰	8
2.2	$\mathrm{M4}$ の可視光での写真 (中心から周囲 $14$ 分角の範囲) $\ldots$ $\ldots$ $\ldots$	10
2.3	導重元素量が非常に少ない球状星団 (左)と、比較的多い球状星団 (右)の分布	10
2.4	NGC6397 の可視光での写真	11
3.1	CHANDRA 衛星	12
3.2	M4:0.3 ~ 9.0keV $\ldots$	14
3.3	M4_soft: $0.5 \sim 1.5$ keV	15
3.4	M4_hard:1.5 ~ 6.0keV $\ldots$	15
3.5	sourceの位置と backgroundの範囲	18
3.6	star12の background の時間変動	18
3.7	M4	20
3.8	NGC6397	20
4.1	M4とNGC6397のプロット図	23
4.2	star12のスペクトル	25
4.3	star12のスペクトルを powerlaw&phabs でフィット	25
4.4	star12のスペクトルを brems&phabs でフィット	26
4.5	star12のスペクトルを bbody&phabs でフィット	26
4.6	star12のスペクトルを mekal&phabs でフィット	27
4.7	star12 の時間変動のグラフ	28
5.1	各 X 線天体の範囲	30
5.2	M4の星の種類の推定	31

表一覧

2.1	観測対象 $(M4)$ の位置 $\ldots$ $\ldots$ $\ldots$ $\ldots$ $\ldots$ $\ldots$	11
2.2	比較対象 (NGC6397) の位置	11
3.1	CHANDRA 衛星の specification	12
3.2	point source のフォトンカウント数..........................	16
4.1	M4のフォトンカウント数	22
4.2	スペクトル fitting の結果	27
4.3	直線で fitting したときの <sup>2</sup> の値と自由度	28
5.1	各 X 線天体の特徴	30
5.2	M4 の星の種類	32

## 第1章

## 実験の目的

#### 1.1 X 線天文学

X線天文学は気球やロケット、人工衛星といった飛翔体技術の進歩とともに、急速に発展して きた天文学の一分野である。もともとは宇宙線を研究していた物理学者らが始めたこの分野は、 観測装置を飛翔体に搭載するための様々な制約や困難さがあり、初期には天文学のなかでも特殊 なものと考えられていた時期があった。しかし、開始から 40 年近くたった現在、多くの新しい天 体や天体現象の発見に後押しされ、高性能の X線天文衛星が次々と打ち上げられるようになり、 その検出感度も、近傍の恒星から遠方の銀河団までほとんど全ての階層の天体が観測できるほど に高くなった。

X 線天文衛星の歴史としては、1971年の UhuruX 線衛星の打ち上げが最初となる。この衛星 は自転により姿勢を安定化させるタイプで、その軸と垂直な方向に付けられたコリメータつき比 例計数管により、全天の X 線源を探査することができた。そして 6 年間の観測で 339 個の X 線天 体を検出し、観測衛星の威力を示すとともに X 線天文学の本格的スタートとなった。

1970年代の終りから 1980年初頭は、米国の X 線観測が 1 つのピークを迎えた時期であった。 その代表的な人工衛星が、本格的 X 線望遠鏡を備えた EINSTEIN 衛星である。集光系が用いら れることによる感度の飛躍的向上と X 線像の直接観測は、高密度星以外の普通の星からの X 線や、 我々の銀河系の外の天体である銀河、活動銀河、銀河団といった、ほとんどあらゆる階層の天体 からの X 線を検出することができるようになった。 EINSTEIN 衛星が作ったカタログにある X 線源の数は 4800 個である。

ちょうどこの頃、日本も「はくちょう」衛星の打ち上げにより、X線天文学の分野に本格的に 参加することとなった。EINSTEIN衛星が上がる時代と同時に打ち上げられたこの衛星は、その 重量が95kgでEINSTEIN衛星の1/30、Uhuruに比べても1/4しかない超小型衛星であったが、 その機能を主としてX線バースト源探索に特化していたため、この現象の解明には少なからぬ貢 献をすることができた。引き続く1980年代は、米国の衛星計画が停滞するなかで、小型ながら着 実にX線天文衛星を製作し打ち上げてきた日本が、大きな貢献のできた期間となった。この期間 に上がった「てんま」は、世界で初めてガス蛍光比例計数管を搭載し、その優れたエネルギー分 解能をいかした観測で6~7keVにある鉄のK輝線を、系内の高密度星連星X線源や活動的銀河 核、銀河団などから検出することに成功した。また、「ぎんが」は日英共同で作った大面積比例

5

計数管により、X線強度の短時間変動の新現象の発見や、微弱銀河系外X線源の広いエネルギー 帯での観測にその性能を発揮した。

1990年代に入るとまず 1990年に、ドイツが中心となって ESA が作り上げた ROSAT が打ち 上げられ、EINSTEIN 衛星の高空間分解能をさらに超えて追求した、本格的 X 線望遠鏡による 観測が始まった。また 1993年には、日本の第4番目の衛星「あすか」が上がった。「あすか」は ROSAT が高空間分解能であるのに対して、鉄の K 線までをカバーする高効率の明るい光学系と 初めて搭載された X 線 CCD による高エネルギー分解能をもつ衛星である。 ROSAT は打ち上げ 直後の半年間の全天走査観測により約 10万個もの X 線天体を検出し、また「あすか」は本格的 分光と撮像を同時に行える機能をいかした観測を行った。さらに 1999年には NASA と ESA が相 次いで CHANDRA 衛星および XMM-Newton 衛星を打ち上げ、 X 線天文学は可視光における観 測方法に匹敵する、感度と質の高いデータを得ることのできる分野として重要な位置を占めるに 至っている。

#### 1.2 本論文の目的

太陽系に最も近い球状星団の一つである M4(NGC6121)が、どのような種類の X 線天体によっ て構成されているのかを推定する。その方法として X 線観測衛星 CHANDRA から得られたデー タをもとに、各星々からのスペクトルや softness ratio(hardness ratioの逆数)を測定して、その 星の特性を考察する。

また同じく太陽系に最も近い球状星団である NGC6397 について、 CHANDRA 衛星を使った 論文結果と比較してどのような共通点または相違点があるかを検討する。

