



**T.C.
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**



[Yüksek Lisans Tezi]

**[BÜYÜK MACELLAN BULUTU'NDAKİ N63A SÜPERNOVA
KALINTISININ X-IŞIN TAYFSAL ANALİZİ]**

[Emre KARAGÖZ]

[Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı]

[Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı]

**DANIŞMAN
[Prof. Dr.] [Serap AK]**

[Haziran, 2022]

İSTANBUL

Bu çalışma, [17.06.2022] tarihinde aşağıdaki jüri tarafından [Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı], [Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı]nda [Yüksek Lisans tezi] olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi

[Prof. Dr.] [Serap AK] (Danışman)
İstanbul Üniversitesi
[Fen Fakültesi]

[Prof. Dr.] [Selçuk BİLİR]
[İstanbul Üniversitesi]
[Fen Fakültesi]

[Doç. Dr.] [Esin SİPAHİ]
[Ege Üniversitesi]
[Fen Fakültesi]

İntihal Programı Beyanı

20.04.2016 tarihli Resmi Gazete’de yayımlanan Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin 9/2 ve 22/2 maddeleri gereğince; Bu Lisansüstü teze, İstanbul Üniversitesi’nin aboneli olduğu intihal yazılım programı kullanılarak Fen Bilimleri Enstitüsü’nün belirlemiş olduğu ölçütlere uygun rapor alınmıştır.

Proje Destekleri

[Bu tez, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliğinin FOA-2018-30716 numaralı projesi ile desteklenmiştir.]



ÖNSÖZ

[Yüksek lisans tez çalışmamın her aşamasında bana bilgisi, birikimi ve tecrübesiyle destek olan danışmanım sayın Prof. Dr. Serap AK'a teşekkür ederim.

Araştırmalarım sırasında karşılaştığım her türlü zorlukta yoluma ışık tutan ve kritik yorumları sayesinde çalışmamın kesintisiz ilerlemesinde büyük katkıları olan sayın Prof. Dr. Selçuk BİLİR ile sayın Dr. Neslihan ALAN'a teşekkür ederim.

Tüm hayatım boyunca koşulsuz şartsız destek olan aileme ve eğitim hayatım boyunca yanımda olan Hülya ERÇAY'a teşekkür ederim.

Tez çalışmam boyunca destek olan arkadaşlarım Oğuz Han ATAŞ, Şivan DURAN ve Şeyma Ceren ŞANLI'ya teşekkürü bir borç bilirim.

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nün sağlamış olduğu bilimsel ortam için Bölüm Başkanlığına teşekkürlerimi sunarım. |

Haziran 2022

[Emre KARAGÖZ]

İÇİNDEKİLER

Sayfa No

[ÖNSÖZ.....	iv
İÇİNDEKİLER	v
ŞEKİL LİSTESİ	vii
TABLO LİSTESİ	x
SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ.....	xi
ÖZET	xiv
SUMMARY	xv
1. GİRİŞ.....	1
2. GENEL KISIMLAR	7
2.1. SÜPERNOVA PATLAMALARI.....	7
2.2. SÜPERNOVA PATLAMALARININ GÖZLEMSEL SINIFLANDIRILMASI	9
2.2.1. Tayfsal Sınıflandırma.....	9
2.2.2. Fotometrik Sınıflandırma	12
2.3. ÇEKİRDEK ÇÖKMESİ SÜPERNOVALARI	14
2.4. TERMONÜKLEER SÜPERNOVALAR.....	16
2.5. SÜPERNOVA KALINTILARI VE EVRİMİ	20
2.5.1. Serbest Genişleme Evresi.....	21
2.5.2. Sedov-Taylor Evresi.....	21
2.5.3. Işıma Evresi.....	22
2.6. SÜPERNOVA KALINTILARININ SINIFLANDIRILMASI	22
2.7. FİZİKSEL SÜREÇLER.....	25
2.7.1. Süpernova Kalıntılarındaki Şoklar	25
2.7.2. Süpernova Kalıntılarındaki İyonizasyon	26
2.7.3. Süpernova Kalıntılarındaki X-Işın Emisyonu	27
2.7.3.1. Isısal X-ışın Emisyonu	27
2.7.3.2. Isısal Olmayan X-Işın Emisyonu	30
2.8. SÜPERNOVA KALINTILARININ GALAKSİ EVRİMİNE KATKILARI	31
2.9. SÜPERNOVA KALINTISI: N63A.....	32
3. MALZEME VE YÖNTEM	34
3.1. CHANDRA X-IŞIN UZAY TELESKOBU	34

3.2. X-IŞIN VERİLERİ VE ÖN İNDİRGEME İŞLEMLERİ	36
3.3. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZLERİ	37
3.4. X-IŞIN TAYF ANALİZLERİ.....	38
3.5. SEDOV-TAYLOR MODELİ	42
4. BULGULAR	45
4.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZİ.....	45
4.2. X-IŞIN TAYF ANALİZİ.....	47
4.2.1. Şoka Uğramış Yıldızlararası Ortam	55
4.2.2. Kalıntı Üzerindeki Özel Yapılar	55
4.2.3. Radyal Doğrultularda Belirlenen Bölgeler.....	57
4.3. N63A SÜPERNOVA KALINTISININ DİNAMİK YAPISI	62
5. TARTIŞMA VE SONUÇ	65
5.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜLERİ	65
5.2. TAYFSAL ANALİZLER	66
5.2.1. Şoka Uğramış Yıldızlararası Ortama ait Özellikler	66
5.2.2. Kalıntı Üzerindeki Özel Yapıların Özellikleri	66
5.2.3. Radyal Doğrultulardaki Bölgelerin Özellikleri.....	67
5.3. N63A KALINTISININ DİNAMİK YAPISI	69
KAYNAKLAR.....	71
EKLER.....	83
EK.1: Radyal bölgeler için uygulanan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar.....	83
ÖZGEÇMİŞ.....	96

]

ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa No

Şekil 1.1: NGC 4526 galaksisindeki 1994D süpernovasının Hubble Uzay Teleskobuyla elde edilmiş görüntüsü.	2
Şekil 1.2: N63A süpernova kalıntısının Chandra arşiv verisi kullanılarak oluşturulmuş X-ışın üç renk görüntüsü.	6
Şekil 2.1: Gezegenlerin hareket yasalarıyla tanınan ve 1604 süpernovasını belgeleyen Alman gökbilimci Johannes Kepler tarafından yazılan De Stella Nova (sol panel), Cassiopeia takımyıldızının haritası ve I harfiyle gösterilen 1572 süpernovası (Tycho Brahe, De Nova Stella, sağ panel).	7
Şekil 2.2: Süpernovaların optik tayflarına göre sınıflandırılması: (+) ve (–) sembolleri, sırasıyla, tayflarındaki elementlerin varlığını veya yokluğunu ifade etmektedir.	10
Şekil 2.3: Süpernova patlamalarının tayfsal sınıflaması.	11
Şekil 2.4: Tip I ve Tip II süpernova patlamalarına ait ışık eğrileri.	12
Şekil 2.5: Farklı türdeki süpernova patlamaları için ışık eğrisi örnekleri: SN 1980K (Buta, 1982), SN1994D (Cappellaro ve diğ., 1997), SN2004et (Maguire ve diğ., 2010), SN2008ax (Pastorello ve diğ., 2008).	13
Şekil 2.6: Büyük kütleli bir yıldızın çekirdeğinde nükleer reaksiyonlar ile üretilen elementler.	14
Şekil 2.7: Tek dejenere sistemin evrimsel süreci.	19
Şekil 2.8: Çift dejenere yıldızın evrimiyle oluşan Tip Ia süpernova patlaması senaryosu.	19
Şekil 2.9: Süpernova kalıntısının temel evrim aşamaları.	20
Şekil 2.10: Kabuk tipi süpernova kalıntılarına örnekler: Cas A (sol panel), Tycho (orta panel) ve Cygnus loop (sağ panel).	23
Şekil 2.11: 3C58 pulsar rüzgâr bulutsusu ve merkezi dolu kalıntı (Slane ve diğ., 2004).	23
Şekil 2.12: Kompozit süpernova kalıntısı için örnekler: Vela (sol panel), Kes 79 (orta panel) ve SNR 0540-69.3 (sağ panel).	24
Şekil 2.13: Karışık süpernova kalıntısına güzel bir örnek W28 kalıntısı.	24
Şekil 2.14: Süpernova kalıntısının şematik görüntüsü.	26

Şekil 2.15: Isısal ve ısısal olmayan kaynakların dalgaboylarıyla şiddetleri arasındaki değişim.	28
Şekil 2.16: Farklı sıcaklıklara sahip kara cisimlerin ışınım şiddetleri arasındaki ilişki (sol panel), Bremsstrahlung (orta panel) ve çizgi ışınımının (sağ panel) şematik gösterimi.	30
Şekil 2.17: Manyetik alana giren yüklü bir parçacığın Sinkrotron ışınımı (sol panel) ve ters Compton ışınımının (sağ panel) şematik gösterimi.	31
Şekil 2.18: N63A'nın X-ışın ve optik dalgaboylarında alınmış birleştirilmiş görüntüsü (sol panel), HII bölgesindeki N63A'nın <i>Hubble Uzay Teleskobu</i> yla elde edilmiş görüntüsü.	33
Şekil 3.1: <i>Chandra</i> teleskobu (sol panel) ve ayna düzeneği (sağ panel).	35
Şekil 3.2: ACIS dedektörünün genel yapısı.	36
Şekil 3.3: <i>Chandra</i> 7. ve 15. çevrim arasındaki kuantum etkinliğinin değişimi.	39
Şekil 3.4: Samanyolu, LMC ve SMC galaksilerinin şematik bir görüntüsü.	41
Şekil 3.5: Sedov-Taylor evresindeki bir süpernova kalıntısının görüntüsü ve şematik yapısı.	44
Şekil 4.1: N63A kalıntısının 0.3-7 keV enerji aralığındaki geniş band görüntüsü. Şekil üzerindeki renk ölçeği X-ışın akı şiddetini göstermektedir. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini temsil etmektedir.	46
Şekil 4.2: N63A kalıntısının üç renk görüntüsü. Şekil üzerindeki renklerden kırmızı 0.3-0.96 keV, yeşil 0.96-2.1 keV ve mavi 2.1-7 keV enerji aralığına karşılık gelmektedir. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1'de belirtildiği gibidir.	47
Şekil 4.3: N63A kalıntısının geniş band görüntüsü üzerinde belirlenen ISM bölgeleri. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1'de belirtildiği gibidir.	48
Şekil 4.4: N63A kalıntısı üzerinde saat yönünün tersinde A, B ve C harfleri ile belirtilen üç radyal doğrultu ve bu doğrultularda belirlenen bölgeler. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1'de belirtildiği gibidir.	49
Şekil 4.5: N63A kalıntısının dış sınırındaki sönük ve yaygın kısımlardan belirlenen bölgeler. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1'de belirtildiği gibidir.	50
Şekil 4.6: N63A kalıntısının iç kısımlarındaki sönük yapılardan belirlenen bölgeler. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1'de belirtildiği gibidir.	50
Şekil 4.7: ISM-1 (sol üst panel), ISM-2 (sağ üst panel), ISM-3 (sol alt panel) ve ISM-4 (sağ alt panel) bölgelerine yapılan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar. Gözlemler (+) sembolleri ve modeller de mor çizgiyle gösterilmiştir. Artı sembolünün büyüklüğü hata miktarını göstermektedir.	52

Şekil 4.8: Kalıntının dış kısımlarındaki sönük ve yaygın yapılardan belirlenen bölgelere yapılan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar. Semboller Şekil 4.7’de tanımlandığı gibidir.....	53
Şekil 4.9: Kalıntının iç kısımlardan seçilen sönük bölgeler için gerçekleştirilen tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar. Semboller Şekil 4.7’de tanımlandığı gibidir.....	54
Şekil 4.10: N63A kalıntısının A doğrultusunda seçilen 26 bölgeden alınan tayflarının analiziyle hesaplanan sıcaklık (kT), iyonlaşma zaman ölçeği (n_{et}), emisyon ölçeği (EM) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Element bolluklarının gösterildiği panellerde ISM bollukları kırmızı kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.	57
Şekil 4.11: N63A kalıntısının B doğrultusunda seçilen 25 bölgeden alınan tayflarının analiziyle hesaplanan sıcaklık (kT), iyonlaşma zaman ölçeği (n_{et}), emisyon ölçeği (EM) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Element bolluklarının gösterildiği panellerde ISM bollukları kırmızı kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.	59
Şekil 4.12: N63A kalıntısının C doğrultusunda seçilen 24 bölgeden alınan tayflarının analiziyle hesaplanan sıcaklık (kT), iyonlaşma zaman ölçeği (n_{et}), emisyon ölçeği (EM) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Element bolluklarının gösterildiği panellerde ISM bollukları kırmızı kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.	61

TABLO LİSTESİ

Sayfa No

Tablo 3.1: N63A'nın Chandra ACIS-S3 arşiv verileri.....	37
Tablo 4.1: N63A kalıntısının dört ISM bölgesi için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).	55
Tablo 4.2: N63A kalıntısının dış kısımlarındaki sönük yaygın yapılardan seçilen bölgeler için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).	56
Tablo 4.3: N63A'nın iç kısımlarındaki sönük bölgeler için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).	56
Tablo 4.4: N63A kalıntısının A (kuzey) yönünde belirlenen 26 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).	58
Tablo 4.5: N63A'nın B (doğu) yönünde belirlenen 25 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).	60
Tablo 4.6: N63A'nın C (güneydoğu) yönünde belirlenen 24 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).	62

SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

Simgeler	Açıklama
"	: Yay saniyesi
μ	: Ortalama Molekül Ağırlığı
ρ	: Yoğunluk
λ	: Dalgaboyu
χ^2_{red}	: İndirgenmiş ki-kare
$^{\circ}$	: Derece
Ar	: Argon
C	: Karbon
c	: Işık Hızı
C-O	: Karbon-Oksijen
Co	: Kobalt
E_0	: Patlama Enerjisi
Fe	: Demir
h	: Planck Sabiti
He	: Helyum
HII	: İyonize Hidrojen
K	: Kelvin
k	: Boltzmann Sabiti
keV	: Kilo Elektronvolt
km	: Kilometre
kpc	: Kiloparsek
ksn	: Kilosaniye
kT	: Elektron Sıcaklığı
m	: Metre
$M_{\odot}$	: Güneş Kütlesi
Mg	: Magnezyum
m_p	: Proton Kütlesi
Ne	: Neon
n_e	: Elektron Yoğunluğu

n_{et}	: İyonlaşma Zaman Ölçeği
n_H	: Hidrojen Yoğunluğu
$N_{H,GAL}$	: Galaktik Kolon Yoğunluğu
Ni	: Nikel
N_o	: Hidrojen Sayı Yoğunluğu
O	: Oksijen
pc	: Parsek
r	: Yarıçap
S	: Kükürt
Si	: Silisyum
T	: Sıcaklık
t	: Şoka Uğramış Plazmanın Yaşı
V	: Hacim
V	: Hız
V_s	: Şokun Yayılma Hızı
z	: Kırmızıya Kayma
γ	: Özgül Isı Oranı

Kısaltmalar	Açıklama
ACIS	: Advanced CCD Imaging Spectrometer (Gelişmiş CCD Tayfçekeri)
ARF	: Ancillary Response Files (Ağırlıklı Yardımcı Yanıt Dosyası)
CCD	: Charge Coupled Device (Yük Eşleme Cihazı)
CIAO	: Chandra Interactive Analysis of Observations (Chandra Etkileşimli Yazılım programı)
CSM	: Circumstellar Medium (Çevresel Ortam)
DD	: Double Degenerate (Çift Dejenere)
EM	: Emission Mesasure (Emisyon Ölçeği)
HEASARC	: High Energy Astrophysic Science Archive Research Center (Yüksek Enerji Astrofizik Bilim Arşivi Araştırma Merkezi)
HETG	: High Energy Transmission Grating (Yüksek Enerji Geçirgen Kırınım Ağı)
HRC	: High Resolution Camera (Yüksek Çözünürlüklü Kamera)
HRMA	: High Resolution Mirror Assembly (Yüksek Çözünürlüklü Ayna Düzeneği)
ISM	: Interstellar Medium (Yıldızlararası Ortam)
LETG	: Low Energy Tranmission Grating (Düşük Enerji Geçirgen Kırınım Ağı)
LMC	: Large Magellanic Cloud (Büyük Macellan Bulutu)
MS	: Milattan Sonra
NASA	: The National Aeronautics and Space Administration (Amerikan Ulusal Havacılık ve Uzay Dairesi)
NEI	: Non-Equilibrium Ionisaiton (Dengede Olmayan İyonizasyon)
RMF	: Response Matrix Files (Yanıt Matris Dosyası)
R-T	: Rayleigh-Taylor
SAO DS9	: Smithsonian Astrophysical Observatory Deep Space 9 (Smithsonian Astrofizik Gözlemevi Astronomik Görüntüleme ve Veri Görselleştirme Uygulaması)
SD	: Single Degenerate (Tek Dejenere)
SN	: Süpernova
SNR	: Süpernova Remnant (Süpernova Kalıntısı)
UV	: Ultraviolet (Morötesi)
XSPEC	: X-ray Spectral Fitting Packege (X-ışın Tayfsal Modelleme Paketi)

|

ÖZET

[YÜKSEK LİSANS TEZİ]

[BÜYÜK MACELLAN BULUTU'NDAKİ N63A SÜPERNOVA KALINTISININ X-IŞIN TAYFSAL ANALİZİ]

[Emre KARAGÖZ]

İstanbul Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

[Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı]

Danışman : [Prof. Dr.]Serap AK

[Tezde, Büyük Macellan Bulutu'ndaki parlak süpernova kalıntılarından biri olan ve çekirdek çökmesiyle oluşmuş N63A'nın 2000 yılındaki *Chandra* arşiv verisi incelenmiş ve uzaysal-çözünürlüklü detaylı X-ışın tayfsal analizleri gerçekleştirilmiştir. Tayfsal analizlerde kalıntı üzerinde üç farklı radyal doğrultuda 75 bölgeye ek olarak X-ışınlarında farklı özellikler gösteren 10 farklı bölge de incelenmiştir. Analizler sonucunda seçilen bölgeler için elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği, emisyon ölçeği, element bolluk parametreleri hesaplanmış, kalıntının fiziksel özellikleri ve element bollukları konumsal olarak elde edilmiştir. Öncü şokun süpürdüğü yıldızlararası ortamın fiziksel yapısı da incelenmiştir. N63A'nın dinamik özellikleri belirlenmiş, Sedov yaşı yaklaşık 5,500 yıl ve patlama enerjisi $E_0 = 7.25 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır.]

Haziran 2022, [112] sayfa.