そしてこれらを通じてやがては、形成環境による X 線天体の種族の違いや、さらには X 線天体の生成シナリオの解明につながっていくと考えられる。

## 第2章

#### 理論

#### 2.1 X線

2.1.1 X線の利点

X 線とは可視光と同じく電磁波の一種で、ふつう波長が 100 ~ 0.1<sup>A</sup> の間であり、物質透過力・ 電離作用・写真感光作用・化学作用・生理作用などが強く、干渉・回折などの現象を生じるので、 結晶構造の研究やスペクトル分析、医療などに応用されている。 X 線を使う利点は、可視光に比 べて interstellar dust(星間ガス)の影響を受けにくい、つまり透過力が強いことがあげられる。

2.1.2 X線の観測場所

X 線は物質と衝突することによって光電効果をひき起こすが、その光電効果の吸収断面積  $\sigma_p$ は、

$$\sigma_p = \sigma_t Z^5 137^2 4\sqrt{2} (E/mc^2)^{-7/2} \tag{2.1}$$

と与えられる。この式から、光電効果は衝突される物質の原子番号 Z の 5 乗に比例して大きくなる。つまり重い原子ほど衝突されやすくなる。地球の大気組成は  $N_2$  や  $O_2$  などから構成されているため、宇宙空間にある interstellar dust の主成分である  $H_2$  や Ne に比べて原子番号が大きい。ゆえに地球大気は X 線を強く吸収してしまうのである。このため宇宙からやってくる X 線は、地上では全く見ることができない。(可視光の場合は光電効果が起きないので、大気では X 線ほど吸収されることはない。)

したがって、この様な大気の吸収を避けるためには、大気の薄い上空に行く必要があるが、図 2.1 に示されるように、最も透過力のある硬 X 線 (E > 50keV) においても、気球高度 30 ~ 40km に上がる必要がある。これまで最もよく観測されているエネルギー帯 0.5 ~ 10keV の X 線に対し ては、 200km 以上の高度が必要となり、ロケットまたは人工衛星による観測が必須となってくる。 そこで今回は CHANDRA 衛星から得られた、 X 線観測データを用いて解析を行なうことにする。



図 2.1: 大気吸収による X 線の減衰

2.1.3 宇宙 X 線源の種類

(1) 銀河系内 X 線源

(a) 近接連星 (X 線星)

中性子星、ブラックホール、白色矮星などの高密度星と通常の星からなる連星で、星から高密 度星にガスが降着することにより、重力エネルギーが解放され、X線を出す高温(10<sup>7</sup>~10<sup>8</sup>K)ガ スを形成する。強い磁場を持つ回転する中性子星を含む連星は降着駆動型X線パルサーとなる。 X線バースターは磁場の弱い中性子星の表面でヘリウム大気の核融合爆発(バースト)を起こすX 線源で、低質量星との連星系である。白色矮星を伴った連星(激変星)は、中性子星との連星系に 比べてX線光度が2~3桁弱い。ブラックホールは早期型星と晩期型星のどちらとも連星系を形 成している。X線新星は晩期型星とブラックホールや中性子星との連星系が多い。ブラックホー ルを含むX線新星には光速に近いジェットを持つものもある。

(b) 超新星の残骸

超新星爆発の衝撃波によって形成される高温のガスや高エネルギー粒子により X 線が放射される。古いものほど温度が低くなり軟 X 線源となる。なかには、強磁場の中性子星を回転駆動型パルサーとして持つことがある。

(c) 恒星

晩期型星は高温  $(10^6 ~ 10^7 K)$  のコロナから主に軟 X 線を出す。早期型星は、星風が作る衝撃 波によって X 線を放射する。

8

(2) 銀河系外 X 線源

(a) 活動銀河

クエーサーやセイファート銀河、 BL Lac 天体など活発な銀河中心核は強い X 線を出し、中心 に巨大ブラックホールを持つと思われている。

(b) 銀河団

多くの銀河が重力的にかたまった銀河団全体に分布する高温ガスから X 線が出ている。

(c) 近距離銀河

アンドロメダ銀河やマゼラン雲など近い銀河からは、近接連星や超新星の残骸からの X 線が観 測される。

#### (3)X 線の背景放射

エネルギー 0.1 ~ 2keV の X 線は銀河系内の広がった高温度領域 (約10<sup>6</sup>K) からの寄与が主な もので、方向により強度に 4 倍ほどの差がある。 2keV 以上の背景 X 線の大部分は全天にほぼー 様に分布し、空間的に分解できない多数の遠方の活動銀河などが起源である。

#### 2.2 球状星団

#### **2.2.1** 球状星団の特徴

球状星団とは、図 2.2 の写真のように球状に星が集まっている星団で、一つの星団の中に星が 10 万個から 100 万個も含まれており、その大きさは直径数百光年である。我々の銀河系には約 200 個の球状星団が属しているが、散開星団の場合と違って、銀河円盤の外に分布している。

また、球状星団はどれも似た構造をもち、恒星は中心部に密集していて、外側へいくほど急激 に減少するという特徴を持つ。なかには星が密集した中心部で、X線星の存在が確認されている ものもある。

#### 2.2.2 球状星団の新旧

図 2.3 は一つの点が球状星団を表していて、重元素量の違う 2 種類の球状星団の分布を表して いる。図より重元素量の非常に少ない球状星団は、現在の銀河円盤の大きさより大きい範囲にお よそ球状に分布しており、一方比較的重元素量の多い球状星団は、だいたい銀河円盤の大きさで 平たい分布をしていることがわかる。銀河中のガスの重元素含有量は、主に超新星爆発で放出さ れるガスに含まれる(星の中で作られた)重元素によって、時間とともに多くなってゆく。そのガ スから星が生まれるので、星の初期重元素含有量、つまり現在見える星の表面での重元素含有量 は遅く生まれた星ほど多い傾向がある。

ゆえに両者の違いは、最初広範囲に分布していたガスが集まって、初期の広がった重元素含有 量の少ないガスからできた球状星団と、後に平たくつぶれると同時に、重元素含有量が多くなっ たガスから生まれた球状星団の分布の違いと考えることができる。



図 2.2: M4の可視光での写真 (中心から周囲 14分角の範囲)



図 2.3: 導重元素量が非常に少ない球状星団 (左)と、比較的多い球状星団 (右)の分布

#### 2.2.3 M4(NGC6121)

さそり座のアンタレスのすぐ西に位置する球状星団が M4 であり、そこには約 10 万個あまりの 恒星が集まっている。距離は地球から約 7100 光年のところに位置しており、 NGC6397 と並ぶ、 太陽系に最も近い球状星団の一つである。またこの星団の中には現在確認されている中で、最も 古い惑星 (130 億年前) があることも有名である。 (ただし、惑星は X 線を出さないので CHAN-DRA 衛星では観測できない。) 表 2.1 に M4 についての主な情報をあげておく。