Anahtar kelimeler: [Yıldızlararası Ortam: Süpernova Kalıntısı, N63A – X-ışın: Yıldızlararası Ortam – Galaksiler: Büyük Macellan Bulutu]

SUMMARY

[M.Sc. THESIS]

[X-RAY SPECTRAL ANALYSIS OF SUPERNOVA REMNANT N63A IN THE LARGE MAGELLANIC CLOUD]

[Emre KARAGÖZ]

İstanbul University

Institute of Graduate Studies in Sciences

[Department of Astronomy and Space Sciences]

Supervisor : [Prof. Dr.][Serap AK]

[In the master thesis, the Chandra archive data of N63A, which is one of the bright supernova remnants in the Large Magellanic Cloud and formed by core collapse, was analyzed and detailed X-ray spectral analyses with spatial resolution were performed. In spectral analyses, in addition to 75 regions in three different radial directions on the remnant, 10 different regions with different properties in X-rays were also examined. As a result of the analyses, electron temperature, ionization time scale, emission scale, element abundance parameters were calculated for the selected regions, and the physical properties and element abundances of the remnant were obtained spatially. The physical structure of the interstellar medium swept-up away by the forward shock was studied as well. The dynamic properties of N63A were determined, the Sedov age has been calculated as approximately 5,500 years and the explosion energy as $E_0 = 7.25 \times 10^{51}$ erg.]

June 2022, [112] pages.

Keywords: [Interstellar Medium: Supernova Remnant, N63A – X-ray: Interstellar Medium – Galaxies: Large Magellanic Cloud]

1. GİRİŞ

[Yıldızlar, çekirdeklerindeki yüksek sıcaklıklar sayesinde hafif elementlerin ağır elementlere dönüştüğü termonükleer fırınlar olarak nitelendirilebilir. Yıldızların merkezlerinde yoğunluk ve sıcaklığın belli bir mertebeye ulaşması yıldızın doğumu olarak ifade edilen nükleer zaman ölçeğinin başladığını işaret eder. Böylece yıldız hayatında ilk kez dengeye ulaşmış olur. Yıldızın oluşumundan itibaren çekim kuvveti altında çöken ilkel yıldız, nükleer reaksiyonların devreye girmesiyle merkezinde enerji üretir ve bu enerji yıldızın çöküşünü durdurur. Anakol evresine ulaşmış yıldızlar merkezlerinde nükleer reaksiyonlar ile hidrojen çekirdeklerini helyum çekirdeklerine çevirir. Birleşen hidrojen çekirdek kütlelerinin bir kısmı enerjiye dönüşerek radyasyon olarak yayınlanır. Yayınlanan enerji yıldızın anakol süresince dengede kalmasını sağlayarak yıldız çekirdeğinin kimyasal bakımdan zenginleşmesine de sebep olur.

Yıldız, merkezindeki hidrojen çekirdeklerinin tükenmesiyle birlikte anakol evresi boyunca sağladığı dengeyi kaybeder. Yıldızın çekirdeği kaybolan dengeden dolayı büzölmeye başlar ve üretilen helyumu sıkıştırır. Ortamdaki yoğunluğun ve sıcaklığın artması belli bir süre sonra helyumun yanmasına sebep olur, bu da karbon ve oksijen gibi daha ağır çekirdeklerin yıldız merkezinde oluşmasını sağlar. Yıldızın merkezinde helyumun tükenmesiyle yıldız çekirdeği karbon ve oksijeni yakabilmek üzere tekrar büzölür. Fakat bu aşamayı her yıldız gerçekleştiremez. Yıldızların başlangıç kütlesi burada kilit rol oynar. Güneş kütlelerinin en az sekiz katı veya bu değerdan daha büyük olanlar çekirdeklerinde karbon ve oksijen gibi ağır elementlerin yanmalarından oluşan daha ağır çekirdekleri de üretebilir. Bu süreç ancak demir çekirdeğinin oluşumuna kadar devam edebilir. Yıldız çekirdeği demir elementini yakabilmek üzere büzöldüğünde yeterli merkezi yoğunluk ve sıcaklık sağlanamadığından dramatik çöküş kaçınılmazdır. Bu da ata kütlesi büyük olan bir yıldızın süpernova patlaması geçirmesine neden olur.

1572 yılında astronom Tycho-Brahe, Cassiopeia olarak bilinen takımyıldızda “yeni bir yıldız” fark etti. Bu yıldız, Jüpiter ve Sirius’tan daha parlaktı hatta gündüz saatlerinde bile görölebiliyordu (Ruiz - Lapuente, 2004). Tycho’nun yıldızı yaklaşık 16 ay boyunca gökyüzünde göröldü. Tarihsel kayıtlar, MS 1006, 1054 ve 1604 yıllarında gerçekleşmiş bu türden başka gökcisimlerin de bulunduğunu göstermektedir (Seward ve Charles, 2010; Van den

Bergh, 1996). Modern astronomik gözlemler sayesinde bu nesnelerin yeni yıldızların doğuşu değil, yıldızların, süpernova olarak adlandırılan ölümleri olduğu anlaşılmıştır.

Yıldız yapısını geri dönüşü olmayan bir şekilde değiştiren patlamalar olarak bilinen süpernovalar, büyük kütleli bir yıldızın ömrünün sonunda gerçekleşen yüksek enerjili olaylardır. Süpernovalar yıldız ve galaksi astrofiziği açısından son derece önemli bir role sahiptir. Büyük kütleli yıldızların ölümlerine yol açan süpernova patlamaları bağlı bulundukları galaksilerin kimyasal olarak zenginleşmesine de katkı verir. Patlamalar sırasında ortaya çıkan muazzam enerji yaklaşık 10^{51} erg civarındadır ve patlamanın en şiddetli gerçekleştiği anda nesnenin mutlak parlaklığı yaklaşık -19 kadire ulaşır (Hillebrandt ve Niemeyer, 2000). Böyle bir parlaklık yıldızın bulunduğu galaksinin parlaklığını gölgede bırakabilir (Şekil 1.1). Bu enerji Güneş'in 10 milyar yıllık hayatı boyunca elektromanyetik tayfın tüm dalgaboylarında yayınlayacağı ışıma denktir (Alsabti ve Murdin, 2017). Hidrostatik dengesi bozulan yıldızdan patlamayla atılan birkaç Güneş kütlesindeki madde, yıldızlararası ortam ile etkileşip süpernova kalıntısı (SNR) olarak adlandırılır ve uzun süreler boyunca X-ışın, optik ve radyo bölgede ışıma yapar.



Şekil 1.1: NGC 4526 galaksisindeki 1994D süpernovasının *Hubble* Uzay Teleskobuyla elde edilmiş görüntüsü¹.

¹ <https://apod.nasa.gov/apod/ap981230.html>

SNR'ler yıldız evriminin son aşamasını ve galaksi evrimi çalışmalarını birbirine bağlayan mükemmel bir araçtır. Süpernovalar, yıldızın hayatı boyunca çekirdeğinde oluşturduğu ve patlama sırasında diğer süreçler ile ürettiği ağır elementleri yıldızlararası ortama atarak bulunduğu galaksinin kimyasal açıdan zenginleşmesine katkı sağlar. Süpernova kalıntıları incelenerek ortamda bulunan elementlerin bollukları ve dağılımı hakkında detaylı bilgilere sahip olunabildiği gibi kalıntılardaki ağır element oluşumu, yıldızlararası ortam ve patlamaların doğası anlaşılabilir. Süpernova kalıntılarının avantajı, çok uzaktaki nesnelerin ışık eğrileri ve tayflarını analiz etmek yerine, süpernova patlaması geçiren yıldızın kalıntılarının ve yıldızlararası ortam maddesinin üç boyutlu görüntüsünün elde edilebilmesidir.

Süpernova patlamaları iki temel kategoriye ayrılmıştır. Tarihsel olarak bu sınıflama ışık eğrilerine ve optik tayfının özelliklerine dayanmaktadır. Literatürde çoğu çalışmada Tip Ia ve Tip II'ler için mutlak parlaklık sırasıyla, yaklaşık -19 ve -17 kadir olarak verilmektedir (Richardson ve diğ., 2014). X-ışın tayf çekerlerinin gelişmesiyle birlikte süpernova patlamaları tayflarına göre Tip I ve Tip II olarak ayrılmıştır. Tip I süpernovalarının tayflarında hidrojen çizgileri saptanmazken, Tip II süpernovalarının tayflarında şiddetli H_{α} çizgileri bulunmaktadır. Bu iki temel sınıf patlamaların ışık eğrileri ve tayfsal özelliklerine göre alt gruplara ayrılmaktadır (Tip Ia, b ve c; Tip IIP, L, n ve b). Tip Ia süpernovaları, küçük kütleli bir yıldızın yaşamının sonunda oluşan beyaz cücenin termonükleer patlamasının bir sonucudur. Bu termonükleer patlama haricinde kalan bütün süpernovalar, büyük kütleli bir yıldızın kütleçekimsel çöküşünden kaynaklanır ve *çekirdek çökmesi* süpernova patlamaları olarak isimlendirilir. Çekirdek çökmesi süpernova patlamaları, nötron yıldızı veya karadelik gibi bir yıldız kalıntısı bırakır. Süpernova patlamaları sonrasında oluşan şokların galaksi içerisinde bulunan gaz ve toz bulutlarını tetikleyerek yeni yıldız oluşumu başlattığı söylenebilir. Süpernovalar, özellikle Tip Ia'lar, modern kozmolojide önemli bir yer tutmaktadır. Mutlak parlaklıkları yüksek kırmızıya kaymalarda ($z \sim 1.7$) tespit edilmelerine olanak sağladığından (Riess ve diğ., 2007) galaksi-dışı mesafelerin ölçümü ve temel kozmolojik parametrelerin hesaplanması için kullanılabilirler (Riess ve diğ., 1998; Perlmutter ve diğ., 1999). Süpernovaların bu özelliklerinin kullanılmasıyla Evren'in genişlemesinin yavaşlamak yerine hızlandığı (Perlmutter ve diğ., 1998; Garnavich ve diğ., 1998) ve standart mumlar olarak kabul edilen Tip Ia süpernovalarının gözlemlerinden Evren'in genişlemesinin hızlandığı yönünde sonuçlar elde edilmiştir (Perlmutter ve diğ., 1999; Riess ve diğ., 1998). Bu gözlem, Evren'in kütle-enerji içeriğinin baryonik madde tarafından değil, negatif enerji uygulayan bir karanlık

enerji tarafından yönetildiğine işaret etmiş ve 2011 yılında üç bilim insanına Nobel Fizik ödülünü kazandırmıştır. Bu önemli keşif süpernova doğasını anlayabilmek için süpernova kalıntılarına ve X-ışın astronomisine olan ilgiyi arttırmıştır.

X-ışın tayf çalışmalarında son 15-20 yıldaki gelişmeler ile süpernovalar astrofizikte merak uyandıran konulardan biri olmuştur. Süpernovaların nasıl oluştuğu, patlama mekanizması, çevresel ortamla etkileşimi ve patlamadan önceki ata yıldızın özellikleri süpernova kalıntısının detaylı analiziyle anlaşılabilir. Yıldızda meydana gelen patlama neticesinde dışarıya atılan madde yıldızlararası ortamdaki maddeyi süpürerek, ortama karışmaya başlar. Bu durum süpernova kalıntısının incelenmesini zorlaştırmaktadır. Patlamalara ve kalıntılara ait bazı özellikler hala belirsizliklerini korumaktadır. Bu belirsizliklerin ortadan kalkması için genç süpernova kalıntılarının yüksek çözünürlüklü ve uzun poz süreleri ile alınmış X-ışın tayflarına ihtiyaç vardır. Genç süpernova kalıntıları, yıldızlararası ortama fazla karışmadığı için doğrudan patlamaya ve ata yıldızla dair bilgiler sunar. Günümüzde sahip olduğumuz X-ışın gözlem aletleriyle nispeten yakın süpernova kalıntılarının incelenmesi, kalıntılara ait detaylı özelliklerin ortaya çıkarılması ve gerçekçi 3-boyutlu modellerin oluşturulabilmesi adına oldukça önemlidir. Yerel grup dışındaki galaksilerde süpernovaların tayfsal analizi mümkün değildir. X-ışın uydularıyla yapılan gözlemlerde şu ana kadar tespit edilen süpernova kalıntısının sayısı 500 civarındadır. Tespit edilen kalıntıların 300'den fazlası radyo bölgede ışıyan yaşlı süpernova kalıntılarıdır. Yaşlı süpernova kalıntıları yıldızlararası ortam ile çok fazla etkileştiklerinden süpernova patlamasından ziyade baskın olarak çevresel ortamın özelliklerini yansıtır. Genç süpernova kalıntıları henüz yıldızlararası ortama karışmadığından patlama sırasında ortama salınan maddenin özelliklerini yansıtmaktadır. Genç süpernova kalıntıları, patlamada oluşan şoklar ve bu şokların süpürdüğü yıldızlararası ortamdan kaynaklanan ters şok ile yüksek sıcaklıklara kadar ısınarak elektromanyetik tayfın X-ışın bölgesinde enerji salar. Dünya atmosferinde bulunan su buharının X-ışın fotonlarını geçirmemesinden dolayı X-ışın gözlemleri uzay tabanlı gözlemlerinden yapılmaktadır. Süpernova kalıntıları hakkında belirsizliklerin ortadan kaldırılabilmesi için genç süpernova kalıntılarının detaylı tayfsal analizlerine olanak sağlayan yüksek çözünürlüklü ve uzun poz süreli verilere ihtiyaç duyulmaktadır.

Süpernova kalıntısında; atılan maddenin detaylı yapısı, ata yıldızın doğasına, patlama mekanizmasına ve çevresel madde yoğunluğuna bağlıdır. Patlamadan sonra serbest genişleme

evresinin ilk zamanlarında genişleyen soğuk gaz ters şok tarafından ısıtılarak $10^6 - 10^8$ K sıcaklıklara ulaşarak X-ışın bölgesinde radyasyon yaymaya başlar. Bu evrede X-ışın gözlemleriyle ata yıldız ve patlama mekanizmasına ait bilgiler ortaya konulabilir. Serbest genişleme evresi boyunca yıldız maddesi baskın olduğundan ata yıldızın kütlesi, kimyasal bolluğu, yaşı ve evrimsel durumu hakkında bilgi edinilebilir. Atılan kütle ve genişleme hızından patlamayla salınan enerji hesaplanabilir (Seward ve Charles, 2010). Süpernova kalıntısının X-ışın tayfsal analizi yapılarak sıcaklığı, iyonizasyon durumu gibi plazma parametreleri elde edilebilir. Yüksek çözünürlüklü ve uzun süreli poz gözlemleriyle patlama sonrasında oluşan asimetritler belirlenebilir. Patlamadan sonra merkezi yoğun cisim varsa yeri tespit edilebilir ve özellikleri tayin edilebilir. X-ışın verilerinin analizinden süpernova modellerindeki belirsizlikleri ortadan kaldırarak patlama mekanizması ve kalıntının sahip olduğu plazma parametreleri daha iyi bir şekilde açıklanabilir.

Keşfedilen ilk üç galaksi-dışı süpernova kalıntısından biri olan N63A, iyi bilinen parlak bir süpernova kalıntısıdır (Westerlund ve Mathewson, 1966). Büyük Macellan Bulutu'ndaki (LMC) en parlak ikinci cisim (Warren ve diğ., 2003) olan N63A kalıntısı çekirdek çökmesiyle oluşmuştur (Şekil 1.2). N63A, Samanyolu'na 50 kpc (Feast, 1999) uzaklıkta ve açısal büyüklüğü 1.4×1.3 yay dakikası olup N63 HII bölgesi içinde yer almaktadır (Shull, 1983). N63A, şok iyonize ve fotoiyonize optik bulutsularla ilişkili benzersiz bir süpernova kalıntısıdır. Süpernova kalıntısının radyo ve X-ışını gözlemleri tam bir kabuk gösterirken (Dickel ve diğ., 1993; Warren ve diğ., 2003), bu kabuğun çoğu optik emisyon çizgilerinde görülmez. Literatürde N63A kalıntısının yaşı yaklaşık 4,500 yıl olarak verilmektedir (William ve diğ., 2006). Kalıntının ata yıldızının N63 HII bölgesinin kuzey kesiminde (Van Den Bergh ve Dufour, 1980; Chu ve Kennicutt, 1988) NGC 2030 OB oymağında oluşan kütleli bir Popülasyon I yıldızı olduğu öne sürülmüştür (Lucke ve Hodge, 1970). N63A, X-ışın morfolojisine göre, çevresel sıcak noktalara sahip bir süpernova kalıntısı veya kenarında daha yoğun bir yıldızlararası etkileşime giren kabuk tipi bir süpernova kalıntısı olarak sınıflandırılır. Süpernovaların yaklaşık %70'i çekirdek çökmesi patlamasıdır. N63A gibi bir genç süpernova kalıntısının analiz edilmesi birçok süpernova kalıntısının özelliklerinin anlaşılmasına olanak sağlayacaktır.



Şekil 1.2: N63A süpernova kalıntısının *Chandra* arşiv verisi kullanılarak oluşturulmuş X-ışın üç renk görüntüsü².

Yüksek lisans tez çalışmasında N63A süpernova kalıntısının *Chandra* X-ışın veri arşivindeki 43.35 ksn'lik yüksek çözünürlüğe sahip ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer, ACIS; Garmire ve diğ., 1997) görüntüleme aracıyla alınmış X-ışın verileri kullanılmıştır. Tez çalışmasında N63A süpernova kalıntısının şu ana kadar elde edilmiş olan verileriyle en kapsamlı X-ışın tayf analizi gerçekleştirilmiştir. Tezde süpernova kalıntısının kimyasal yapısı ve plazma parametreleri hesaplanmıştır. Ayrıca patlamanın hemen arkasındaki öncü şokun, kalıntının etrafında bulunan yıldızlararası ortam maddesini süpürerek oluşturduğu özel yapılar incelenerek çevresel madde özellikleri de ortaya konmuştur.

Tezin 2. kısmında süpernova patlamaları ile kalıntıları ve süpernova kalıntılarının sınıflandırılması, evrimi hakkında genel bilgiler, 3. kısımda N63A süpernova kalıntısının verileri ve analizi hakkında bilgiler, 4. kısımda yapılan analizler ile elde edilen bulgular ve 5. kısımda da tartışma ve sonuç yer almaktadır.]

² <https://hea-www.harvard.edu/ChandraSNR/SNR0535-66.0/>

2. GENEL KISIMLAR

2.1. SÜPERNOVA PATLAMALARI

Samanyolu galaksisinde yüzyılda yaklaşık 2-3 süpernova patlaması meydana gelmektedir (Tammann ve diğ., 1994). Geçmişte oluşan süpernovaların birçoğu, Samanyolu'nun diskindeki yıldızlararası sönükleşme nedeniyle muhtemelen göz ile tespit edilemeyecek kadar belirsizdi. Bu sebeple dört-beş asırlık süreç boyunca tespit edilebilmiş süpernovaların sayısı birkaçı geçmez. Bunlar da gökyüzünde oldukça parlak bir şekilde görülebilen, tarihsel kayıtlara geçmiş patlamalardır. Tarihsel süpernovalar ve novalar Asyalı, Orta Doğulu ve Avrupalı gökbilimciler tarafından rapor edilmiş ve yine onlar tarafından *yeni yıldızlar* veya *misafir yıldızlar* olarak tanımlanmıştır. Süpernovalar (ve süpernova kalıntıları) ile ilişkilendirilen yeni yıldızlardan bazıları, MS 185, MS 1006, MS 1054, MS 1572 ve MS 1604'tür. İki ünlü astronom, MS 1572 ve MS 1604 patlamalarıyla yakından ilgilendi. Tycho Brahe 1573'te "De Nova Stella", Johannes Kepler 1606'da "De Stella Nova"yı yayımladı (Şekil 2.1). Bu süpernovalar ile ilişkili kalıntılar Tycho'nun ve Kepler'in süpernova kalıntıları olarak isimlendirilmektedir.



Şekil 2.1: Gezegenerin hareket yasalarıyla tanınan ve 1604 süpernovasını belgeleyen Alman gökbilimci Johannes Kepler tarafından yazılan De Stella Nova (sol panel³), Cassiopeia takımyıldızının haritası ve I harfiyle gösterilen 1572 süpernovası (Tycho Brahe, De Nova Stella, sağ panel⁴).

³ <https://www.spitzer.caltech.edu/image/ssc2004-15c3-keplers-de-stella-nova-1606>

⁴ <https://supernova.eso.org/exhibition/images/tycho-book-cc>

1604'ten beri daha fazla yeni yıldız yani *nova* ortaya çıktı ve tekrar ortadan kayboldu. Astronomların bazı novaların diğerlerinden çok daha parlak olduğunu fark etmeleri ancak 20. yüzyıl başlarında gerçekleşti. Bu patlamalardan en dikkat çekici olanı Andromeda Bulutsusu'ndaki 1885 novasıydı. Patlama olayının mutlak parlaklığı M31'in Samanyolu'na olan uzaklığına bağlıydı ve o zamanlarda M31'in Samanyolu gibi bir galaksi olduğu konusunda bir fikir birliği bulunmamaktaydı. Bu fikir ayrılığı Edwin Hubble'ın, bulutsuların uzak galaksiler olduğunu doğrulayan M31 ve M33'teki (Hubble, 1925) Sefeid yıldızlarını keşfetmesiyle ortadan kalktı. Walter Baade ve Fritz Zwicky (Baade ve Zwicky, 1934) tarafından yayımlanan çalışmada belirtildiği gibi 1885 novası, normal novalardan çok daha parlaktı. Bu çalışmalar ile *çekirdek çökmesi* sonucu süpernova sürecinde bir yıldızın bir nötron yıldızına dönüştüğü öne sürüldü. Ardından *nova* kelimesi ise, ikili sistemde beyaz cücelerin yüzeyinde biriken hidrojen veya helyum katmanlarındaki nükleer füzyon ile oluşan *termonükleer patlamaları* ifade etmek için kullanılmıştır.

Günümüzde süpernova patlaması yıldız çekirdeğinde enerji üretiminin durması neticesinde yıldız kütesinin kendi üzerine çökmesi ve bu süreçte büyük miktardaki yıldız maddesinin enerjiye dönüşmesi olarak ifade edilmektedir (Haeffner, 2014). Süpernova kelimesi tek bir doğa olayını akla getirirse de, bu patlamalar tamamen farklı kökene ve mekanizmaya sahip *çekirdek çökmesi* ve *termonükleer patlamalar* olmak üzere iki gruba ayrılır. Genel olarak, çekirdek çökmesi süpernovaları büyük kütleli yıldızların merkezinde enerji üretiminin durması neticesinde meydana gelir ve patlama sonrasında bir nötron yıldızı veya kara delik gibi yoğun bir cisim oluşur. Termonükleer süpernova patlamaları ise karbon-oksijen (C-O) beyaz cücelerinin patlamalarını içerir, patlama enerjileri karbon ve oksijenin, ağırlıklı olarak ^{56}Ni olmak üzere daha büyük elementlere füzyonundan kaynaklanmaktadır. Farklı kökenlere ve patlama mekanizmalarına sahip olmalarına rağmen, her iki tipte de yaklaşık 10^{51} erg'lik bir enerji açığa çıkması söz konusudur. Bu patlama enerjisi, astrofizikçiler tarafından farklı bir birim ile de ifade edilir. Genellikle 10^{51} erg'lik enerji, Nobel ödüllü Hans Bethe (1906-2005) onuruna, 1 Bethe olarak anılır ve bu enerji Güneş'in 10 milyar yıllık hayatı boyunca tüm dalgaboylarında yayımladığı enerjiye eşittir (Alsabti ve Murdin, 2017). Patlama sonrasında Evren'de bilinen en güçlü şoklardan bazıları oluşur. Bu şokla yıldızdan dışarıya doğru atılan maddenin hızı 10,000 – 15,000 km/sn'dir. Kalıntıdan dışarıya yayılan şokun büyük kısmı patlamanın kinetik enerjisinden kaynaklanır. Kalıntı yayıldıkça öncü şokun süpürdüğü yıldızlararası maddenin birikmesiyle bu hareket enerjisi çevresel maddenin ısı enerjisine

dönüşür. Çevresel maddenin sıcaklığı $10^6 - 10^7$ K'e ulaştığında kalıntıda X-ışın emisyonu yayınlanması söz konusu olur.

20. yüzyıl astronomisinde süpernova patlamaları önemli bir yere sahip olsa da süpernova çalışmalarıyla ilgili en önemli gelişmeler son otuz yılda gerçekleşmiştir. Bunun temel nedenleri, X-ışın uzay teleskoplarının gelişmesi ve termonükleer patlamaların (SN Tip Ia) galaksilerarası çok uzak mesafelerin ölçümünde *standart mumlar* olarak kullanılmasıdır.

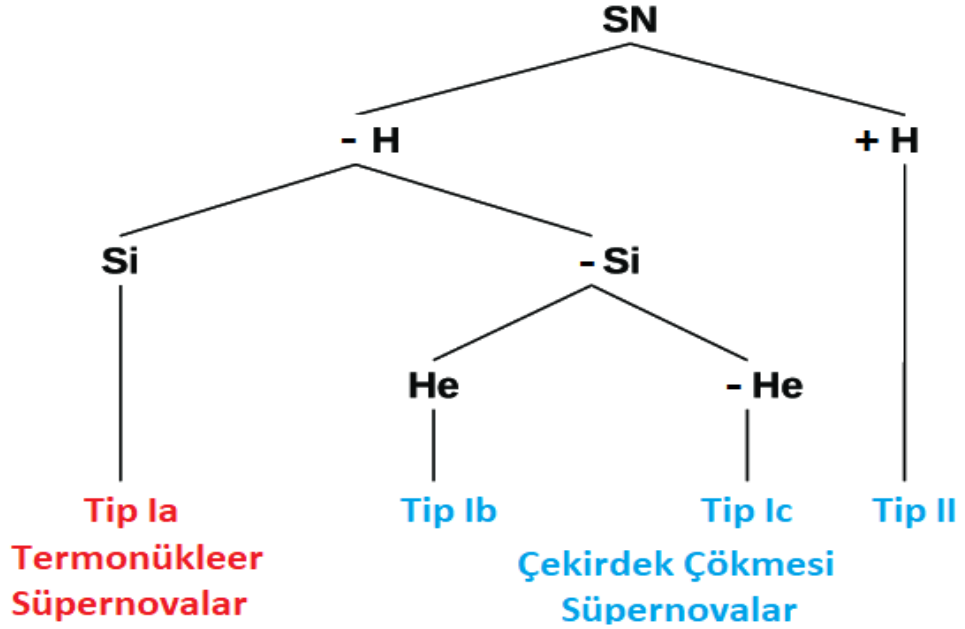
2.2. SÜPERNOVA PATLAMALARININ GÖZLEMSEL SINIFLANDIRILMASI

2.2.1. Tayfsal Sınıflandırma

Süpernovalar temel olarak patlama mekanizmasına bağlı olarak *çekirdek çökmesi* ve *termonükleer patlamalar* olmak üzere iki sınıfa ayrılmaktadır. Literatürde yaygın olarak kullanılan tayfsal sınıflandırma optik tayflarına dayandırılmaktadır. Süpernovaların birçoğu, patlamalarının ilk zamanlarında nispeten geniş absorpsiyon çizgileriyle karakterize edilen optik tayflara sahiptir. Tayf, tipik olarak patlamayla atılan maddenin optikçe ince dış kısmındaki koşullar hakkında bilgi verir. Gaz genişledikçe, atılan madde optikçe daha ince hale gelir ve süpernovanın daha düşük hızlara sahip derin katmanlarından bilgi edinilmeye başlanır. Patlamadan birkaç ay sonra, atılan maddenin tamamı optik olarak incedir ve optik tayflarında, absorpsiyon çizgilerinden ziyade emisyon çizgileri görülür. Optik olarak ince görülen dönem, *bulutsu faz* olarak adlandırılır. Tayfsal sınıflama süpernova patlamasından birkaç hafta sonraki erken dönemde meydana gelen koşullara bağlıdır.

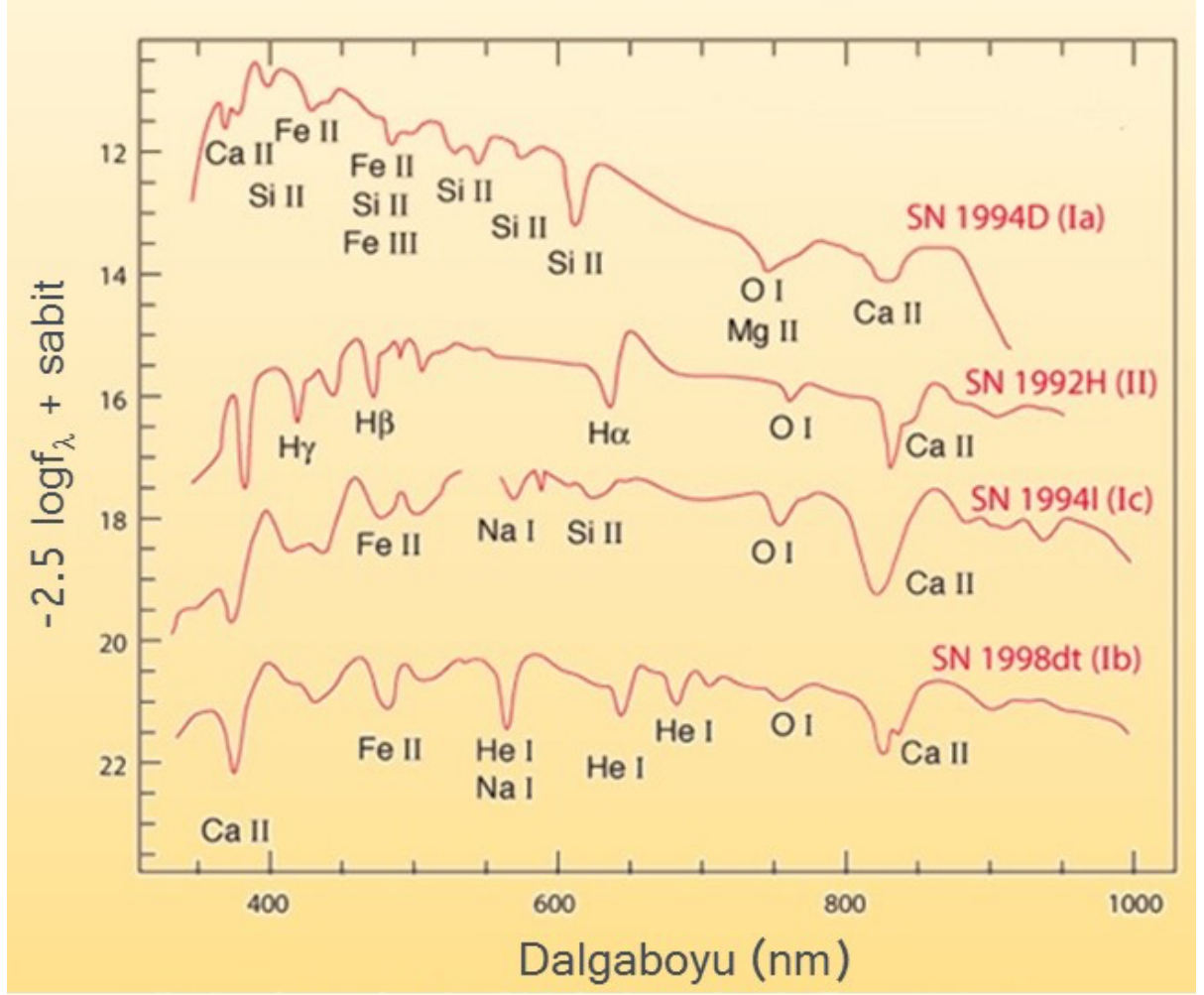
Tayfsal sınıflandırmanın temeli süpernova tayflarında hidrojen çizgisinin varlığıdır. Bu sınıflamada, tayfında hidrojen çizgilerine sahip olan patlamalara Tip II, hidrojen çizgisi barındırmayanlara da Tip I ismi verilmektedir (Minkowski, 1941). Minkowski (1941), Tip I ve Tip II süpernova patlamalarının mutlak parlaklıkları arasında yaklaşık 2 kadirlik fark bulunduğunu ifade etmiştir. Güncel çalışmalar, Tip I'lerin *B* bandındaki mutlak parlaklıklarının $M_B = -19.25 \pm 0.20$ kadir, Tip II'lerin ise $M_B = -16.99 \pm 0.45$ kadir olduğunu göstermiştir (Richardson ve diğ., 2014). İki grubun ortalama mutlak parlaklıkları dikkate alındığında, Tip I süpernovalarının Tip II'ye göre daha parlak ve parlaklıklarındaki değişimin daha küçük olduğu görülmektedir. Bu nedenle Tip I süpernovaları kozmolojik ölçekte Tip II'lere göre daha uygun uzaklık göstergeci (standart mum). Artan gözlemsel veriler Tip I süpernova patlamalarının

üç alt grupta sınıflanabileceğini ortaya çıkmıştır. Bu alt gruplar, tayflarında güçlü silisyum çizgilerine sahip olanlar Tip Ia, silisyum çizgileri bulunmayan ancak helyumun absorpsiyon çizgilerine sahip olanlar Tip Ib (Elias ve diğ., 1985), hem silisyum hem de helyum çizgileri bulunmayanlar ise Tip Ic (Wheeler ve Harkness, 1986) şeklinde isimlendirilmiştir (Şekil 2.2). Detaylı araştırmalar Tip Ia'ların Tip Ib/c'den farklı bir oluşum mekanizmasına sahip olduğunu göstermiştir. Tip Ia süpernova patlamaları termonükleer olarak gerçekleşirken, Tip Ib/c patlamaları çekirdek çökmeleri sonucunda oluşmaktadır (Vink, 2020). Tip Ib/c için hidrojen eksikliği ve Tip Ic için helyum eksikliği bu elementlerin yıldızdan ya yıldız rüzgârlarıyla ya da bileşen bir yıldızla etkileşimden dolayı sıyrılarak atılmasından kaynaklanmaktadır.



Şekil 2.2: Süpernovaların optik tayflarına göre sınıflandırılması: (+) ve (-) sembolleri, sırasıyla, tayflarındaki elementlerin varlığını veya yokluğunu ifade etmektedir.

Tip II ve Tip Ib/c süpernova patlamaları arasındaki yakın ilişki, erken dönemlerde tayflarında hidrojen çizgileri görülen, ancak daha sonra Tip Ib süpernovalarına benzeyen tayflar sergileyen süpernova gözlemleriyle doğrulandı (Filippenko, 1989). Bu ihtimal en iyi olarak hidrojen bakımından zengin zarfının tamamını olmasa da çoğunu kaybetmiş büyük bir yıldız varsayımıyla açıklanmıştır. Bu ara sınıftaki süpernova Tip IIb olarak isimlendirilir ve SN 1993J bu türden bir SNR örneğidir (Filippenko, 1993). Süpernova patlamalarının tayfsal sınıflaması Şekil 2.3'te gösterilmiştir.



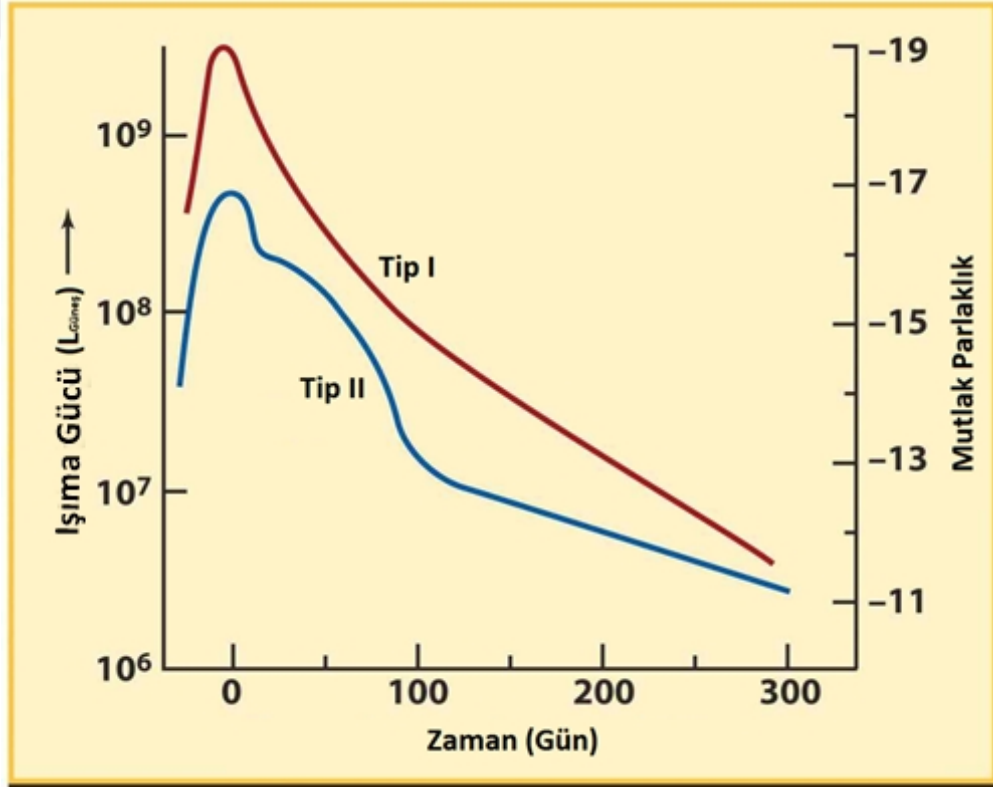
Şekil 2.3: Süpernova patlamalarının tayfsal sınıflaması⁵.