名称	į	赤経		赤経 赤緯		潮汐半径	コア半径	写真等級	距離
	h	m	0	1	/	1	等	万光年	
M4(NGC6121)	16	23.7	-26	31	43.5	0.83	7.1	0.71	

表 2.1: 観測対象 (M4) の位置

2.2.4 NGC6397

NGC6397は祭壇座にある、M4と同じく太陽系に最も近い球状星団の一つである。その可視 光での写真を図 2.4 に示している。表 2.2 は NGC6397 についての主な情報である。

名称	赤経		赤緯		潮汐半径	コア半径	写真等級	距離	
	h	m	0	1	/	/	等	万光年	
NGC6397	17 4	0.9	-53	41	43.5	0.22	6.5	0.73	

表 2.2: 比較対象 (NGC6397) の位置



図 2.4: NGC6397 の可視光での写真

## 第3章

# 観測、データ解析の方法

#### 3.1 観測装置及び解析ソフト

#### 3.1.1 CHANDRA 衛星

CHANDRA 衛星は 1999 年 7 月 23 日に NASA の X 線観測衛星として、スペースシャトル Columbia とともに打ち上げられた。今日の X 線観測衛星のなかでは、最も角分解能が優れた衛星で ある。表 3.1 に CHANDRA 衛星についての spec の概要をあげておく。 CHANDRA 衛星の概観 については図 3.1 に載せている。ちなみに、検出器は ACIS-S という X 線 CCD カメラである。

この衛星から得られたデータの中で、一般に公開されているものは、 Chandra Data Archive (http://cxc.harvard.edu/cda) からダウンロードすることができる。そこで、ここから M4 に関 するデータを得ることとした。 (今回のデータの観測年月日は 2000 年 6 月 30 日である。)

	国	乾燥重量	口径	ミラー長	焦点距離	ネスト数	角分解能	波長域
		(kg)	(cm)	$(\mathrm{cm})$	(m)	(枚)	(秒角)	(nm)
CHANDRA	America	4790	120	84	10	6	0.5	10 ~ 0.1

表 3.1: CHANDRA 衛星の specification



図 3.1: CHANDRA 衛星

#### 3.1.2 CIAO

CIAO は CHANDRA 衛星のデータを解析するソフトである。この解析ソフトも CIAO(http: //cxc.harvard.edu/ciao) からダウンロード することができる。 CIAO の中にはたくさんのコマン ドがあるが、なかでも今回の解析でよく使ったものを以下に示す。

- ds9・・・・・・観測対象の X 線イメージ映像を提供してくれる。他にもこの中にあるツー ルを使って様々なことを行なうことができる。
- dmcopy・・・Ra、Decの範囲を決めることによって、必要な部分を切り取ることができる。また、同時にエネルギーの領域によって分けたり、複数のbinを1つにまとめたりすることができる。
- wavdetect・・・dmcopyを使って必要な情報に絞ったデータから、求めるべき point source を見つけるために、 background を差し引いてくれるものである。また同時に、見つかった point source についての情報 (位置、 count 数、誤差範囲など)を与えてくれ、かつ、 point sourceのX線でのイメージ映像を提供してくれる。
- dmlist・・・・上述の point source についての情報は、そのままでは読みとることができないので、このコマンドを使って読みとることができるカタチに直す。
- dmextract・・・このコマンドはフォトンカウント数の時間変化を調べるときに使うものである。例えば、観測時間内にフレアなどによって生じる background の急激な時間変化の有無や、特定の point source の時間変動を調べたいとき、などに使う。

#### 3.1.3 XSPEC

XSPECは同じく解析ソフトであり、XSPEC(http://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/ index.html)というサイトからダウンロードすることができる。XSPECでは、CIAOを使って 加工した CHANDRA 衛星の観測データを用いる。具体的には次章で述べるが、この XSPECを 使って自分が解析しようとしている、 point sourceの spectrumを得ることができる。以下に今 回よく使ったコマンドを示す。

- /xw・・・・・ xspec の window の表示。
- data・・・・・・スペクトルファイルを読み込む。
- setplot energy・・各々のフォトンのエネルギーを、チャンネル表示から keV 表示に変える コマンド。
- plot ldata・・・・・読み込んだスペクトルファイルを、 window に表示させる。
- ignore・・・・・windowに表示しているスペクトルの、エネルギーバンドの領域を指定 することができる。

3.2 解析方法

#### 3.2.1 M4の概観を見る

解析は全て UNIX 上で行うので、作業は全てコマンド入力をしなければならない。そこで、まず CIAO と ds9を立ち上げるには次のコマンドを入力する。

% source /usr/local/xray/setup\_setup\_ciao23.csh

%ds<br/>9 &

ds9を使っていろいろ行なうことができるが、データを加工していないので、余計な情報も含まれている。そこで自分に必要なデータを入手するため、もとのデータにいくつかのコマンドを使って、加工を施す。

% dmcopy "<u>acisf00946\_000N002\_evt1.fits</u>[bin <u>x=3671.5:4487.5:2</u>,y=<u>3887.5:4617.5:2</u>][energy=<u>300:9000</u>]" <u>M4.fits</u> 加工したいファイル名 必要な範囲の指定、bin まとめ エネルギー帯 新ファイル名 の指定

dmcopy を使って様々なエネルギーバンドに分けたイメージの1つが図 3.2 である。ただし 2bin を1つにまとめている。



⊠ 3.2: M4:0.3 ~ 9.0keV

ただし、これでは point source が見分けにくいのと、かつ background の値が含まれている。 そこで wavdetect というコマンドをかける。

% wavdetect M4.fits M4\_sourcelist M4\_cell M4\_image.fits M4\_background 加工したい point source ファイル名 についての情報 イメージファイル

wavdetect をかけると、新たに 4 つのファイルが作られる。そのなかで、特に重要なのが M4\_ image.fits と M4\_sourcelist の 2 つのファイルである。まず M4\_image.fits を ds9 上で開くと以下 のようなイメージがでてくる。(ただし以下の図 3.3 と 3.4 では、 dmcopy で 2 つのエネルギーバ ンドに分けたものについて、それぞれ wavdetect をかけたものを表示している。また、円はコア 半径を示している。)



 $\boxtimes$  3.3: M4\_soft:0.5 ~ 1.5 keV



 $\boxtimes$  3.4: M4\_hard:1.5  $\sim$  6.0 keV

この図の結果から、一つの興味深いことに気付く。図  $3.3(M4\_soft:0.5 \sim 1.5 keV)$ と図  $3.4(M4\_hard:1.5 \sim 6.0 keV)$ の point source をくらべると、どちらか一方にしか現れていないものがある。これについてフォトン数という数値で比較するには、

 $\% \text{ dmlist } \underbrace{\text{M4}\_\text{sourcelist}}_{\bar{\pi} \varpi \Im 7 \pi 1 \mu} > \underbrace{\text{M4}\_\text{sourcelist.data}}_{\text{M} \Im 7 \pi 1 \mu}$ 

これで M4\_sourcelist.data に point source についての情報が入ったファイルができた。さらに この中から Ra,Dec とカウント数を抜き出すために、

%mule M4\_sourcelist.data

で、いらない部分を削除し形を整えると、次のような表が得られる。 (表 3.2 では M4\_soft:0.5 ~ 1.5keV と M4\_hard:1.5 ~ 6.0keV の、それぞれ共通すると思われる point source はひとつにまとめている。)

	Ra	Dec	NET_COUNTS		NET_COUNTS_	ERR
	0	0	$\operatorname{soft}$	hard	soft	hard
1	245.9574	-26.5567	26.6	24.2	5.2	5.0
2	245.9434	-26.5209	51.9	32.6	7.4	5.9
3	245.9410	-26.4817	22.3	0	4.8	0
4	245.9092	-26.5315	15.8	0	4.1	0
5	245.9086	-26.5272	44.8	32.3	6.7	5.8
6	245.9087	-26.4891	18.7	11.7	4.4	3.6
7	245.9030	-26.5288	12.2	0	3.7	0
8	245.8997	-26.5171	10.6	0	3.4	0
9	245.8961	-26.5218	14.6	12.9	4.0	3.8
10	245.8930	-26.5108	28.5	40.9	5.4	6.5
11	245.8928	-26.4988	42.8	16.7	6.6	4.2
12	245.8922	-26.5262	160.9	289.1	12.7	17.2
13	245.8849	-26.5126	9.4	8.8	3.3	3.1
14	245.8812	-26.5159	18.1	8.6	4.3	3.1
15	245.8580	-26.5651	0	11.3	0	3.6
16	245.8929	-26.5338	10.4	0	3.4	0
17	245.9408	-26.5213	7.1	0	2.8	0
18	245.9174	-26.4905	5.4	0	2.4	0
19	245.8902	-26.5713	0	7.3	0	2.8
20	245.8894	-26.5418	6.0	0	2.6	0
21	245.8890	-26.5292	5.2	0	2.4	0
22	245.8704	-26.4975	9.8	6.4	3.4	0

表 3.2: point source のフォトンカウント数

この表から、例えば 11 番の source は soft(X 線のエネルギーが比較的低い) だとか、逆に 10 番 の source は hard だとかがある程度わかる。ただし表 3.2 の source 番号と図 3.5 の番号は対応し ていない。(図 3.5 の番号は表 4.1 と対応している。)

#### 3.2.2 point source の region ファイル作成

#### まず XSPEC を立ち上げるコマンドは、

% source /usr/local/xray/setup/setup\_heasoft52.csh

#### である。

次に region ファイルの作成に入る。ここで、 point source の選定については以下のように決め た。 0.3 ~ 9.0keV のエネルギーバンドで dmcopy をしたデータに、 wavdetect をかけて検出され たものを point source とする方法である。結果 17 個の point source について region ファイルを 作ることになった。まず ds9 で X 線のイメージを使いながら、スペクトルを作りたい point source の円を指定し、そこから region ファイルを作る。それと同時に、その source の周りの background も必要なため、 source の円よりひとまわり大きい円を指定して同じくファイルを作る。そして mule で大きい円から source の小さい円を差し引くファイルを作れば、それがその source の background ファイルとなる。

#### 3.2.3 point source の spectrum ファイル作成

先程作った region ファイルを使って、各 point source のスペクトルファイルを作ることにする。具体的には以下のコマンドを入力していく。

% punlearn psextract							
% pset psextract event="acisf00946N002_evt2.fits[sky=region(star12.reg)]"							
	元のデータファイル	sourceの region ファイル					
% pset psextract bgevent="aci	sf00946N002_evt2.fits[sky	$r = region(\underline{star12.bkg.reg})]$ "					
	元のデータファイル	background $\mathcal O$ region ファイル					
% pset psextract root= $\underline{star12}$							
新しいファイル	名						
% pset psextract a off="acisf00	946_000N002_aoff1.fits"						
% pset psextract bgaoff="""							
% pset psextract gtype=NONE	C						
% pset psextract verbose=2							
% psextract							

これで、各 source のスペクトルファイルが完成した。(実際には、これを 17 個それぞれについ て繰り返し行う。)ちなみに、1~17 番までの source がどれに対応するのかと、その範囲の領域 を図 3.5 に示す。小さい円が source の範囲であり、大きい円から小さい円を差し引いた部分が background の範囲である。

#### 3.2.4 background の時間変動

ここで、ひとつ調べることがある。 CHANDRA 衛星の M4 観測中 (つまり exposure time 中) に、フレアなどの外的要因によって background 等が一時的に急増していないかどうかを検討す る必要がある。それを行うには CIAO の dmextract を使う。結果を図 3.6 に示す。

この結果から M4 観測中には、急激な background の増減がないことが確かめられた。また、 他の source の background にも同様の結論がいえると考えられる。



図 3.5: source の位置と background の範囲

Lightcurve for: lc\_c7.fits



図 3.6: star12の background の時間変動

#### 3.2.5 softness ratioの計算

スペクトルファイルができれば、次に行うのは softness ratio の計算である。 17 番の source は あまりにもカウント数が少ない (soft ではカウント数がマイナスになっている) ので、除外するこ とにした。 1 ~ 16 番の source に関しては、

$$softness ratio = \frac{soft: 0.5 \sim 1.5 keV の カウント 数}{hard: 1.5 \sim 6.0 keV の カウント 数$$