Çekirdek çökmesi süpernovaları arasında bir başka alt sınıf, Tip II'n'dir (Schlegel, 1990). Geniş absorpsiyon çizgilerine sahip normal Tip II süpernovalarından farklı olarak, Tip II'n'ler, dar H_{α} emisyon çizgilerine sahiptir. Tayflarında görülen bu farklılık için olası bir açıklama, dar çizgilerin ata yıldızın büyük kütle kaybının neden olduğu yoğun çevresel gazdan kaynaklandığı yönündedir. Tip II, Ib, Ic, II'n arasındaki farklılıklar çoğunlukla ata yıldızın kütle kaybı özelliklerinden kaynaklanmaktadır. Kütle kaybı özellikleri, yıldızın kütlesine (daha büyük kütle, daha hızlı yıldız rüzgârı ve daha çok kütle kaybı), metal bolluğuna ve ata yıldızın çift yıldız sistemine üyeliğine bağlıdır.

⁵ <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/Astro/snovcn.html>

2.2.2. Fotometrik Sınıflandırma

Süpernovaların tayfsal sınıflaması dışında ışık eğrilerindeki değişim de dikkate alınarak fotometrik bir sınıflamaya gidilebilir. Çekirdek çökmesi ve termonükleer süpernova patlamaları maksimum parlaklıkta, sırasıyla, yaklaşık -17 ve -19 kadir parlaklığa ulaşır. Fotometrik ışık eğrilerindeki iki kadirlik değişimin yanında maksimum parlaklığa çıkış sürelerinde de farklılıklar söz konusudur. Tip II süpernovalarının maksimum parlaklığa ulaşması Tip I'lere göre daha yavaşken (Gal-Yam, 2017) iniş kolunda da Tip I patlamalarına göre daha belirgin bir farklılık bulunmaktadır. Işık eğrilerine göre iki sınıf arası belirgin fark Tip II süpernova patlamalarında görülen hörgüç yapısıdır (Şekil 2.4).

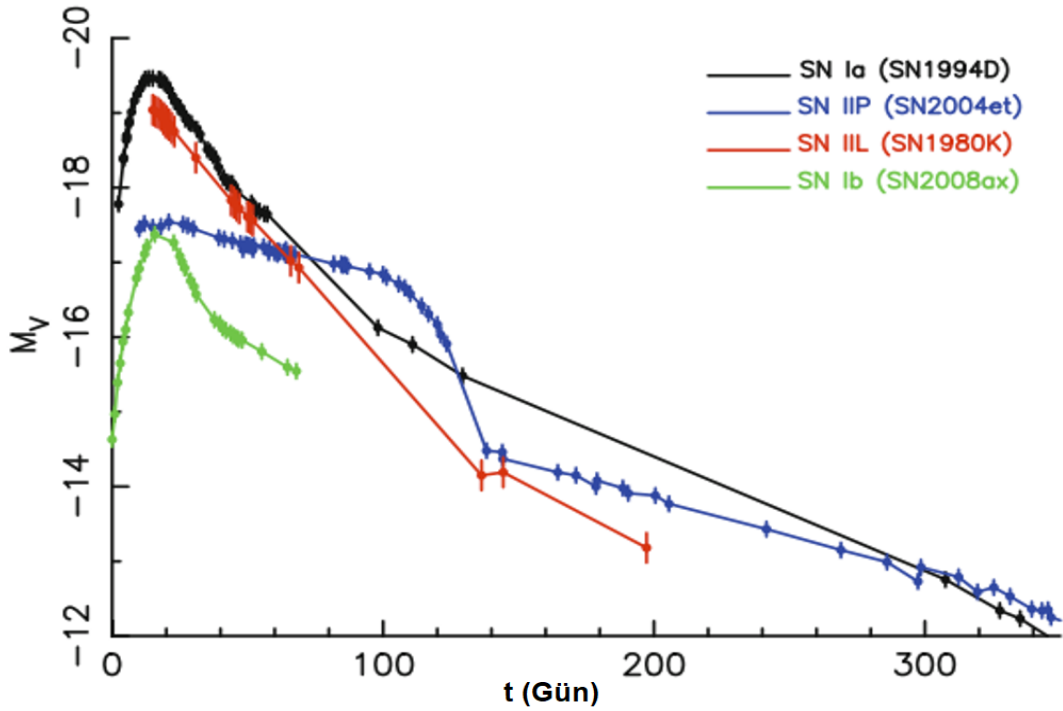


Şekil 2.4: Tip I ve Tip II süpernova patlamalarına ait ışık eğrileri⁶.

Tip II süpernovaları ışık eğrisi biçimlerine göre iki ana alt gruba ayrılır. Işık eğrisinin iniş kolunda bir düzlüğe (plato) sahip olanlar Tip IIP, iniş kolu doğrusal (lineer) olanlar ise Tip IIL olarak isimlendirilir (Şekil 2.5). Süpernovaların ışık eğrileri, büyük ölçüde patlama enerjileri

⁶ Chaisson ve McMillan (1997)

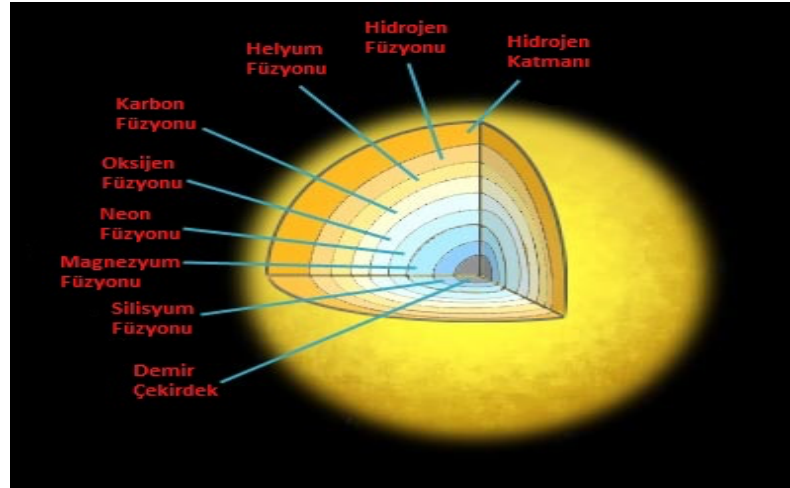
tarafından belirlenir. Patlama enerjisi, ilk olarak atılan maddenin genişlemesini sağlar. Radyoaktif ^{56}Ni ve yan ürün ^{56}Co miktarı, ışık eğrisinin maksimum parlaklığı ve karakteristiği bakımından önemlidir. Patlamadan sonra oluşan ^{56}Ni bolluğunun miktarı ışık eğrisinin maksimum parlaklığını doğrudan etkiler. Ayrıca yıldızdan atılan maddenin toplam kütlesi ışık eğrisinin maksimum civarındaki genişliğini belirler. Işık eğrisinin maksimum parlaklıktan sonra oluşan kuyruğu radyoaktif bozunmadan da güç alır ve yıldızdan atılan maddeye verilen ısınn maddeden ne kadar kolay kaçabildiğinin bir göstergesidir (Ni ve Co bozunması). Tip Ia süpernovalarının ışık eğrilerinin, çekirdek çökmesi süpernovalarından daha büyük maksimum parlaklığa sahip olması, Tip Ia'lar da sentezlenmiş ^{56}Ni sayı yoğunluğunun daha fazla olduğu anlamına gelir. Tip Ia, Tip IIL ve Tip Ib/Ic süpernovalarının maksimum parlaklıktan sonra ışık eğrisindeki ani parlaklık azalması patlama sırasında yıldızdan atılan maddenin nispeten daha az olduğuna işaret etmektedir. Bu durum Tip IIL ve Tip Ib/Ic süpernovaları için patlama öncesi kütle kaybının önemini göstermektedir (Şekil 2.5).



Şekil 2.5: Farklı türdeki süpernova patlamaları için ışık eğrisi örnekleri: SN 1980K (Buta, 1982), SN1994D (Cappellaro ve diğ., 1997), SN2004et (Maguire ve diğ., 2010), SN2008ax (Pastorello ve diğ., 2008).

2.3. ÇEKİRDEK ÇÖKMESİ SÜPERNOVALARI

Çekirdek çökmesi süpernovaları gözlemsel farklılıklar olmasına rağmen ortak bir fiziksel mekanizmaya sahiptir. Yıldız çökme aşamasına gelmeden önce birbirini izleyen nükleer reaksiyonlar ile ağır elementlerin üretimi söz konusudur. Çekirdekten dışarıya doğru sırasıyla silisyumun yanmasıyla demir grubu elementleri, oksijen yanmasıyla silisyum, karbon yanmasıyla neon ve magnezyum, helyum yanmasıyla karbon, hidrojen yanmasıyla helyum ve son olarak, yıldız rüzgârı veya bileşen etkileşimleriyle yıldızdan sıyrılmamışsa hidrojen açısından zengin bir katman bulunur. Bu durum, büyük kütleli yıldızlar için yıldızın ölümüne sebep olan demir (Fe) çekirdek oluşturulana kadar devam eder (Şekil 2.6). Yıldız, kütle çekim kuvvetinin neredeyse sıfır olduğu en iç katmanda Fe üretmeye başladığında yaşamının sonuna da yaklaşır. Demir, tüm elementler arasında nükleon başına bağlanma enerjisi en yüksek olanıdır. Yıldız çekirdeğinde demirin füzyonuyla enerji üretilemez. Fe elementini yakma süreci endotermik bir reaksiyon olduğundan Fe füzyonu için gereken enerji açığa çıkacak enerjiden daha yüksektir. Çekirdekteki Fe kütlesi zamanla artarak Chandrasekhar limitini ($\sim 1.44 M_{\odot}$) aşar, elektron dejenerasyon basıncı artık Fe çekirdeğini kütle çekim kuvvetine karşı destekleyemez ve böylece Fe çekirdeği çökerken, yıldızın geri kalanı süpernova patlaması geçirir. Patlamadan sonra çöken yıldız, kütesine bağlı olarak merkezi bir yoğun cisim (nötron yıldızı veya kara delik) oluşturur (Burrows, 2013; Foglizzo, 2017).



Şekil 2.6: Büyük kütleli bir yıldızın çekirdeğinde nükleer reaksiyonlar ile üretilen elementler⁷.

⁷ https://www.e-education.psu.edu/astro801/content/16_p5.html

Çekirdek çökmesi süpernova patlama mekanizması iyi anlaşılamamıştır. Genel olarak üzerinde fikir birliği sağlanan senaryo, merkezi demir çekirdeğin iki kısımdan oluşmasıdır; içeriye doğru yavaşça çöken bir iç çekirdek ve hızlı bir şekilde içeriye doğru hareket eden bir dış çekirdek olduğu düşünülür. Dolayısıyla dış çekirdek bir noktada iç çekirdeğe ulaşır ve elastik bir çarpışmayla geri sekerek dışarıya doğru hareket eder. Çekirdekten saçılan madde, içeriye doğru hareket eden daha sonra dış katmanlar boyunca dışa doğru yayılan ve sonunda yıldız patlatan bir şok dalgası oluşturur. Merkeze doğru yavaş bir şekilde çöken iç demir çekirdeği, son kütesine bağlı olarak ya bir nötron yıldızına ya da bir kara deliğe dönüşür. Çekirdek çökmesiyle oluşan süpernova patlamalarının erken evre kalıntıları esas olarak yıldızdan atılan maddeden meydana gelir.

Demir çekirdeğin çökmesi ve patlaması için bir başka senaryo; yıldız çekirdeğinde oluşan demir elementinin yanmaması hidrostatik denge kaybına yol açar. Bu evrede yıldız çekirdeği büzülmeye başlar ve sıkışan çekirdek dejenere elektron basıncı tarafından kütle çekimine karşı desteklenir. Çekirdek yoğunluğu çok fazla olduğundan dejenere elektronların Fermi enerjisi yükselerek, nötron açısından zengin çekirdeklerin veya serbest protonlar ile elektron reaksiyonları yoluyla nötronların oluşturulmasına uygun hale gelir. Elektron yakalanması, çekirdeği dejenere elektron basıncından yoksun bırakır. Bu evredeki elektron yakalama reaksiyonlarıyla oluşan nötrinolar çekirdeğin enerji kaybetmesine neden olur. Böylece, hızlı bir basınç kaybı meydana gelir ve çekirdek serbest düşme zaman ölçeğinde çöker. Çekirdek çoğu durumda ilkel nötron yıldız meydana getirirken, daha büyük kütleli yıldızlar için bir kara deliğin oluşması söz konusudur. Kara deliklerin oluşumunu sağlayan ata yıldızın kütlelerinin sınırları net değildir. Bu durum ata yıldızın rüzgârlar ile kütle kaybına ve metal bolluğuna doğrudan bağlıdır (Heger ve diğ., 2003; Nomoto ve diğ., 2011).

Çekirdek çökmesiyle oluşan süpernovaların kalıntılarında, yıldız evrimi sırasında çekirdekteki nükleer reaksiyonlar ile oluşan C, O, Ne ve Mg elementler baskındır (Woosley ve Weaver, 1995; Thielemann ve diğ., 1996; Chieffi ve Limongi, 2004). Daha ağır demir grubu elementleri ise çoğunlukla kara delik veya nötron yıldızında bulunur.

Ata kütleleri yaklaşık $20-25 M_{\odot}$ 'ten daha büyük olan yıldızlar kara deliğe dönüşebilir. Bazı durumlarda yıldız kütesinin tamamı literatürde *doğrudan çöküş* olarak adlandırılan bir doğa olayıyla kara deliğe dönüşür ve buna *başarısız süpernova* denir (Reynolds ve diğ., 2015). Bu durumda bir süpernova patlaması meydana gelmez. Yıldız kütleli kara deliklerin kütle

dağılımına dayalı olarak yapılan çalışmalarda, çoğunun doğrudan çöküş sonucu oluştuğuna dair kanıtlar mevcuttur (Kochanek, 2015). NGC 6946 galaksisinin *Hubble* Uzay Teleskobuyla yapılan uzun süreli gözlemlerinde (2008-2015) birkaç ay içerisinde Güneş'ten 10^6 kat parlak hale gelen bir yıldızın kısa bir süre sonra tekrar hızla sönükleştiği fark edildi (Adams ve diğ., 2017). Gözlemler, yıldızın bulunduğu konumdan bir miktar kızılötesi emisyon alınmasına rağmen yıldızın ortadan kaybolduğunu göstermekteydi. NGC 6946 galaksisindeki yaklaşık $25 M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın süpernova patlaması geçirmeden ortadan kaybolmasıyla sonuçlanan bu durum başarısız süpernova senaryosunun gözlemsel kanıtıdır.

2.4. TERMONÜKLEER SÜPERNOVALAR

Tip Ia süpernovalarının beyaz cücelerin patlamaları olduğu fikri 1960'lara kadar uzanmaktadır (Finzi ve Wolf, 1967; Arnett, 1969; Hansen ve Wheeler, 1969). Termonükleer patlama mekanizması ilk olarak Hoyle ve Fowler (1960) tarafından Tip Ia süpernova patlamaları için önerildi. Bu fikrin öne sürülmesinin iki ana nedeni; Tip Ia süpernova patlamalarının tayflarında hidrojen çizgilerinin görülmemesi ve patlamaların çoğunlukla küçük kütleli ve yaşlı yıldızlardan oluşan eliptik galaksilerde meydana gelmesidir. Karbon-oksijen (C-O) beyaz cücelerinin çekirdekleri yeterince yoğun ($\sim 3 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$) ve sıcak ($\sim 2 \times 10^8 \text{ K}$) ise termonükleer patlamalar oluşturabilirler. Bu yoğunluk ve sıcaklıktaki beyaz cücelerde, karbon ve oksijen füzyonuyla üretilen ısı, nötrino soğutmasıyla dengelenemez hale gelir ve füzyon süreci, beyaz cücenin yapısının bozulmasına neden olur (Nomoto ve diğ., 1984). Beyaz cücenin merkezi yoğunluğunun ve sıcaklığının yükselmesine sebep olan mekanizma 1970'lerden bu yana Tip Ia süpernovasında bileşen bir yıldızdan yeterli miktarda madde toplanması olarak açıklanmaktadır. Beyaz cücenin kütlesi Chandrasekhar kütlesine ($\sim 1.44 M_{\odot}$) yaklaştıkça, merkezi yoğunluk C-O'yu tutuşturmak için yeterince yüksek hale gelecektir (Whelan ve Iben, 1973). Gerçekten de C-O beyaz cüce patlama modelleri, Tip Ia süpernovalarının (Nomoto ve diğ., 1984) bileşimine ve ışık eğrilerine benzer sonuçlar verir. Beyaz cücelerin, Tip Ia süpernova patlamalarının ataları olduğuna dair gözlemsel kanıtlar M101 galaksisindeki SN2011fe patlaması için elde edildi (Khamitov ve diğ., 2011). Süpernovanın gökyüzündeki konumu ancak patlama meydana geldikten sonra belirlenebildi. Bu durum patlamadan önceki cismin yarıçapının küçük olması gerektiğini ve ancak yoğun bir cisim patlaması sonucunda oluşabileceğini gösterdi (Bloom, 2012).

Süpernova tayflarında H ve He çizgilerinin bulunmaması buna karşın 6355Å dalgaboyundaki güçlü Si absorpsiyon çizgisinin varlığı Tip Ia sınıfını ifade eder. Termonükleer patlamalarda, ışık eğrilerinin çıkış kolunun maksimuma yakın dönemlerine ait tayflarında Ca, Mg ve S çizgileri ve sonraki birkaç haftalık süreçte de Co ve Fe çizgileri gözlenir (Filippenko, 1997). Termonükleer patlamaların maksimum parlaklıkları, çekirdek çökmesiyle oluşan patlamalara kıyasla daha az farklılık göstermektedir. Bunun sebebi bütün patlamalarda Chandrasekhar kütle limitine yakın ($1.44 M_{\odot}$) C-O beyaz cücelerin patlamasıdır. Her bir patlamanın tepe mutlak parlaklığını hesaplamak için maksimum parlaklık ve ışık eğrisinin düşme hızı arasındaki deneysel ilişki kullanılmaktadır (Phillips ve diğ., 1993). Bu deneysel ilişki termonükleer patlamaları iyi bir uzaklık hesaplama aracı yapar. Bu yolla yapılan uzaklık hesapları Evren'in genişlemesinin hızlandığına dair kanıtı içerir (Perlmutter ve diğ., 1998; Garnavich ve diğ., 1998; Riess ve diğ., 2007).

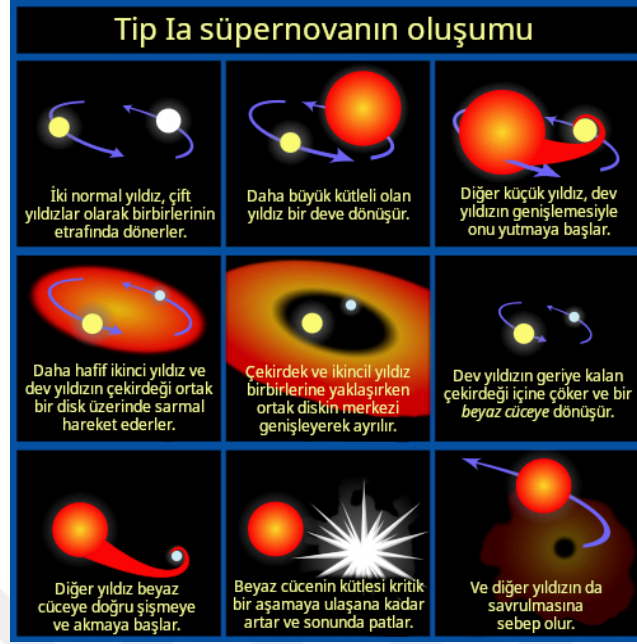
Ata yıldızları beyaz cüceler olan Tip Ia süpernovaları hem yıldız oluşum bölgelerinde hem de yeni yıldız oluşumu durmuş eliptik galaksilerde görülmüştür (Filippenko, 1989; Totani ve diğ., 2008). Termonükleer süpernova patlamalarıyla ilişkili literatürde tek ve çift dejenere olmak üzere iki ayrı evrim senaryosu verilmektedir.