を求めて、どのような X 線天体であるのかを推定する。また NGC6397 の論文結果との比較も行うので、参考論文として J.E.Grindlay et al.2001 を使う。この論文では NGC6397 の source について、縦軸を medium バンド  $(0.5 \sim 4.5 \text{keV})$  のカウント数、横軸を soft バンド  $(0.5 \sim 1.5 \text{keV})$ とhard バンド  $(1.5 \sim 6.0 \text{keV})$ の比を softness としてプロットしている。よってそのグラフに重ねるために、 M4 についても同じ値を求める。まず、縦軸を

 $log(medcts) = log(m - \alpha m_{bq}) \tag{3.1}$ 

とする。ただし *m* は source 領域の medium バンドのカウント数、  $m_{bg}$  は background 領域の medium バンドのカウント数、そして  $\alpha = \frac{source\_BACKSCAL}{bg\_BACKSCAL}$  としている。 BACKSCAL について は後述する。この縦軸は X 線強度に対応すると考える。

ここで比較するときに問題になるのは、medcts の値 (medium バンドの正味カウント数) であ る。当然、同じ衛星を使っているとはいえ、 exposure time が違うのでカウント数を単純にプロッ トするのでは意味をなさない。そこで、 medcts を求めるには各々の source のカウント数を、 exposure time で割った値を使うことにする。そうすれば 1[ks] あたりのカウント数になるので、 N-GC6397 の論文の値も同様に exposure time で割ることで、 M4 と比較をすることが可能になる。 今回の M4 に関する exposure time は 25.81[ks] である。ちなみに、 exposure time で割る前の M4 のカウント数が次章の表 4.1 に示してある。

もうひとつ注意する点がある。background を差し引くときには、source 領域の大きさと background 領域の大きさが違うということ、つまりそのスケール比を background のカウント数に考慮しなくてはいけない、ということである。(background の領域は先程の図 3.5 に示している。) そこで各領域の大きさを表す指標として、BACKSCAL という値を使う(BACKSCAL は region ファイルを作るときに自動的に決まる)。その値も一緒に次章の表 4.1 に載せている。以上の点を考慮にいれて計算した source の正味カウント数が、同じく表 4.1 に NETsource\_count として示している。

横軸も同様に、今度は softness ratio をもとにして計算した値を Xcolor とする。具体的には、

$$Xcolor = 2.5 \log \frac{s - s_{bg}\alpha}{h - h_{bg}\alpha}$$
(3.2)

として横軸の値を計算する。ただし、s、 $s_{bg}$ は soft、h、 $h_{bg}$ は hard に対応している。この横軸 は温度に対応すると考える。左へ行くほど (hard になるほど) 高温になる。そして、これらをプロッ トしたのが図 3.7 である。

#### 3.2.6 NGC6397 との対比方法

同じ球状星団である NGC6397 との対比を行うために、図 3.7 のプロットに NGC6397 の結果 を重ねることにする。NGC6397 のデータとしては、J.E.Grindlay et al.2001 の論文結果を使う ことは前に述べた。ただしこの論文からは同じ形式のプロット図はあるが、その元となるカウン ト数などのデータが載せられていない。そこで、その図を拡大コピーして、定規でそれぞれの点 の座標を求めカウント数に変換した。



🗵 3.7: M4

得られたカウント数から、 medcts の値、 softness ratio の値を同様に計算して、その結果をプ ロットしたのが図 3.8 である。ただし、この論文には exposure time の値が記載されていないた め、 medcts の計算をするうえで exposure time の値を決めなくてはならない。そこで、先述の Chandra Data Archive に現在公開されている NGC6397 の観測データ 3 つのうち、 当該論文が 発表された日までに公開されていたデータ (幸い 1 つしか該当しない)が論文の観測データと推測 できる。そこで当該データの exposure time48.96[ks] を使うことにした。



🛛 3.8: NGC6397

M4の結果である図 3.7 と NGC6397 の結果である図 3.8 を重ね合わしたのが、次章の図 4.1 で ある。

#### 3.2.7 スペクトルの表示

スペクトルの表示を行う source については、ある程度のフォトン数があることが前提となって くる。誤差の範囲をある程度抑えるには、 20 カウントを一つとしてまとめることが妥当である。 そうすると、この bin まとめに耐え得るのは最も明るい star12 しかない。そこでスペクトルの表 示に関しては、 star12 だけについて行う。 まず XSPEC を立ち上げておく。以下のコマンドは XSPEC 上で入力する。 3.2.3 で作ったスペクトルファイルをデータとして読み込む。

XSPEC> data star12.pi

次に読み込んだデータのエネルギー表示を、 channel(衛星検出器による固有の単位)の表示から energy(keV) 表示に変える。

XSPEC> setplot energy

最後にスペクトルを表示する。

XSPEC> plot ldata

また、エネルギー表示の範囲を限定するには次のコマンドを打てばよい。

XSPEC> ignore \*\*-0.3 9.0-\*\*

以上の作業を行ってできたものが、図 4.2 である。またいくつかの model で fitting したのが図 4.3 ~ 図 4.6 になっている。

#### 3.2.8 point source の時間変動

3.2.7 では star12 のスペクトルを見たが、この場合は時間というパラメータは考慮されていな い。つまりフォトンのエネルギーとカウント数が変数とされている。そこで今度は point source が時間変動をしているかどうかを、 dmextract を使って見る。 (ただし、ここでの結果は観測時 間内に変化するか否かということである。) 結果は次章の図 4.7 に示してある。