Tek Dejenere Sistem (SD): Bu senaryoda, baş yıldız bir beyaz cüce ve yoldaş yıldız ise anakol, alt-dev veya bir kırmızı dev olabilir (Şekil 2.6). Yoğun bir nesne içeren bu senaryo, tek dejenere sistem olarak bilinir. Yoldaş yıldızdan, dejenere elektron basıncıyla dengede kalan beyaz cüce üzerine madde akar. Beyaz cücenin hidrostatik dengede kalabilmesi için üzerinde tutabileceği kütle en fazla $1.44 M_{\odot}$ 'tir. Bu değere *Chandrasekhar kütle* limiti denir. Yoldaş yıldızdan beyaz cüce üzerine gelen madde limit kütleyle ulaştığında, beyaz cüce yüzeyinde yanar ve baş yıldız bileşeninin patlamasına neden olur.

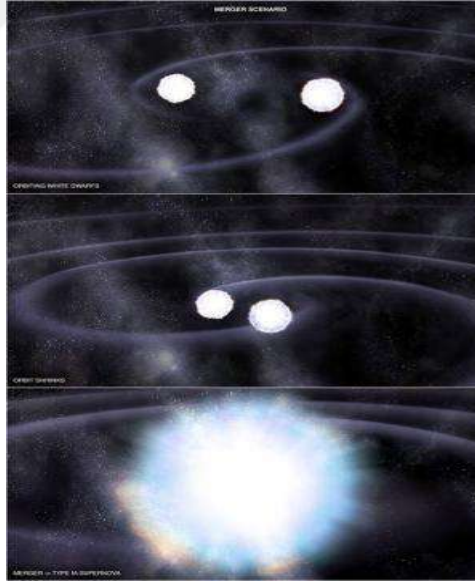
Kuramsal olarak beyaz cücenin üzerine yığılan madde $10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ (Nomoto, 2007) civarındadır. Bu yavaş bir kütle aktarım hızıdır ve bu oranda biriken madde istikrarlı bir şekilde yanacaktır. Daha küçük yığılma oranlarında aktarılan madde yanmadan birikecek ve klasik nova gibi patlayacaktır. Beyaz cücenin zarfında toplanan kütle Chandrasekhar limitine ($1.44 M_{\odot}$) yakın değilse, klasik nova yoluyla patlamasından dolayı, biriken maddeden daha fazlasının ortama salınması söz konusudur. Bu nedenle beyaz cüce, uzun yıllar süpernova patlaması geçirebilecek kütle sınırına ulaşamayacaktır. Bu durum gözlenen Tip Ia süpernova patlama sayısının beklenenin altında bir değere sahip olmasına neden olmaktadır (Claeys ve diğ., 2014).

Tek dejenere sistemle ilgili birkaç problem bulunmaktadır. Yoldaş yıldızın, süpernova tayflarında absorbsiyon çizgileri şeklinde veya süpernova şokunun rüzgâr ile etkileşimi yoluyla ortaya çıkması gereken bir yıldız rüzgârına sahip olması muhtemeldir. Bu da radyo, sinkrotron ve termal X-ışın emisyonu oluşumuna yol açar. Gözlemsel olarak bu etkileşimler saptanamamıştır (Chomiuk ve diğ., 2012). Ayrıca, beyaz cücenin süpernova olarak patlamasından çıkan şok dalgaları yoldaş yıldızın dış katmanlarını ısıtmalı ve ilave optik/morötesi emisyonu açmalıdır (Kasen, 2010). Son zamanlarda ışık eğrisindeki bir bileşenin şoka uğramış yoldaş yıldızdan kaynaklanabileceği öne sürülmüştür (Dimitriadis ve diğ., 2019). Tek dejenere beyaz cüce senaryosunda Tip Ia süpernova kalıntıları içinde hayatta kalan yoldaş yıldızların bulunamamasıdır. Çift sistemdeki beyaz cücenin yoldaş yıldızı, zaman içerisinde beyaz cüceye yeterli miktarda gaz veya madde aktarabilmesi için yeterince büyük kütleli $\sim 2-6 M_{\odot}$ (Claeys ve diğ., 2014) olmalıdır. Ayrıca evrimleşmiş yoldaş bileşenin de, Samanyolu veya Macellan Bulutsuları'ndaki kalıntılar içinde tespit edilebilecek kadar parlak olması gerekmektedir. SNR 0509-67.5 (Schaefer ve Pagnotta, 2012), Tycho (Kerzendorf ve diğ., 2009) ve Kepler (Kerzendorf ve diğ., 2014) süpernova kalıntıları içinde bu tür hayatta kalan yoldaş yıldızlar tespit edilememiştir. Tek dejenere sistemin gözlemsel ve teorik sorunları nedeniyle, bir başka Tip Ia süpernova senaryosu ileri sürüldü.

Çift Dejenere (DD) Sistem: Termonükleer süpernova patlamalarının bir diğeri, iki dejenere yıldızdan oluşan sistemdir. Bu patlama senaryosunda, dejenere beyaz cücelerden en az biri C-O beyaz cücesidir. Sistemin üyesi olan iki beyaz cüce birbirleri etrafında hareket ederken zamanla kütle çekim dalgalarıyla enerjilerini kaybederek birleşir ve hızla dönen büyük kütleli bir beyaz cüce oluşturur (Iben ve Tutukov, 1984; Webbink, 1984; Nelemans ve diğ., 2001). Birleşme sonucunda oluşan beyaz cücenin kütlesi, elektron dejenere bir yıldızın üzerinde taşıyabileceği kütle olan, Chandrasekhar limitine ($1.44 M_{\odot}$) ulaşırsa kısa süre içerisinde patlar (Ilkov ve Soker, 2012). Tip Ia süpernovasının oluşabilmesi için yaklaşık 10^9 yıl mertebesinde bir süre söz konusudur. Çift dejenere sistemin patlaması sonucunda herhangi bir yoğun cisim oluşmaz. Çift dejenere sistem için gözlemsel kanıt, toplam kütlenin Chandrasekhar limitini aştığı yüksek ^{56}Ni bolluklu çok parlak Tip Ia SNR'lerinden gelmektedir (Howell ve diğ., 2006; Scalzo ve diğ., 2010). Bu termonükleer patlamalarda yer alan ayrıntılı fizik ve ata yıldızları hakkında güncel bilgiler için Maoz ve diğ.'nin (2014) çalışmasına bakılabilir. Çift dejenere sistem daha tutarlı olsa da tek dejenere sistemin göz ardı edilebileceği henüz kanıtlanmamıştır.



Şekil 2.7: Tek dejenere sistemin evrimsel süreci⁸.



Şekil 2.8: Çift dejenere yıldızın evrimiyle oluşan Tip Ia süpernova patlaması senaryosu⁹.

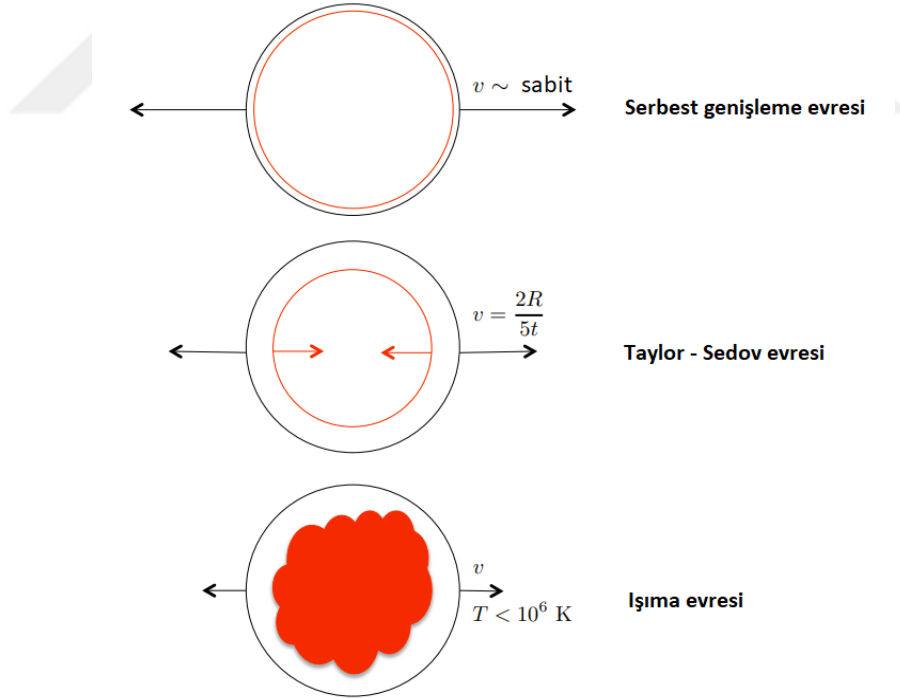
⁸ https://tr.wikipedia.org/wiki/Tip_Ia_süpernova

⁹ <https://phys.org/news/2014-08-ia-supernovae-stem-explosion-white.html>

2.5. SÜPERNOVA KALINTILARI VE EVRİMİ

Süpernova patlamasıyla birlikte yıldızlararası ortama yaklaşık olarak 10^{51} erg'lik kinetik enerji yayılır. Bir süpernova patlama şokunun yıldızlararası ortamdan geçip, süpürdüğü yıldızlararası ortam ile yıldızdan atılan maddenin birleşmesiyle oluşan bulutsu yapı *süpernova kalıntısı* (SNR) olarak isimlendirilir. Süpernova kalıntısının özellikleri ata yıldız, patlama mekanizmasına ve çevresel ortama bağlıdır. Genç süpernova kalıntıları ata yıldızın özelliklerini yansıtırken, kalıntı genişledikçe yıldızlararası ortam maddesi baskın olmaya başlar ve yıldızlararası ortamın özellikleri sergilenir.

Bir süpernova kalıntısının dinamik evrimi, patlamadan itibaren kalıntının genişleyerek yıldızlararası ortam ile etkileşmesi ve ortam ile tamamen karışana kadar geçen süreci kapsar. Bu dinamik evrim safhası üç aşamada incelenir: I. Evre: Serbest genişleme evresi, II. Evre: Sedov- Taylor evresi ve III. Evre: Işıma Evresi (Cioffi, 1990).



Şekil 2.9: Süpernova kalıntısının temel evrim aşamaları¹⁰.

¹⁰ <https://iro.uiowa.edu/esploro/outputs/doctoral/Core-Collapse-Supernova-Remnants-and-Interactions-with/9983776866002771>

2.5.1. Serbest Genişleme Evresi

Bu evreye patlamayla atılan maddenin baskın olduğu aşama da denir. Süpernova patlamasından sonra yıldızdan atılan maddenin her yöne eşit miktarda ve sabit hızla atıldığı kabul edilmektedir (Chevalier, 1996). Patlamayla atılan madde, yıldızı çevreleyen bölgenin içine doğru yavaşlama (*serbest genişleme*) olmaksızın genişler. Bu aşama, süpürülen yıldızlararası ortam maddesinin süpernova patlamasıyla uzaya atılan maddenin kütlesiyle karşılaştırılabilir düzeyde olana kadar devam eder. Serbest genişleme evresinde salınan X-ışın kaynağı baskın olarak atılan maddedir.

2.5.2. Sedov-Taylor Evresi

Patlamadan yüzyıllar sonra, şok dalgası tarafından süpürülen yıldızlararası maddenin kütlesi, patlamayla atılan kütleyle karşılaştırılabilir düzeye ulaşır. Bu durum SNR'nin Sedov-Taylor evresine girdiğinin göstergesidir. Patlamayla oluşan şok dalgası yıldızlararası ortamı süpürürken biriken madde gittikçe artan bir bariyer görevi görür ve patlama dalgasını kademeli olarak yavaşlatır. Yavaşlama, başka bir şok dalgasını, yani SNR'nin iç kısımlarına doğru ilerleyen ters şoku başlatır (McKee, 1974). Süpürülen yıldızlararası madde ile atılan madde arasındaki sınıra *temas süreksizliği* denir. Hem süpürülen madde hem de atılan madde X-ışın yayacak kadar ısınmıştır. Bu aşamada şok dalgasının evrimi Sedov-Taylor patlama modeliyle (Sedov, 1959) tanımlandığından evre bu isimle anılır. Sedov-Taylor evresi boyunca patlama enerjisinin %70'i süpürülen yıldızlararası ortamın ısısal enerjisine dönüşür (Chevalier, 1974).

Yıldızlararası ortamın bulunmadığı bir yerde süpernova patlaması meydana gelirse patlamayla atılan madde binlerce km/sn'lik hız ile bulunduğu galaksi içinde yayılır. Galaksiler yıldızlararası madde içerdiğinden süpernova patlamasıyla atılan madde zaman içerisinde bu tür ortam ile etkileşir. Bu etkileşimden sonra yıldızlararası ortam, atılan maddenin hızını yavaşlatır ve atılan yıldız maddesi yayılan şok dalgalarıyla ısıtılır. Ayrıca patlama sırasında sentezlenmiş, kararsız elementlerin radyoaktif bozunmasıyla da ısı birikimi artar. Atılan maddenin hızlı genişlemesi adyabatik bir soğuma meydana getirdiğinden kalıntı birkaç ay içerisinde soğumaya başlar. Yıldız maddesinin önünde hareket eden ve patlama etkisiyle yıldızlararası ortam ile etkileşen şok dalgasına *öncü şok* denir. Öncü şok dalgasıyla süpürülen yıldızlararası ortam patlamayla atılan yıldız maddesinin önünde birikir ve bu maddeyi ısıtır. Biriken madde öncü şok dalgasını yavaşlatarak içeriye doğru ikinci bir şok dalgasının oluşmasına neden olur (McKee, 1974). Bu şok dalgasına da *ters şok* denir. Merkezi yoğun cismin olmadığı ve sabit

yoğunluklu ortamda, ters şok bir süre sonra kalıntının merkezine erişir (Reynolds ve Chevalier, 1981), belli bir süre sonra iki şok dalgası arasında sıkışan madde X-ışın yayacak sıcaklığa ulaşır.

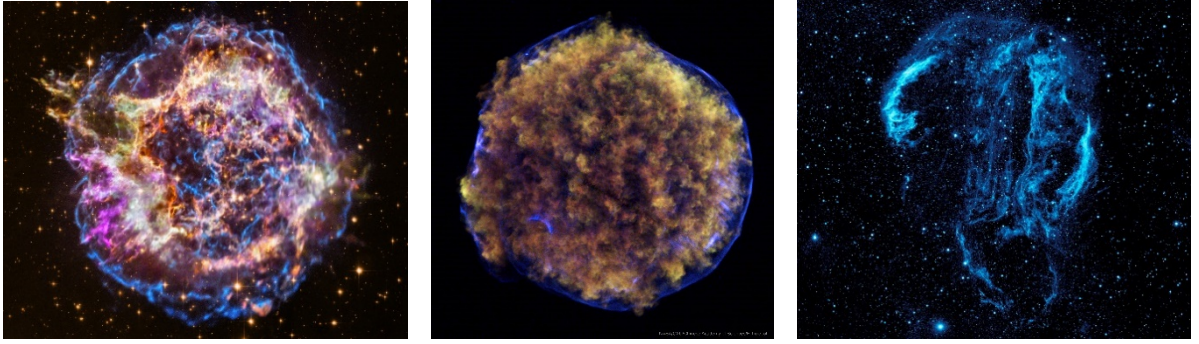
2.5.3. Işıma Evresi

Süpernova kalıntısının genişleyerek önünde süpürdüğü maddenin yoğunluğu arttıkça şok hızı 200 km/sn'nin altına iner ve kalıntının sıcaklığı azalmaya başlar. Sıcaklığın azalmaya devam etmesiyle yeni birleşme süreciyle kalıntıda *ışım evresi* başlar. Bu evrede serbest elektronlar iyonlar tarafından yakalanarak birleşme süreci başlar ve kalıntı morötesi (UV) dalgaboyunda ışıma yapar. Bu evrede kalıntının sıcaklığı X-ışın yayabilecek seviyenin altındadır. Bu nedenle ışıma evresindeki kalıntılar daha çok optik ve radyo bölgede incelenir. Kalıntı yaşlandıkça genişleyip soğumaya devam eder ve sonunda yıldızlararası ortama karışır.

2.6. SÜPERNOVA KALINTILARININ SINIFLANDIRILMASI

Süpernova kalıntıları temel olarak patlama mekanizmasına göre sınıflandırılır. Yaşlı kalıntılar fazlasıyla yıldızlararası ortama karıştığından ata yıldızdan ziyade çevresel ortamın özelliklerini yansıtır. Bu da yaşlı kalıntılar için patlamanın türünün belirlenmesini güçleştirir. Bu sebeple süpernova kalıntılarının biçimlerine dayanan yeni bir sınıflama oluşturulmuştur. Süpernova kalıntılarının biçimleri patlamanın fiziksel süreçlerine ve yıldızlararası ortamın özelliklerine bağlıdır. Kalıntılar şekillerine göre *kabuk tipi*, *merkezi dolu*, *kompozit* ve *karışık biçime sahip* olanlar olmak üzere dört sınıfa ayrılır (Rho ve Petre, 1998).

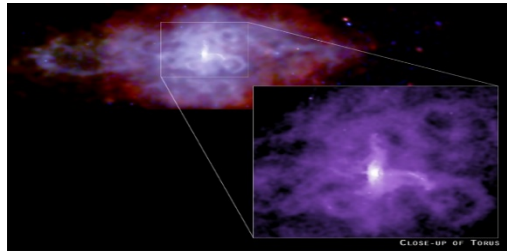
Kabuk tipi kalıntılar: Şok dalgası yıldızlararası ortamın içinde ilerlerken, şok ile ısıtılmış bir plazma kabuğu oluşur. Kabuk tipi kalıntılar küresel kabuğun iki boyutlu izdüşümünün neden olduğu kabaca halka benzeri bir biçime sahip ve X-ışın ile radyo dalgaboylarında güçlü kenar parlamaları gösterirler. Bu tür kalıntılardan biri optik olarak ince plazmadan termal emisyon, diğeri şok dalgası tarafından hızlandırılan elektronlardan kaynaklanan termal olmayan sinkrotron emisyonu olmak üzere iki tür X-ışın yayınlanır. En yaygın süpernova kalıntı türü olan kabuk tipi kalıntılara Cas A, Tycho ve Cygnus loop örnek verilebilir (Şekil 2.10).



Şekil 2.10: Kabuk tipi süpernova kalıntılarına örnekler: Cas A (sol panel¹¹), Tycho (orta panel¹²) ve Cygnus loop (sağ panel¹³).

Merkezi dolu kalıntılar: Merkezi bir pulsarın elektron-pozitron rüzgârı sebebiyle oluşan bir bulutsu söz konusudur. Bu tür süpernova kalıntısında X-ışın ve radyo dalgaboylarında tamamen pulsardan kaynaklanan rüzgârlar hakimdir; kalıntıların merkezi bölgesi parlakken, kabuk göstermedikleri için kenar parlaklığı zayıftır (Weiler ve Panagia, 1978). Bu sınıflama *pulsar rüzgâr bulutsusu* olarak da bilinir. Green kataloğunda listelenen (Green, 2014) 298 kalıntıdan sadece dokuzu merkezi dolu kalıntıdır. Bu sınıflamaya örnek olarak 3C58 kaynağı verilebilir (Şekil 2.11).

Kompozit kalıntılar: Pulsar rüzgârlarından etkilenen bir diğer sınıf olan *kompozit süpernova kalıntıları* en yaygın ikinci kalıntı türüdür. Bu kalıntıların merkezi ve kenar kısımları X-ışın ve radyo bölgelerinde parlamalar gösterir. Bu gruba Vela, Kes 79 ve SNR 0540-69.3 örnek verilebilir (Şekil 2.12).

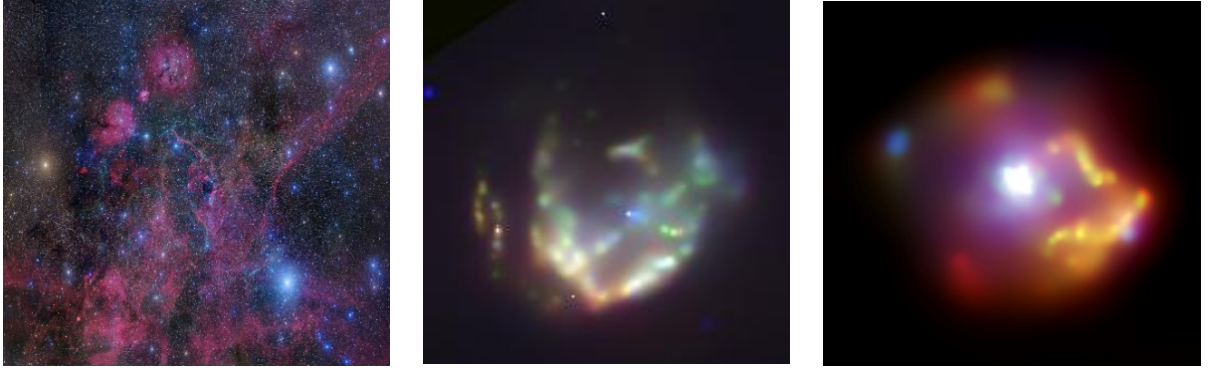


Şekil 2.11: 3C58 pulsar rüzgâr bulutsusu ve merkezi dolu kalıntı (Slane ve diğ., 2004).

¹¹ <https://apod.nasa.gov/apod/ap210123.html>

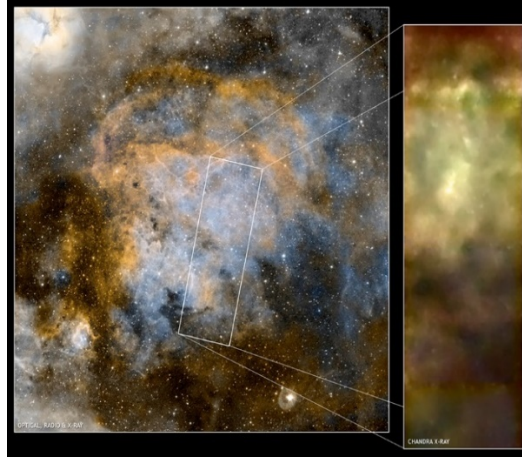
¹² <https://apod.nasa.gov/apod/ap190113.html>

¹³ https://en.wikipedia.org/wiki/Cygnus_Loop



Şekil 2.12: Kompozit süpernova kalıntısı için örnekler: Vela (sol panel¹⁴), Kes 79 (orta panel¹⁵) ve SNR 0540-69.3 (sağ panel¹⁶).

Karışık biçime sahip kalıntılar: Radyo dalgaboyu gözlemlerinde kabuk tipi özellikler gösteren ancak X-ışınlarında parlak bir merkezi bölgeye sahip kalıntılar ayrı bir sınıfta ele alınmıştır (Rho ve Petre, 1998). Kalıntının yaydığı X-ışın emisyonu, termal enerji üretim mekanizmalarından kaynaklanır. Bu tür, *karışık biçime sahip* (Rho ve Petre, 1998) veya *termal kompozit kalıntılar* (Shelton ve diğ., 1999) olarak adlandırılır. W28 kalıntısı bu gruba örnek teşkil eder (Şekil 2.13).



Şekil 2.13: Karışık süpernova kalıntısına güzel bir örnek W28 kalıntısı¹⁷.

¹⁴ <https://apod.nasa.gov/apod/ap190110.html>

¹⁵ <https://hea-www.cfa.harvard.edu/ChandraSNR/G033.6+00.1/>

¹⁶ <https://chandra.harvard.edu/photo/2004/snr0540/>

¹⁷ <https://chandra.harvard.edu/photo/2008/w28/>

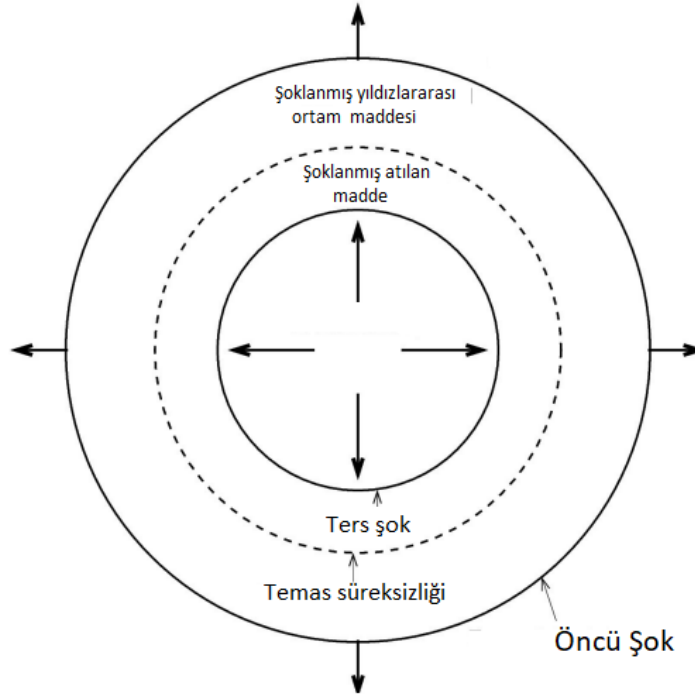
2.7. FİZİKSEL SÜREÇLER

2.7.1. Süpernova Kalıntılarındaki Şoklar

Süpernova patlamalarıyla yıldızlararası ortamda ilerleyen *şok dalgaları* meydana gelir. Bu şok dalgaları atılan maddeyle süpernovayı çevreleyen maddenin etkileşiminin temel unsurudur. Dolayısıyla, şok dalgalarının özellikleri hakkında bilgi sahibi olmak, süpernova kalıntılarıyla yıldızlararası ortamın etkileşimini anlayabilmek bakımından önemlidir.

Bir gaz ortamındaki ses hızı $V = \gamma k T / \mu$ bağıntısıyla ifade edilir. Burada T ortamın sıcaklığı, μ gazın ortalama molekül ağırlığı ve k da Boltzmann sabitidir. Sabit basınç ve hacim altındaki, tek tür atomlardan oluşan ideal gaz için özgül ısı oranı $\gamma = 5/3$ 'tür (Seward ve Charles, 2010). Yıldızlararası ortamdaki ses hızı (<10 km/sn) süpernovayla atılan maddenin hızından ($<15,000$ km/sn) çok düşüktür. Ses hızından yüksek hızlar ile hareket eden yıldız maddesi ortamı tedirgin ederek şok dalgalarının oluşmasına neden olur. Oluşan şok dalgalarının hızı, yıldızdan atılan maddenin hızından daha yüksektir. Şok dalgasının arkasında kalan gazın yoğunluğu özgül ısı oranının değişiminden $\left(\frac{\gamma+1}{\gamma-1}\right)$ dolayı yaklaşık dört kat artar. V hızına sahip bir şok dalgası için, şokun arkasında kalan madde, yayılma hızı yönünde, $3V/4$ hızıyla dışarıya itilir. Şokun arkasında kalan maddenin sıcaklığı da $T = 3\mu V^2/16k$ bağıntısına uygun bir sıcaklığa ulaşır. Süpernova patlamasıyla oluşan şok dalgalarının arkasında kalan maddenin sıcaklığı $10^7 - 10^8$ K mertebesinde olup ortamdaki atomların büyük kısmının iyonize olduğu anlamına gelir. Yıldızlararası ortamda ilerleyen şok dalgasındaki enerji aktarımı ortamdaki yoğunluğun çok düşük olması (cm^3 'te 1 atom) nedeniyle, iyon ve atomların çarpışması yoluyla meydana gelmez. Bu enerji aktarımı ancak manyetik alan çizgileri yardımıyla gerçekleşir. Bu nedenle süpernova patlamalarıyla oluşan şok dalgaları *çarpışmasız şoklar* olarak bilinir. Şok dalgalarıyla sıkıştırılan manyetik alan, pek çok kalıntının kabuğundan radyo bölgede yayılan ısısal olmayan ışınımın sebebidir.

Süpernova patlamalarının oluşturduğu öncü şok dalgaları atılan yıldız maddesi yönünde ilerlerken, süpürülen çevresel maddenin kütlesi atılan maddenin kütlesini aştığı anda kalıntıda ters şok oluşarak içeriye doğru yayılmaya başlar. Çevresel ve atılan maddeler arasındaki sınıra *temas süreksizliği* adı verilir (Şekil 2.14). İki şok dalgası arasında sıkışan madde ısınarak X-ışın yayacak sıcaklığa ulaşır. Parlak genç kalıntıların kabuk bölgelerinden yayılan X-ışın bu yolla gerçekleşir



Şekil 2.14: Süpernova kalıntısının şematik görüntüsü¹⁸.

2.7.2. Süpernova Kalıntılarındaki İyonizasyon

Süpernova kaynaklı şok dalgaları çarpışmasız bir ortamda yol aldığından çevresel maddeyle olan enerji transferi manyetik alan yoluyla gerçekleşir. Yıldızlararası ortama doğru yayılan şok dalgasının ardında kalan maddenin kinetik enerjisi ortamdaki pozitif iyonlar üzerindedir. Şok dalgalarının ortamdaki maddeyle etkileşmesi sonucu oluşan bu kinetik enerji ortamdaki iyonların hızını artırır. Ardından ortamda bulunan serbest elektronlar çarpışmalar yoluyla pozitif iyonlar ile ısısal dengeye ulaşırlar. Zamanla yüksek kinetik enerjili elektronlar ortamdaki pozitif iyonlara bağlı elektronları koparırlar. Nihayetinde elektron sıcaklıklarına uygun bir iyonizasyon dengesi sağlanır. Bu durum elektron hızı, pozitif iyon hızı ve iyonizasyon durumu gibi üç farklı enerji belirtecinin aynı sıcaklığa ulaştığı anlamına gelir. Bu süreç ortamın sıcaklık ve yoğunluğuna bağlı olarak yüzyıllar sürebilir.

Süpernova patlamasıyla oluşan şok dalgaları tarafından ısıtılan ortam elektromanyetik tayfın X-ışın bölgesinde ışıınım yapar. Böyle bir ortamın X-ışın tayfının sürekliliğinden itibaren

¹⁸ https://sites.astro.caltech.edu/~lah/ism/supplemental/reynolds_snexpansion.pdf

serbest elektronların hızıyla sıcaklık, emisyon çizgilerinin şiddet ve enerjilerinden de iyonizasyon durumu belirlenebilir. Genç kalıntıların tayfsal analizlerinde *iyonlaşma zaman ölçeği* ($n_e t$) olarak ifade edilen bir parametrenin dikkate alınması gerekmektedir. Çünkü bu kalıntılar henüz iyonizasyon dengesine ulaşmamıştır. Elektron yoğunluğuyla (n_e) şoka uğramış bir plazmanın yaşının (t) çarpımı iyonlaşma zaman ölçeğini verir. Bu ölçek değeri genç kalıntılarda $10^{10} - 3 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ sn}$ aralığındadır. Kalıntının dengeye yaklaşması durumunda iyonlaşma zaman ölçeği $n_e t = 3 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ sn}$ mertebesinde dir. Literatürde sıcak gazın iyonlaşma dengesinde bulunmadığı kuramsal hesaplamalar iyonizasyon dengesinde olmayan modeller (NEI, Non-Equilibrium Ionisation) olarak isimlendirilir.

2.7.3. Süpernova Kalıntılarındaki X-Işın Emisyonu

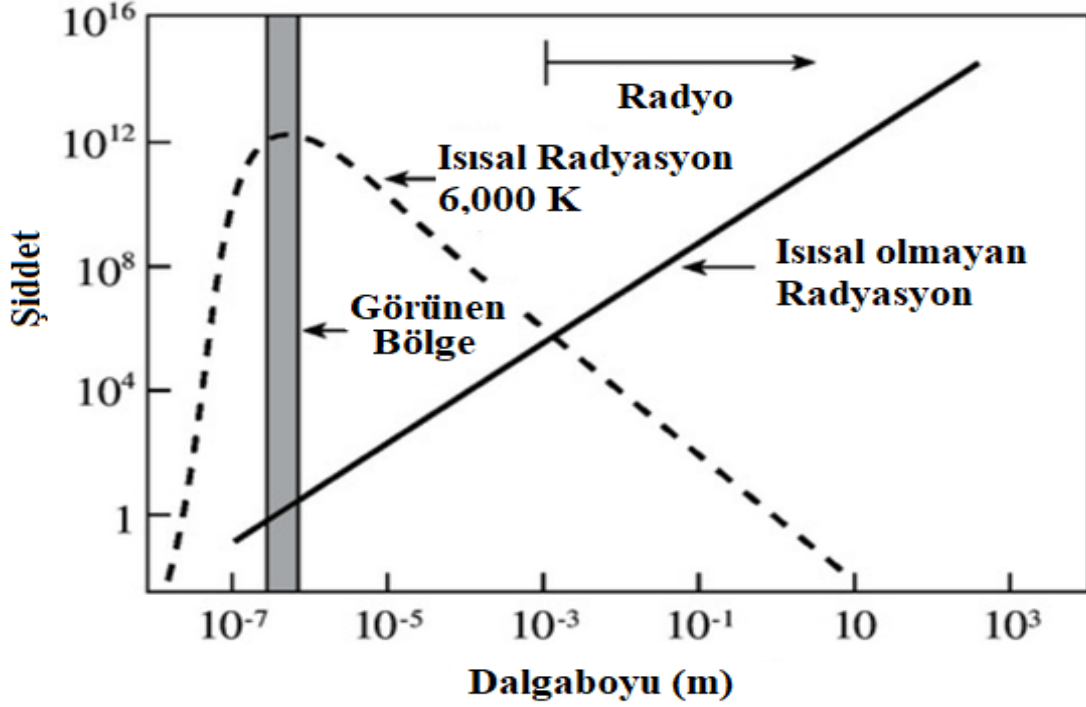
Colgate (1974) bir süpernova patlaması esnasında oluşabilecek şok ışınlamı kuramını ileri sürmüştür. Yıldızın patlamasından saatler önce yıldız rüzgârlarıyla atılan yıldız zarfları, çekirdeğin çökmesi sonucu yeni oluşan nötron yıldızından dışarıya doğru hareket eden şok dalgası tarafından tedirgin edilir ve X-ışın yayacak kadar ısıtılır. Bu aşamada oluşması beklenen X-ışın atımı, rüzgârın dağılımı ve yoğunluğu hakkında bilgiler içerir. Genel olarak süpernova kalıntıları tayflarındaki X-ışın özellikleri ısısal ve ısısal olmayan olarak iki gruba ayrılır. Isısal ışınlamalar tamamen ortamın veya maddenin sıcaklığıyla ilişkiliyken, ısısal olmayanlar doğrudan maddenin sıcaklığına bağlı değildir.

Isısal ve ısısal olmayan ışınlamalar kaynağın tayflarındaki farklılıklar sebebiyle rahatlıkla ayırt edilebilir. Isısal ışınlamaların tayfları Gauss dağılımı biçimindeyken ısısal olmayan tayfları da bir güç kanunuyla ifade edilir. Isısal ve ısısal olmayan kaynaklardan yayılan ışınlamının dalgaboyuyla şiddeti arasındaki ilişki Şekil 2.15'te gösterilmiştir.

2.7.3.1. Isısal X-ışın Emisyonu

Isısal X-ışın tayfının süreklilik ve çizgi emisyonu şeklinde iki bileşenden meydana gelir. Yıldızlar ve kara delik yığılma disklerinin optikçe kalın tayflarında genel olarak kara cisim sürekliliği baskındır. Optikçe ince tayfa sahip süpernova kalıntıları için elektronların iyonlar ile çarpışmalarını içeren *bağlı-serbest*, *serbest-serbest* (Bremstrahlung ışınlamı) geçişler, serbest bir elektronun bir iyon tarafından yolundan saptırılması, serbest bir elektronun bir iyon tarafından yakalanması gibi karmaşık bir süreklilik söz konusudur. Bu mekanizmalar ısısal X-ışın

sürekliliğine farklı katkılar verir. Aralarındaki denge, iyonizasyon durumu ve sıcaklık ile belirlenir. Yüksek sıcaklıklarda süreklilikte Bremstrahlung ışıınımı hakimken, düşük sıcaklıklarda bağlı-serbest geçişlerden kaynaklanan süreklilik baskın hale gelir.



Şekil 2.15: Isısal ve ısısal olmayan kaynakların dalgaboylarıyla şiddetleri arasındaki değişim¹⁹.

Kara Cisim Işınımı: Termodinamik dengede bulunan, üzerine düşen tüm ışıınımı soğuran, yansıtmayan ve tüm dalgaboylarında yayınlayan tamamen kuramsal cisimlere *kara cisim* ve bunlardan yayınlanan ışıınıma da kara cisim ışıınımı denir (Şekil 2.16). Sıcaklıkları mutlak sıfırın üzerinde bulunan tüm cisimler ışıınım yapar. Kara cisim ışıınımı Planck tarafından literatüre kazandırılan ve kendi ismiyle anılan analitik ifadeyle verilmektedir (Planck, 1915).

$$B_{\lambda}(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda k_B T}} - 1} \quad (2.1)$$

Burada; B_{λ} dalgaboyuna bağlı kara cisim ışıınımını, h Planck sabitini, c ışık hızını, λ dalgaboyunu ve T sıcaklığı temsil eder. Planck dağılımına göre nesneler tüm dalgaboylarında ışıınım yaparlar. Cisimlerin ışıınım yaptığı maksimum dalgaboyu sıcaklığıyla ilişkilidir.