# 第4章

# 結果

## 4.1 各 source のエネルギーバンド 別フォトン数と BACKSCAL

	source	background	$source\_count$		b	og_count		NE	NETsource_coun		
	BACKSCAL	BACKSCAL	soft	med 1	hard	soft m	led h	ard	soft	med	hard
1	5.664 E-06	6.310E-06	25	46	24	1	3	2	24.10	43.30	22.20
2	5.664 E-06	1.698E-05	54	82	35	11	14	3	50.33	77.33	33.99
3	5.664 E-06	1.698E-05	24	27	4	4	6	5	22.66	24.99	2.33
4	3.791E-06	1.492 E- 05	18	22	6	7	9	4	16.22	19.71	4.98
5	5.664 E-06	1.698E-05	49	82	34	6	8	3	46.99	79.33	32.99
6	5.664 E-06	1.698E-05	20	32	13	3	9	6	18.99	28.99	10.99
7	5.664 E-06	2.359E-05	16	20	4	16	23	9	12.15	14.47	1.83
8	2.996 E-06	2.627 E-05	10	14	4	4	8	10	9.54	13.08	2.85
9	4.681E-06	2.225 E-05	16	31	15	8	16	11	14.31	27.63	12.68
10	5.664 E-06	1.698E-05	29	60	39	6	12	7	26.99	55.99	36.66
11	4.681E-06	1.593 E-05	45	62	17	6	9	4	43.23	59.35	15.82
12	5.664 E-06	1.495 E-05	158	393	283	6	18	15	155.72	386.18	277.31
13	3.791E-06	2.096 E-05	10	20	10	8	12	6	8.55	17.82	8.91
14	4.681E-06	2.225 E-05	19	27	8	6	10	8	17.73	24.89	6.31
15	2.293E-06	1.641E-05	2	15	13	4	10	8	1.44	13.60	11.88
16	3.791E-06	3.033E-05	15	19	4	20	32	15	12.50	15.00	2.12
17	2.996E-06	3.368E-05	0	3	3	13	17	5	-1.15	1.48	2.55

表 4.1:	M4 のフ	ォトン	<sup>,</sup> カウン	ト数
--------	-------	-----	------------------	----

#### 4.2 M4とNGC6397の比較

#### 4.2.1 M4とNGC6397のプロット図





ただし、M4に関する点は red-filled circle で表している。また、NGC6397の点に関しては cross: qLMXB, filled circle: MSP, filled triangles: CV, open squares: BY Dra, star: unidentified としている。

#### 4.2.2 誤差について

図 3.7, 4.1 の M4 に関する plot において、誤差の範囲は次のように求めた。まず、横軸の xcolor については (3.2) 式から、

$$\begin{aligned} Xcolor &= 2.5 \log \frac{s - s_{bg}\alpha}{h - h_{bg}\alpha} \\ &= \frac{2.5}{\ln 10} \times \{\ln(s - s_{bg}\alpha) - \ln(h - h_{bg}\alpha)\} \end{aligned}$$

という式を、変数 *s* と *s*<sub>bg</sub> についてそれぞれ偏微分したものの 2 乗和に、さらにルートをとったものである。つまり、

$$xcolor\_err = \frac{2.5}{\ln 10} \sqrt{(\frac{1}{s - \alpha s_{bg}})^2 (ds)^2 + (\frac{-\alpha}{s - \alpha s_{bg}})^2 (ds_{bg})^2 + (\frac{-1}{h - \alpha h_{bg}})^2 (dh)^2 + (\frac{\alpha}{h - \alpha h_{bg}})^2 (dh_{bg})^2} = \frac{2.5}{\ln 10} \sqrt{(\frac{1}{s - \alpha s_{bg}})^2 (s + \alpha^2 s_{bg}) + (\frac{1}{h - \alpha h_{bg}})^2 (h + \alpha^2 dh_{bg})^2}$$
(4.1)

という xcolor についての誤差伝搬の式が求まる。 また縦軸の medcts は (3.1) 式から、

$$log(medcts) = log(m - \alpha m_{bg})$$
$$= \frac{ln(m - \alpha m_{bg})}{ln10}$$

という式なので、 xcolor と同様に誤差伝搬の式を求めると、

$$log(mc)\_err = \sqrt{(\frac{1}{ln10} \times \frac{1}{m - \alpha m_{bg}})^2 (dm)^2 + (\frac{1}{ln10} \times \frac{-\alpha}{m - \alpha m_{bg}})^2 (dm_{bg})^2} = \frac{1}{(m - \alpha m_{bg}) ln10} \sqrt{m + \alpha^2 m_{bg}}$$
(4.2)

となる。そこで (4.1),(4.2) 式に必要な値を代入して誤差を求めた。

### 4.3 star12のスペクトル fitting



図 4.2: star12 のスペクトル

data and folded model

24-Feb-2004 14:06

図 4.3: star12のスペクトルを powerlaw&phabs でフィット



24-Feb-2004 13:51





24-Feb-2004 13:48

図 4.5: star12のスペクトルを bbody&phabs でフィット



24-Feb-2004 13:54

図 4.6: star12のスペクトルを mekal&phabs でフィット

- phabs・・・・星間吸収
- brems・・・・熱制動放射
- bbody・・・・黒体輻射
- mekal・・・プラズマ輻射
- powerlaw・・べき関数

MODEL	Nh	/ kT	Abund.	Norm.	$^2$ の値/自由度	Flux $(10^{-14} \text{ e})$	$\mathrm{erg} \ \mathrm{cm}^{-2} \ \mathrm{s}^{-1})$
	$(10^{22} \text{ cm}^{-2})$	- / (keV)	$(Z_c)$	$10^{-15}$		$0.5 \sim 2$	$2 \sim 9 \; (\rm keV)$
powerlaw	$0.21 \; (fix)$	$0.96\substack{+0.15\\-0.14}$		$1.9^{+0.3}_{-0.2}$	0.923 / 19	3.1	22.6
brems	$0.21 \; (fix)$	$199_{-117}$		$7.0^{+0.6}_{-1.6}$	1.25 / 19	3.4	17.9
bbody	$0.21 \; (fix)$	0.97		0.22	2.87 / 19	2.5	14.0
mekal	0.21 (fix)	$80_{-33}$	0.091 (fix)	$16.0^{+1.3}_{-2.0}$	1.38 / 19	3.4	17.0

表 4.2: スペクトル fitting の結果

#### 4.4 star12の時間変動について





<sup>2</sup> の値	自由度
0.587	13

表 4.3: 直線で fitting したときの<sup>2</sup>の値と自由度

この結果から star12 は exposure time25.81[ks] の範囲において、特に時間変動はしていないこ とがわかる。ただし、後述するが star12 は CV である可能性が高い。よって exposure time 25.81 [ks]、つまり 7 時間余りの間には目立った変動は見られなかった、ということがいえるが、観測時 間をもっと大きくしたら変動している可能性も大いに考えられる。実際 ROSAT や ASCA の M4 に関する観測データと比較すると、長い time scale では時間変動している。

## 第5章

#### 考察

5.1 代表的 X 線天体

最後に M4 の X 線天体の推定を行うことにする。まず今回の X 線源としては、以下の 4 つの代 表的な X 線天体を考える。

5.1.1 CV: 激変星

激しく変光(増光)する天体を総称して激変星と呼び、いくつかに分類される。新星(あるいは 古典的新星)、回帰新星、矮新星、新星様変光星などである。いずれも連星系内に白色矮星を含み、 それに向かって相手方から物質が流れ込んでいるのが共通しての描像である。