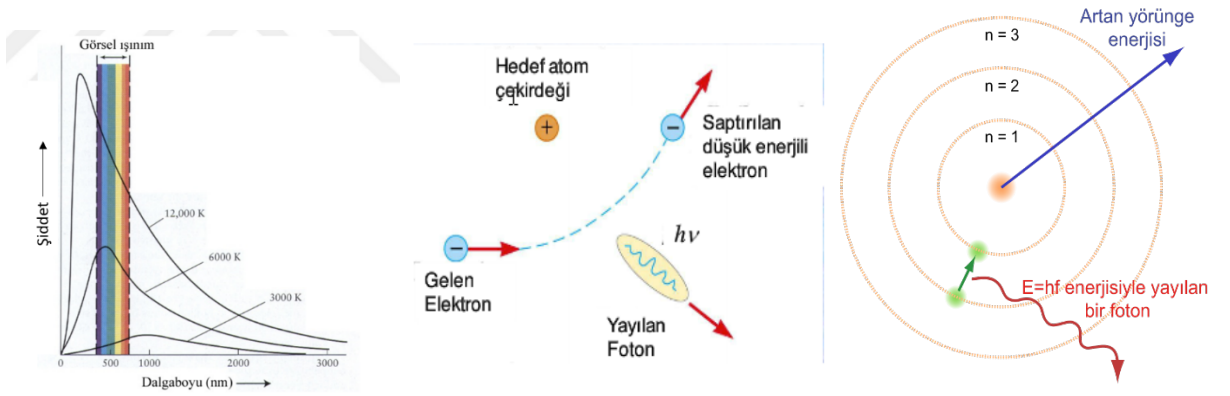
¹⁹ https://ase.tufts.edu/cosmos/view_picture.asp?id=1423

Maksimum dalgaboyu artan sıcaklıkla beraber kısa dalgaboylarına doğru kayar. Cismin sıcaklığı (T) ve maksimum dalgaboyu ($\lambda_{\max}$) arasındaki ilişkiyi veren bağıntıya *Wien Kayma Yasası* denir.

$$\lambda_{\max} T = 0.2898 \quad (2.2)$$

Isısal Bremsstrahlung Işınımı: Patlama sırasında oluşan öncü şok ve bu şokun süpürdüğü yıldızlararası madde miktarının artmasıyla oluşan ters şok arasında kalan maddenin sıcaklığı 10^5 K mertebesi üzerine çıkmaktadır. Bu sıcaklığa maruz kalan maddenin atomları tamamen iyonlaşır ve gaz ortam, pozitif iyon ve serbest elektronlar ile zenginleşir. Sıcak iyonize gazda serbest elektronlar ve pozitif yüklü iyonlar birbirlerini, elektrostatik çekim kuvveti (Coulomb) uygulayarak yavaşlatır ve bir ışınım yayınlamasına neden olur. İyonize gazda pozitif bir iyonun yakınından geçen serbest bir elektron iyon tarafından uygulanan kuvvet neticesinde ivmelenir. Elektron hızındaki değişim sonucunda meydana gelen enerji farkı bir ışınım olarak yayınlanır. Bu ışınım Bremsstrahlung ışınımı (*fren ışınımı*) denir (Seward ve Charles, 2010). Bu yakın çarpışmalar serbest-serbest ışınım örnekleridir (Şekil 2.16). Bremsstrahlung ışınımı sırasında gaz termal dengede ise iyonların ve serbest elektronların hızları Maxwell-Boltzmann dağılımına uyar. Ayrıca, gazın optik olarak ince olduğu, yani Bremsstrahlung ışınımı sonrası yayılan fotonların daha fazla absorpsiyona veya etkileşime maruz kalmadan plazmadan kaçtığı varsayılabilir.

Çizgi Işınımı: Süpernova kalıntılarının tayflarındaki çizgi emisyonu ortamdaki iyonların uyarılmasından kaynaklanır ve elektron ile pozitif iyonların çarpışmalarının hâkim olduğu bir süreçtir. Sıcaklığın 10^5 K mertebesinde olduğu ortamda bazı atomlar iyonize halde bulunmaz. Bu durumda ortamdaki serbest bir elektronun bir iyon ile çarpışması söz konusudur. Elektron tarafından uyarılan iyon bir üst seviyeye çıkar. Bu uyarılmış atomun temel seviyeye dönerken sahip olduğu fazla enerjisi bir foton olarak yayımlanır (Şekil 2.16). Bu foton elektromanyetik tayfın X-ışın bölgesinde bir emisyon çizgisi olarak gözlenir. Sıcak bir gazdan yayılan ışınım Bremsstrahlung ve çizgi ışınımının bileşimidir.



Şekil 2.16: Farklı sıcaklıklara sahip kara cisimlerin ışıınım şiddetleri arasındaki ilişki (sol panel²⁰), Bremsstrahlung (orta panel²¹) ve çizgi ışıınının (sağ panel²²) şematik gösterimi.

2.7.3.2. Isısal Olmayan X-Işın Emisyonu

Isısal olmayan radyatif süreçler, X-ışın emisyonu bakımından ısısal süreçler kadar önemlidir. Süpernova kalıntılarındaki ısısal olmayan emisyon kaynağı parçacıkların hızlanma sürecidir. Bu süreçte, yüklü parçacıklar şok tarafından manyetik alanlar arasında yansıtılarak, enerji kazandırılır ve hızlandırılır (Bell, 1978). Manyetik alan ile hızlandırılarak enerji kazanan ve sistemden kaçma eğiliminde olan parçacıklar güç kanuna göre enerji üretirler. Isısal olmayan X-ışın emisyonu *sinkrotron ışıınımı* ve *ters Compton* yoluyla sağlanmaktadır.

Sinkrotron Işıınımı: Süpernova kalıntılarındaki ısısal olmayan X-ışın emisyonunun ana kaynağıdır. Yüklü parçacığın manyetik alana girmesiyle, manyetik alan ve parçacık arasındaki etkileşimden kaynaklanan ve manyetik Bremsstrahlung olarak da bilinen bir ışıınımdır (Şekil 2.17). Manyetik alanda Lorentz kuvveti etkisiyle dairesel hareketler ile yol alan yüksek hızlı elektronlar sinkrotron ışıınımı yayar (Ginzburg ve Syrovatskij, 1967). Dairesel hareket eden yüklü bir parçacığın hız vektörünün yönü sürekli değiştiği için elektron ivmelenerek ışıınım yayar (Pollock, 1983).

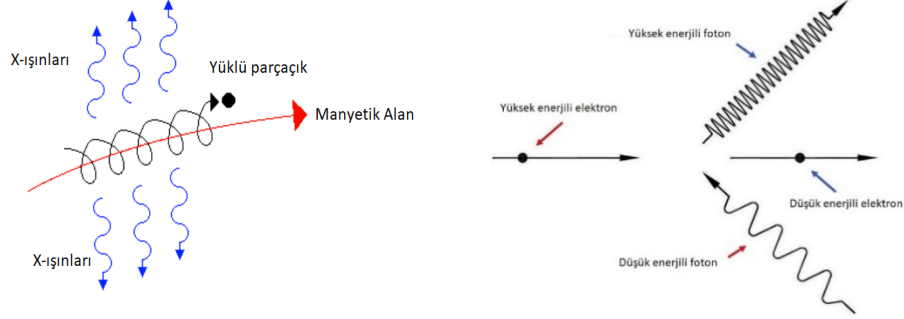
Ters Compton Işıınımı: Compton olayı, yüksek enerjili X-ışın fotonlarının serbest elektronlar ile çarpışarak foton ve elektronun saçılmasıdır (Şekil 2.17). Ters Compton ışıınımında, manyetik alanların arasında kalan ve aşırı hızlandırılmış elektronun fotonlar ile çarpışmasıyla da X-

²⁰ <http://www.kuark.org/2016/04/ders4-yildizlari-renkleri-ve-sicakliklari-astronomi-ve-astrofizik-dersleri/>

²¹ <https://bunubenbugunogrendim.wordpress.com/tag/karakteristik-x-isinlari/>

²² <https://tr.wikipedia.org/wiki/Elektron>

ışınları üretilir. Ters Compton saçılması süpernova kalıntıları için γ -ışın bölgesinde önemlidir (Hinton ve Hofmann, 2009).



Şekil 2.17: Manyetik alana giren yüklü bir parçacığın Sinkrotron ışıması (sol panel²³) ve ters Compton ışımasının (sağ panel²⁴) şematik gösterimi.

2.8. SÜPERNOVA KALINTILARININ GALAKSİ EVRİMİNE KATKILARI

Galaksilerin kimyasal evriminin araştırılmasında süpernova patlamaları ve kalıntılarının tayfsal analizleri önemli bir role sahiptir. Büyük patlamadan sonra Evren’de sadece hidrojen, helyum ve az miktarda ağır element bulunmaktaydı. Günümüzde Evren’de gözlenen ağır elementler ilk kuşak (Pop III) ile büyük kütleli ikinci kuşak (Pop II) yıldızların çekirdeklerinde üretilmiş ve süpernova patlamalarıyla yıldızlararası ortama saçılmıştır. Güneş gibi son kuşak yıldızlar (Pop I) da bu kimyasal kompozisyondan oluşmuştur. Evren’deki ağır elementlerin kaynağı süpernova patlamalarıdır.

Yıldızlar anakol aşamasına ulaştıklarında çekirdeklerinde hidrojeni yakarak helyuma çevirirler. Bu füzyon aşamasında hidrojen birleşmesinin bir kısmı enerjiye dönüşerek yıldızın hidrostatik dengede kalmasını sağlar. Yıldız çekirdeğindeki hidrojen tükendiğinde yıldız dengesini kaybeder ve anakoldan ayrılır. Bu süreçte yıldız çekirdeği helyumu yakabilecek sıcaklık ve yoğunluğa ulaşmak için çöker. Çekirdek sıcaklığı 100 milyon K’e ulaştığında atık olarak üretilen helyum 3- α reaksiyonlarıyla karbon ve oksijene dönüşür. Bu süreç daha ağır element oluşumunu sağlayacak şekilde devam eder. Genel olarak $M > 8 M_{\odot}$ kütleyle sahip yıldızlar çekirdeklerinde demir elementini füzyon yoluyla üretebilir. Demir elementinin füzyon

²³ http://abyss.uoregon.edu/~js/glossary/synchrotron_radiation.html

²⁴ Wright (2015)

reaksiyonlarıyla yanarak daha fazla element üretmesi söz konusu değildir. Çünkü bilinen en büyük kütleli yıldızların bile kütlesi demir ve ötesindeki diğer ağır elementleri yakabilecek merkezi sıcaklık ve yoğunluğa ulaşamaz. Bu durumda çekirdek çökerek bir süpernova patlaması oluşturur. Bu patlama aşamasında r (Hillebrant, 1978; Mathews ve Cowan, 1990) ve p (Lambert, 1992) süreçleri devreye girerek ağır elementleri nötronca ve protonca zenginleştirir (Meyer, 1994). Bugün periyodik tabloda tanımlanan demirden daha ağır elementlerin tümü bu şekilde meydana gelmiştir. Ağır elementlerin oluşumu yıldızın başlangıç kütlesine ve süpernova patlamasının şiddetine bağlıdır. Yıldızın çekirdeğinde üretilmiş ve süpernova patlaması sırasında üretilen ağır elementler patlamayla yıldızlararası ortama karışır. Süpernova patlaması geçiren yıldızların bağlı bulundukları galaksileri kimyasal bakımdan zenginleştirir.

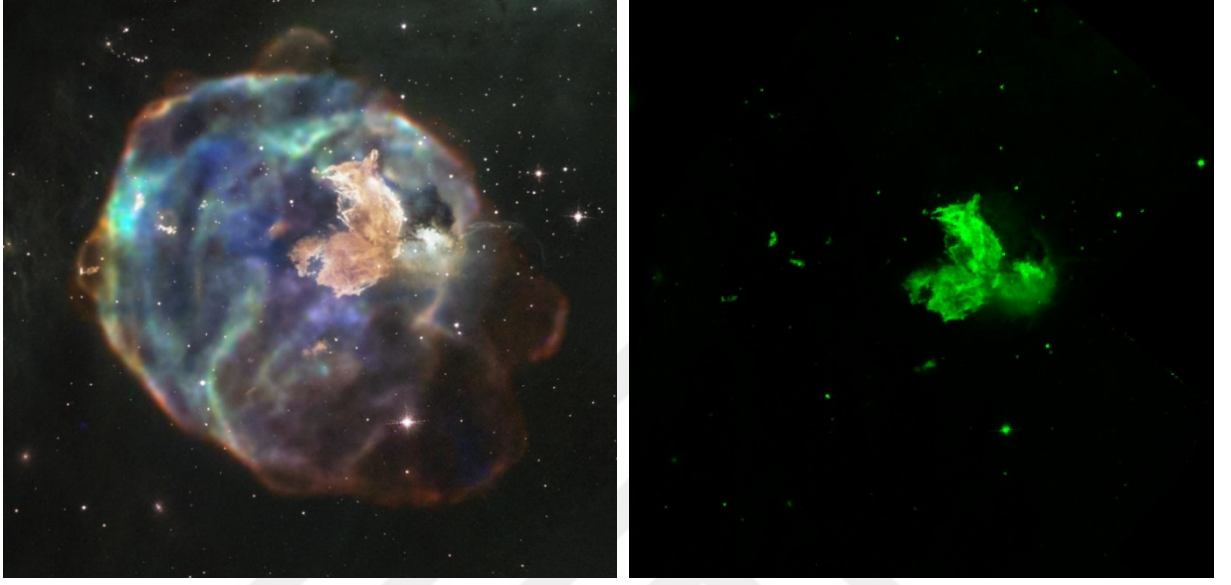
2.9. SÜPERNOVA KALINTISI: N63A

N63A süpernova kalıntısı Büyük Macellan Bulutu'ndaki (LMC) en parlak üç kalıntıdan biridir (Westerlund ve Mathewson, 1966). N63A, Samanyolu'ndan yaklaşık 50 kpc uzaklıkta (Feast, 1999) olup N63 HII bölgesi içinde yer almaktadır (Şekil 2.18). Kalıntının ata yıldızının yoğun ve karmaşık NGC 2030 O-B oymağındaki büyük kütleli bir Popülasyon I yıldızının şiddetli bir şekilde patlamasıyla oluştuğu düşünülmektedir (Lucke ve Hodge, 1970; Shull 1983; Chu ve Kennicutt, 1988; Hughes ve diğ., 1998). Ayrıca yapılan gözlemsel çalışmalar kalıntının HII bölgesinde oluşan ilk SNR olduğunu onaylamıştır (Shull, 1983). Kalıntının yaşı yaklaşık 4,500 yıl olarak verilmektedir (Williams ve diğ., 2006). Warren ve diğ. (2003) süpernova kalıntısının ilk detaylı X-ışın görüntüsünü analiz etmiş, Dickel ve diğ. (1993) de radyo bölgesinde kalıntıyı incelemiştir.

Bu kalıntının X-ışın bölgesindeki boyutu (34" ve 8.2 pc yarıçapında), üç parça halinde görünen optik kalıntının yaklaşık olarak üç katıdır (Mathewson ve diğ., 1983). Gözlenen element bollukları süpernova patlamasıyla atılan maddeden daha çok kalıntının yıldızlararası ortam ile etkileşmesinden kaynaklanmaktadır (Russell ve Dopita, 1990). Bununla birlikte, N63A kalıntısından gelen X-ışın emisyonu süpürülen yıldızlararası ortam ile uyumludur (Hughes ve diğ., 1998). Radyo bölgesinde kalın bir kabuk şeklinde görülen N63A kalıntısı (Dickel ve diğ., 1993), önemli bir IRAS kaynağıdır (Graham ve diğ., 1987).

Tez çalışmasında incelenen N63A süpernova kalıntısının X-ışın verileri *Chandra* veri arşivinden alınmıştır. Bu veriler analiz edilerek kalıntının plazma parametreleri ve element

bollukları konumsal olarak elde edilmiştir. Elde edilen parametrelerden kalıntının dinamik evrimi incelenmiştir. Bu tez sayesinde kalıntıların konumsal özellikleri ayrıntılı ortaya konmuştur.



Şekil 2.18: N63A'nın X-ışın ve optik dalgaboylarında alınmış birleştirilmiş görüntüsü (sol panel²⁵), HII bölgesindeki N63A'nın *Hubble* Uzay Teleskobuyla elde edilmiş görüntüsü²⁶.]

²⁵ <https://www.flickr.com/photos/nasamarshall/49034176937>

²⁶ <https://archive.org/details/CHAN-469>

3. MALZEME VE YÖNTEM

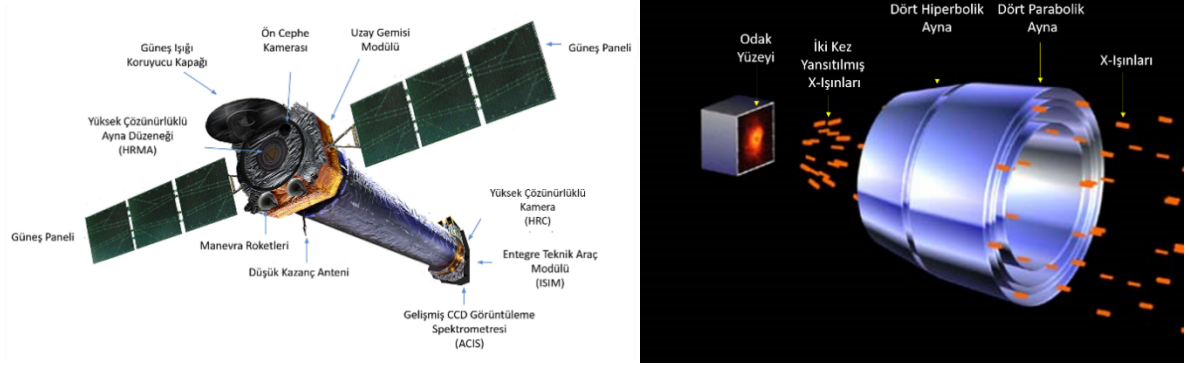
[Tezde, LMC'deki en parlak üç kalıntıdan biri olan N63A'nın, *Chandra* X-ışın uydusuyla 2000 yılında alınan yüksek uzaysal çözünürlüklü verisi kullanılarak tayfsal analizi yapılmış ve kalıntının ayrıntılı fiziksel özellikleri ile dinamikleri ortaya konmuştur. Kullanılan veriler ve bu verilerin analizlerinde uygulanan yöntemler aşağıda verilmiştir.