5.1.2 LMXB: 小質量 X 線連星

活動的な連星は多かれ少なかれ X 線を放射しているが、とりわけ強い X 線を出しているものを X 線連星という。連星系に固有の天体としてこの天体の特徴は、構成する星として中性子星など の高密度星を含むということである。そして質量をこの高密度星に与える相手方の星が必要で、 これら両星によって初めて X 線連星系となりうる。 X 線連星は、大きく大質量 X 線連星と小質量 X 線連星に分けられる。前者の場合には高密度星の相手方の星は質量が  $10 \sim 40 M_{\odot}$ の早期型の O、 B 型星の超巨星である。物質は O、 B 型星からの恒星風によって供給されていると考えられ ている。また後者の、小質量 X 線連星系では相手方の星は中程度の質量の恒星であり、この場合 はこの星は臨界ロッシュ面を満たしていると考えられている。 LMXB は後者の方である。

5.1.3 MS-Star: 主系列星

生まれたばかりで重力収縮する星の内部の温度と密度は、重力熱力学的効果で上昇していく。 星の中心部の温度が上がって10<sup>7</sup>Kを超えると、水素の核融合反応によって核エネルギーが解放さ れ、星の放射するエネルギーをまかなうことができるようになる。このことは、もはや重力エネ ルギーで、星の光をまかなう必要がなくなってしまったことを意味する。その結果、星の収縮は ストップする。この時点では、星内部の各球殻でエネルギーの発生と光による流出入との収支が ちょうどつりあっており、この段階の星を「主系列星」という。

#### 5.1.4 RSCVn: 猟犬座 RS 星型連星

これは対流外層をもつ星のペアによる分離型連星であり、近接連星系特有の同期自転のため通 常の単独星より速く自転している。そのため活発な磁場活動を生じさせ、これが様々な表面活動 を引き起こして特有の現象を誘発し、彩層活動が活発でコロナもよく発達していると考えられて いる。紫外線やX線の放射も強く、電波などもよく観測されている。光度変化としては表面上の 黒点の存在などによる乱れが時間とともに移動していくことが特徴であり、観測時期ごとに光度 曲線が違うことが多い。

#### 5.2 各X線天体の特徴

5.1 で述べた各 X 線天体の特徴を表 5.1 に掲げる。このデータをもとに、 XSPEC 上でシュミ レーションを行い、各エネルギーバンドのカウント数を推定する。そこから各 X 線天体がプロッ ト図でどの範囲に対応するのかがわかることになる。その結果は図 5.1 である。

名称	MODEL	温度	Luminosity
		$\mathrm{keV}$	$\mathrm{erg/s}$
CV	phabs&brems	2 ~ 20	$10^{30} \thicksim 10^{32.5}$
LMXB	phabs&bbody	$0.1 \sim 0.3$	$10^{32} \thicksim 10^{33.5}$
MS-Star	phabs&mekal	$0.5 \sim 1.5$	$10^{27} \thicksim 10^{30}$
RSCVn	phabs&mekal	1 ~ 3	$10^{29} \sim 10^{31}$

表 5.1: 各 X 線天体の特徴



図 5.1: 各 X 線天体の範囲

#### 5.3 M4の星の種類の推定

次にその結果を図 4.1 に重ね合わせる。それが図 5.2 である。



図 5.2: M4の星の種類の推定

図中の Detection Limit という線は、今回 M4の観測時間における観測限界を示している。よってこの線より下の領域の星は、今回観測するには暗すぎたということになる。(この観測限界は、あくまでも M4 についての話である。)

この結果からまず気付くことは、NGC6397のCV(激変星:図ではfilled triangles)のプロット 位置が、CVの範囲より左(図では点線で囲まれた部分)に位置しているものが、かなりあるとい うことである。これはCVのX線が低エネルギー側で吸収を受けているためと考えられる。では、 なぜこのようなことが起きるのか、ということであるが、それはCVのX線発生過程に理由を求 めることができる。つまり、白色矮星に相手方の星のガスが落ち込むことによって、X線が放出 されるというプロセスにおいては、X線の発生する周りに多量のガスが取り巻いていることにな り、そのことによって、特に低エネルギー側のX線が吸収されてしまうことになる。その結果と して、hardよりに観測されたと考えることができる。

そこで吸収を踏まえた CV の範囲を考える。今回は 4 つともシュミレーション時に星間吸収と して、 Nh を  $0.21 \times 10^{22}$  [cm<sup>-2</sup>](これは M4 から衛星までの間の吸収を考えた値)を使っているが、 さらに CV 独自の吸収として、  $1.00 \times 10^{22}$  [cm<sup>-2</sup>] の吸収をプラスした結果、新たに求まった領域 が点線の領域である。そうすると、 NGC6397 の CV の数もかなりこの枠に収まることになる。

では、他の3つも独自の吸収を考える必要があるのかが問題となる。まずLMXBだが、結論 からいうと考える必要がある。ただ後述するが、M4にはLMXBにあたる星が存在しない可能性 が高い。そこであえて吸収までは考慮しなかった。逆にRSCVnやMS-Starは独自の吸収はない と考えられる。なぜなら、ともにX線の発生過程において、CVのようにガスが周りを取り巻く というものではないからである。

以上のことを踏まえると、今回上げた4つのX線天体の中から考えれば、M4の point source は以下のような可能性が考えられる。

	NETsource_count			種類
	soft	med	hard	
1	24.10	43.30	22.20	CV
2	50.33	77.33	33.99	CV
3	22.66	24.99	2.33	
4	16.22	19.71	4.98	$\operatorname{RSCVn}$
5	46.99	79.33	32.99	$\mathrm{CV}$
6	18.99	28.99	10.99	RSCVn or CV
7	12.15	14.47	1.83	
8	9.54	13.08	2.85	$\operatorname{RSCVn}$
9	14.31	27.63	12.68	$\mathrm{CV}$
10	26.99	55.99	36.66	$\mathrm{CV}$
11	43.23	59.35	15.82	
12	155.72	386.18	277.31	$\mathrm{CV}$
13	8.55	17.82	8.91	$\mathrm{CV}$
14	17.73	24.89	6.31	$\operatorname{RSCVn}$
15	1.44	13.60	11.88	$\mathrm{CV}?$
16	12.50	15.00	2.12	

表 5.2: M4 の星の種類

#### 5.4 NGC6397との比較

#### 5.4.1 各X線天体の個数の比較

 $\mathbf{CV}$ 

CV の独自の吸収まで考慮した領域 (点線の範囲) を考えると、 NGC6397 のほうがやや多いと いうことがいえる。

#### LMXB

図 5.2 から、LMXB の範囲に当てはまる星は M4、NGC6397 ともに存在しない。しかし J.E. Grindlay et al,2001 の論文結果からは、NGC6397 ではひとつ LMXB に該当するものが存在し ている。位置的には LMXB の範囲より少し下方だが、 softness は確かに一致している。一方 M4 に関しては、LMXB の領域やその周辺にも特に source は存在しない。よって、 M4 には LMXB が存在しない可能性が高いという結論を得た。

#### **MS-Star**

NGC6397では MS-Star に該当する星がいくつか見受けられるが、 M4 に関しては、 MS-Star の領域が Detection Limit(観測限界) より下にあるので、この結果からは何もいうことができな い。

#### RSCVn

RSCVnの範囲の中で、Detection Limit より上にあるものを比較すると、M4の方が多いことがわかる。

#### 5.4.2 M4とNGC6397の構造の違いによる考察

表 2.1, 2.2 にあるように、 M4 と NGC6397 は地球からの距離と潮汐半径が等しい。よって 2 つの球状星団の質量はほぼ同じと考えることができる。しかし大きな相違点として、コア半径 (大 雑把にいって全体の質量の半分に達する半径)が4倍違う。つまり体積にすると64倍の違いにな るから、簡単に考えると中心付近の密度が64倍差があることになる。ゆえに NGC6397 の方が中 心密度がかなり高いことがわかる。このことから、各球状星団の CV と RSCVn のそれぞれの個 数の違いを考察してみる。

CV と RSCVn はともに連星系であり、連星は星密度が高いほどできやすい性質をもつ。よっ て星密度が高ければ、より多くの CV や RSCVn ができると考えられるが、 RSCVn はあまり密 度が高すぎると逆にできにくくなるという性質がある。このことを今回の結果にあてはめてみる と、確かに RSCVn は星密度の低い M4 の方が多くできている。では CV はどうなのであろうか。 5.4.1 では確かに星密度の高い NGC6397 の方が少し多いという結論だったが、それでは先程の考 え方がこの結果をうまく説明しているとは言い難い。しかし次のように考えると、うまく説明で きることになる。

33

M4の CV としてカウントしたもののうち、多くのものが RSCVn に比較的近いところに位置 している。そうすると、その付近の X 線天体を CV や RSCVn というように一意的に分けるのは、 むしろ他の論文では AB(活動連星) としてまとめられているように、この観測結果だけで判断する のは難しいといえる。そこで視点を変えて、より明るい CV(換言すると他の可能性であることが より少ない)の個数を比較すると、確かに NGC6397 のほうがかなり多いことがわかる。

#### 5.4.3 結論

このように考えると、M4とNGC6397のX線天体の種族の違いは、それぞれの星密度の違い がひとつの大きな原因であると考えることができる。つまり、球状星団の星密度の違いが、X線 天体の生成シナリオに大きく関わっている、というのがこの結果を通して確認できたことであり、 かつ本研究の結論としていえることである。

# 謝辞

この卒業論文を書き上げるにあたって、宇宙物理実験研究室の方々には、本当にお世話になっ たと思っています。この場を借りて感謝の意を表したいと思います。

大橋隆哉先生には一年間ゼミを通して宇宙物理の初歩を学ばせてもらいました。そして本論文 においても、僕の様々な質問について分かりやすく教えて頂きました。またいろいろな本なども 貸してくださり、自分の足りない知識を少しでも補う事ができました。本当にありがとうござい ました。

石田学先生には最初に、「大学で物理を卒業するからには、やるべき事はちゃんとやってから 自分の道に進め」と言われたこともあり、遅ればせながらなんとか自分なりにやるべき事を、こ の卒業研究を通してできたと思っています。また解析については、忙しい最中教えて頂き、あり がとうございました。

D3の石川輝さんには、解析の手解きから始まり一から教えて頂きました。ありがとうございま した。また D1の早川彰さんには、スペクトルファイルの作成方法を教えてもらい、本当に助かり ました。同じく D1の森田うめ代さんには、同じ CHANDRA 衛星の解析ということもあり、多 くのことを教わりました。ありがとうございます。そして M2の佐藤さん、井上さんからは、楽 しく研究をすることを学ぶことができました。

また同じ卒研生の笠松君、清水君、新妻さんのいたおかげで、ゼミから卒業研究に至るまで楽 しく過ごすことができました。ありがとう。

そして、本論文をここまで完成することができたのも、石崎欣尚先生と D1 の篠崎慶亮さんの おかげと思っています。石崎先生には、卒業研究のテーマや考察に関する助言を頂いたり、また 夜遅くまで解析の指導をして頂いたり、さらには僕のとても初歩的な質問にも懇切丁寧にわかる まで教えてくださいました。本当に感謝しています。また篠さんには、研究全般から UNIX に関 する事細かなことまで、実に様々なことを教えて頂きました。文章で書くと短くなりますが、本 当にお世話になったと思っています。また篠さんの車で六本木ヒルズなどを夜にドライブしたの も、とてもいい思い出になっています。石崎先生、篠崎さん、本当にありがとうございました。

最後に、僕は公認会計士という、物理とは全く違う分野に挑戦しますが、物理学で学んだ考え 方を活かして、新しい分野でも活躍できるよう頑張っていきたいと思います。以上。

35

# 参考文献

- [1] 磯部, 佐藤 他, 天文の事典, 朝倉書店, 2003,
- [2] 斉藤 英行, 星の進化, 培風館, 1992,
- [3] 国立天文台 編, 理科年表, 2000,
- [4] J.E.Grindlay et al, CHANDRA EXPOSES THE CORE-COLLAPSED GLOBULAR NGC 6397, 2001,
- [5] 石川輝, ASCA Observations of the two nearest globular clusters M4 and NGC6397, 東京都立大学, 2004 submitted to PASJ,
- [6] 早川 彰, 高角度分解能多重薄板型 X 線望遠鏡の開発, 東京都立大学, 2003,