3.1. CHANDRA X-IŞIN UZAY TELESKOBU

Chandra X-ışın uzay teleskobu projesi 1976 yılında Amerikan Ulusal Havacılık ve Uzay Dairesi'ne (NASA) önerilmiş ve uydu NASA'nın uzay mekiği *Columbia* tarafından 23 Temmuz 1999'da fırlatılmıştır (Weisskopf ve diğ., 2002). Teleskop, Şekil 3.1'de gösterildiği gibi Wolter I tipinde 1.2 m çapa ve 10 m odak uzaklığına sahip iç içe geçmiş dört parabolik ve hiperbolik ayna çiftinden oluşur (Aschenbach, 1985). Bu optik düzenek, 0".5 çözünürlük ve 1° görüş alanı sağlar (Weisskopf ve diğ., 2003). *Chandra* X-ışın uzay teleskobu bu yüksek uzaysal çözünürlük ile duyarlı X-ışın görüntüleme ve tayfsal gözlemlerin yapılabilmesini sağlar. 145,000 km'lik enöte (2012 yılından itibaren), 4,000 km'lik enberi konumlarına göre oldukça eliptik bir yörüngede hareket eden uydunun yörünge periyodu 63.5 saattir.

Chandra uydusunda iki odak düzlemi cihazı mevcuttur. Bunlardan ilki gelişmiş CCD görüntüleme tay çekeridir (Advanced CCD Imaging Spectrometer, ACIS; Garmire ve diğ., 1997). Küçük detektörlerden oluşan iki boyutlu bir dizi şeklinde tasarlanan ACIS, eş zamanlı görüntüleme ve tayf elde eder. Süpernova kalıntıları gibi yaygın kaynakların görüntülerinden ve tayfsal analizlerinden element bollukları belirlenebilir. İkinci cihaz ise yüksek çözünürlüklü kameradır (High Resolution Camera, HRC; Murray, 1997). Yüksek çözünürlüklü görüntüleme, yüksek çözünürlük ile birlikte hızlı zaman ölçümü gerektiren gözlemler için kullanılabilir. Odak düzlemindeki ACIS veya HRC dedektöründe X-ışın odaklanmasını sağlayan Yüksek Çözünürlüklü Ayna Düzeneği (High Resolution Mirror Assembly, HRMA) mevcuttur. Bu düzenek sayesinde nokta saçılma fonksiyonu 0.5 yay saniyesi olan görüntüler alınabilmektedir. Aynaların hemen arkasında sırasıyla yüksek ve düşük enerjilere duyarlı olacak biçimde optimize edilen Yüksek Enerji Geçirgen Kırınım Ağı (High Energy Transmission Grating, HETG, 0.4-10 keV) ile Düşük Enerji Geçirgen Kırınım Ağı (Low Energy Transmission Grating, LETG, 1.5-6 keV) bulunmaktadır. Tayfsal çözünürlük kullanılan düzeneğe göre

($E/\Delta E$) 100 ile 1,000 aralığında değişmektedir. Veriler ACIS veya HRC düzeneklerinin her ikisiyle de gerçekleştirilebilir.

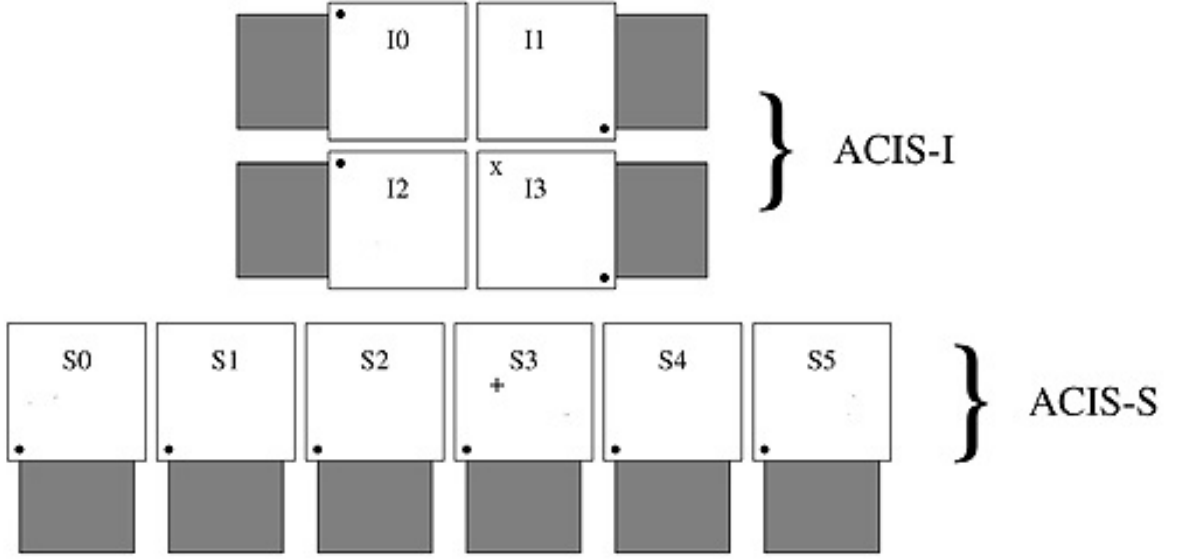


Şekil 3.1: *Chandra* teleskobu (sol panel) ve ayna düzeneği (sağ panel)^{27,28}.

Tezde kullanılan X-ışın verisi ACIS dedektörleriyle elde edilmiştir (Bautz ve diğ., 1998). ACIS dedektörü, doğrusal şekilde dizilmiş önden aydınlatmalı altı (ACIS-S) ve kare biçiminde düzenlenmiş arkadan aydınlatmalı dört geniş alan (ACIS-I) görüntüleme yongası olmak üzere, odak düzleminde bulunan 10 CCD'den oluşmaktadır. Etkin enerji aralığı 0.1-10 keV olan ACIS dedektörünün genel yapısı Şekil 3.2'de gösterilmiştir. Bu dedektör, görüntüden tayfsal ölçüm yapılmasını sağlamaktadır. Kameraya çarpan X-ışın fotonlarının varış zamanları, enerjileri ve konumları kaydedilir. ACIS dedektörünün en büyük avantajlarından biri yüksek çözünürlüklü ($\sim 0''.5$) konumsal görüntüler ile orta enerji çözünürlüğündeki ($E/\Delta E \sim 20-50$) tayfların eş zamanlı bir şekilde elde edilmesini sağlamasıdır. Kırınım ağısız ACIS gözlemlerinin enerji çözünürlüğü ($E/\Delta E \sim 20-50$; Cohen ve diğ., 2011), kırınım ağı kullanılan gözlemlerinkinden ($E/\Delta E \sim 900-1,000$; Canizares ve diğ., 2005) daha düşük olsa da yüksek çözünürlüklü konumsal ile birleştiğinde yaygın kaynakların detaylı özelliklerinin incelenebilmesine imkân verir. ACIS dedektöründeki yüksek enerjili X-ışınlarına duyarlılık, geniş toplama alanı ve yüksek çözünürlük yardımıyla nesnelerin yoğun bulunduğu bölgelerdeki sönük kaynakların incelenmesine olanak verir.

²⁷ <https://chandra.harvard.edu/resources/illustrations/craftIllustrations.html>

²⁸ <https://chandra.harvard.edu/resources/illustrations/teleSchem.html>



Şekil 3.2: ACIS dedektörünün genel yapısı²⁹.

3.2. X-IŞIN VERİLERİ VE ÖN İNDİRGEME İŞLEMLERİ

Chandra uydusunun dedektörleriyle elde edilen veriler her zaman kullanışlı olmayabilir. Örneğin; ACIS dedektöründeki okuma problemi alınan görüntü üzerinde doğrusal çizgiler yaratabilir. Bununla birlikte, CCD’lerde bilinen hatalı pikseller ve dedektörü etkileyen kozmik ışınların yoğunluğu hatalı ölçümlere neden olabilir. Bozuk piksellerin, kozmik ışın etkilerinin ve kötü zaman aralıklarının filtrelenmesiyle *Chandra* verileri üzerinde araştırmacının bilimsel amacına uygun veriler üretilebilir.

Bir gözlem verisinden uygun bir tayf çıkarabilmek için farklı verileri içeren birkaç dosyaya ihtiyaç duyulmaktadır. Bunlardan ilki dedektöre gelen her fotonun konumu, enerjisi ve zaman bilgisinin kaydedildiği *evt2.fits, ikincisi, teleskobun zaman içinde gösterdiği hareketlerin kaydedildiği *asol.fits ve üçüncüsü dedektörün fiziksel tepkisini hesaba katmak için *Ağırlıklı Yardımcı Yanıt* (ARF, Ancillary Response Files) ve *Yanıt Matrisi* (RMF, Response Matrix Files) dosyalarıdır. Her bir tayf için ARF ve RMF yalnızca gözlemsel veri için değil, aynı zamanda incelenen çip üzerindeki fiziksel konuma da bağlı olduğundan, ARF ve RMF

²⁹ https://chandra.harvard.edu/about/science_instruments.html

dosyaları, çıkarılan her tayf için ayrı ayrı oluşturulmalıdır. Dedektör kalibrasyon verilerinin ilişkilendirilmesini gerektiren bu dosyalar *Chandra* verilerinin analizi için tasarlanmış CIAO (*Chandra* Interactive Analysis of Observations)³⁰ yazılım paketinde (Fruscione ve diğ., 2006) otomatik şekilde oluşturulmaktadır.

Tezde kullanılan N63A kalıntısına ait 43.35 ksn'lik veri, *Chandra* X-ışın veri tabanındaki *ChaSeR* servisi³¹ kullanılarak *Chandra* arşivinden alınmıştır. Verinin ön indirgeme işlemleri, *Chandra* X-ışın grubu tarafından verilerin indirgenmesi ve analizi için geliştirilen standart yazılım paketi CIAO programının 4.13 sürümü kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Ayrıca verinin poz süresinden ölü zamanlar ve kozmik ışınların oluşturduğu yüksek arka plan ışınımına ait zaman aralıkları çıkarılmıştır. Ön indirgeme işlemlerinden sonra N63A için elde edilen işlenmiş verinin poz süresi 41.4 ksn olmuştur.

N63A'nın gözlemine ilişkin arşiv verileri, sırasıyla, gözlem adı, gözlem tarihi, poz süresi, kalıntının ekvatorial koordinat sistemindeki konumu, dedektör ve veri modunu içerecek şekilde Tablo 3.1'de listelenmiştir. Gözlem verisinin çözünürlüğü yay saniyesi mertebesinde olup N63A'nın ayrıntılı tayfsal analizi için uygundur.

Tablo 3.1: N63A'nın *Chandra* ACIS-S3 arşiv verileri.

Gözlem Adı	Gözlem Tarihi (gün/ay/yıl)	Poz süresi (ksn)	RA (sa:dk:sn)	DEC (°:':")	Dedektör	Veri Modu
777	16.10.2000	43.35	05 35 44.10	-66 02 14.00	ACIS-S	Sönük

3.3. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZLERİ

N63A süpernova kalıntısının gözlemsel özelliklerini belirleyebilmek için ön indirgemesi yapılan ve kozmik ışınlardan temizlenen yaklaşık 41.4 ksn poz süreli gözlem verisi kullanılmıştır. Kalıntının gözlem verisinden, CIAO V4.13 ile SAO DS9³² programları aracılığıyla, geniş band (*broadband image*) ve üç renk (*three color image*) görüntüleri

³⁰ <http://cxc.harvard.edu/ciao/>

³¹ <http://cda.harvard.edu/chaser/>

³² <http://ds9.si.edu/site/Home.html>

oluşturulmuştur. Geniş band görüntüsü sayesinde kalıntının geniş bir enerji aralığındaki (0.3-7 keV) gözlemsel özellikleri belirlenebilir. Tezde geniş band görüntüsünü oluşturmak için X-ışını verisi 0.3-7 keV enerji aralığında filtrelendirilmiştir. Üç renk görüntüsünde üç ayrı enerji aralığı üç farklı renk ile ifade edilmektedir; kırmızı: 0.3-0.96 keV, yeşil: 0.96-2.1 keV ve mavi: 2.1-7 keV. Bu enerji aralıkları kalıntının tayfında görülen emisyon çizgileri göz önünde tutularak oluşturulmuştur. Buna göre kırmızı renk O, Ne ve Fe-L çizgilerini, yeşil renk Mg ve mavi renk de Si ve S elementlerini temsil eder.

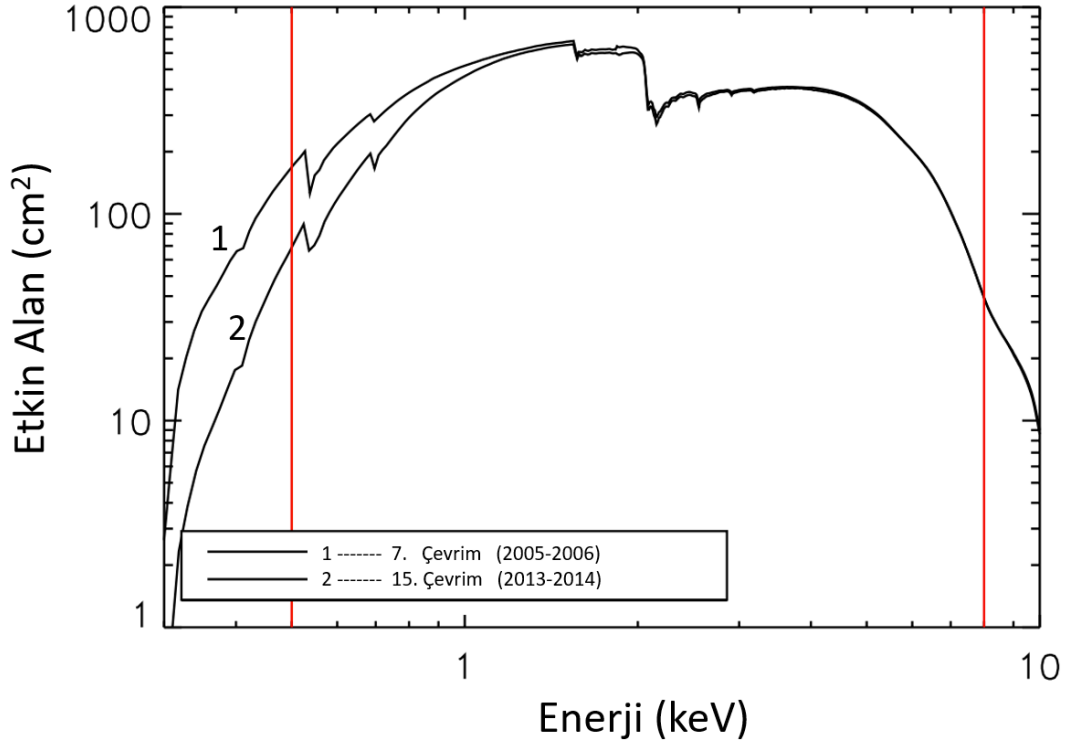
3.4. X-IŞIN TAYF ANALİZLERİ

Chandra X-ışın uydusu verilerine tayfsal analizlerin uygulanması için ACIS dedektörüyle ölçülen sayımların fiziksel olarak anlamlı enerji değerlerine (keV) dönüştürülmesi gereklidir. Bu durum aşağıdaki bağıntı yardımıyla matematiksel ifade edilebilir (Blissett ve Cruise, 1979).

$$C(I) = \int_0^{\infty} f(E) R(I, E) dE \quad (3.1)$$

Burada, $f(E)$ enerji uzayındaki kaynak tayfını, $C(I)$ kanal başına sayım cinsinden gözlenen tayfı ve $R(I, E)$ de kanal uzayıyla enerji uzayı arasında bir eşleşme sağlayan dedektör yanıt matrisini ifade eder. Matematiksel olarak, bağıntı (3.1) çözülebilsede pratikte bu genellikle mümkün değildir. Bu durum yanıt matrisinin $R(I, E)$ genellikle tekil olmasından kaynaklanır (Dolan, 1972; Blissett ve Cruise, 1979). Genel anlamda kullanılan geçici çözüm, $f(E)$ için bir model tayfını oluşturmak, bu modeli dedektör yanıtıyla birlikte ve gözlenen $C(I)$ ile karşılaştırmaktır.

Dedektörün verimliliği aynanın yansıtıcılığına, dedektörün kuantum verimliliğine, gözlenen nesnenin detektöre olan eksen açısına bağlıdır ve genel olarak etkin alan olarak ifade edilebilir. Şekil 3.3'te ACIS etkin alanının enerjiyle değiştiğine dair tipik bir örnek gösterilmektedir. ACIS dedektörü Şekil 3.3'te kırmızı dikey çizgiler ile gösterilen 0.5-8 keV enerji aralığında kalibre edilmiştir.



Şekil 3.3: *Chandra* 7. ve 15. çevrim arasındaki kuantum etkinliğinin değişimi³³.

Teleskop üzerindeki dedektörler uzun görev süreleri boyunca fiziksel bozulma ve kirlenmeye maruz kaldıklarından etkin alanları değişmektedir. Bu sebeple her bir gözlem verisi için doğru kalibrasyon dosyalarının kullanılması önemlidir.

Gözlem verisine uygun kalibrasyon dosyaları kullanılarak *Chandra* veri tabanından alınan ve ön indirilmesi yapılan X-ışın verilerinden tayflar oluşturulmalıdır. Tayf çıkarma işlemi *Chandra* web sayfasındaki bilgiler kullanılarak adım adım yapılabileceği gibi CIAO V4.13 *specextract* komutu aracılığıyla otomatik olarak da gerçekleştirilebilir. Genel olarak, araştırmacılar tarafından X-ışın tayflarının elde edilmesinde *specextract* komutu kullanılmaktadır. Bu komut dosyası her bir veri için kaynak ve arka alanı kullanmak üzere ARF ve RMF dosyalarını meydana getirir. ARF teleskop filtre ve dedektör etkilerinin (etkin alan / kuantum etkinliği) birleşimini içerirken, RMF enerji uzayından dedektör uzayına haritalamada kullanılır. Elde edilen kalibrasyon dosyalarıyla X-ışın tayfı güncellenir.

³³ <https://iro.uiowa.edu/esploro/outputs/doctoral/9983776866002771>

İncelenen kaynağın X-ışın tayfinin elde edilmesinde kullanılan *specextract* komutu; kaynak ve arka alan tayflarının çıkartılması (*dmextract* komutu), *mkwarf* için WMAP dosyasının elde edilmesi (*sky2tdet* komutu), ağırlıklandırılmış ARF dosyasının üretilmesi (*mkwarf* komutu), RMF dosyasının oluşturulması (*mkrmf* / *mkacisrmf* komutu), kaynak veya arka alan tayflarının gruplandırılması (*dmgroup* komutu) ve kaynak ile arka alan tayf dosyalarının güncellenmesi (*dmhedit* komutu) şeklinde sıralanan adımlar uygulamaktadır. Birden fazla gözlem verisinin varlığı söz konusu ise, tayflar her bir gözlem verisi için yukarıdaki yöntem kullanılarak oluşturulur ve *combine_spectra* komutuyla birleştirilir. Bu şekilde tayfsal analiz için uygun tayflar elde edilir.

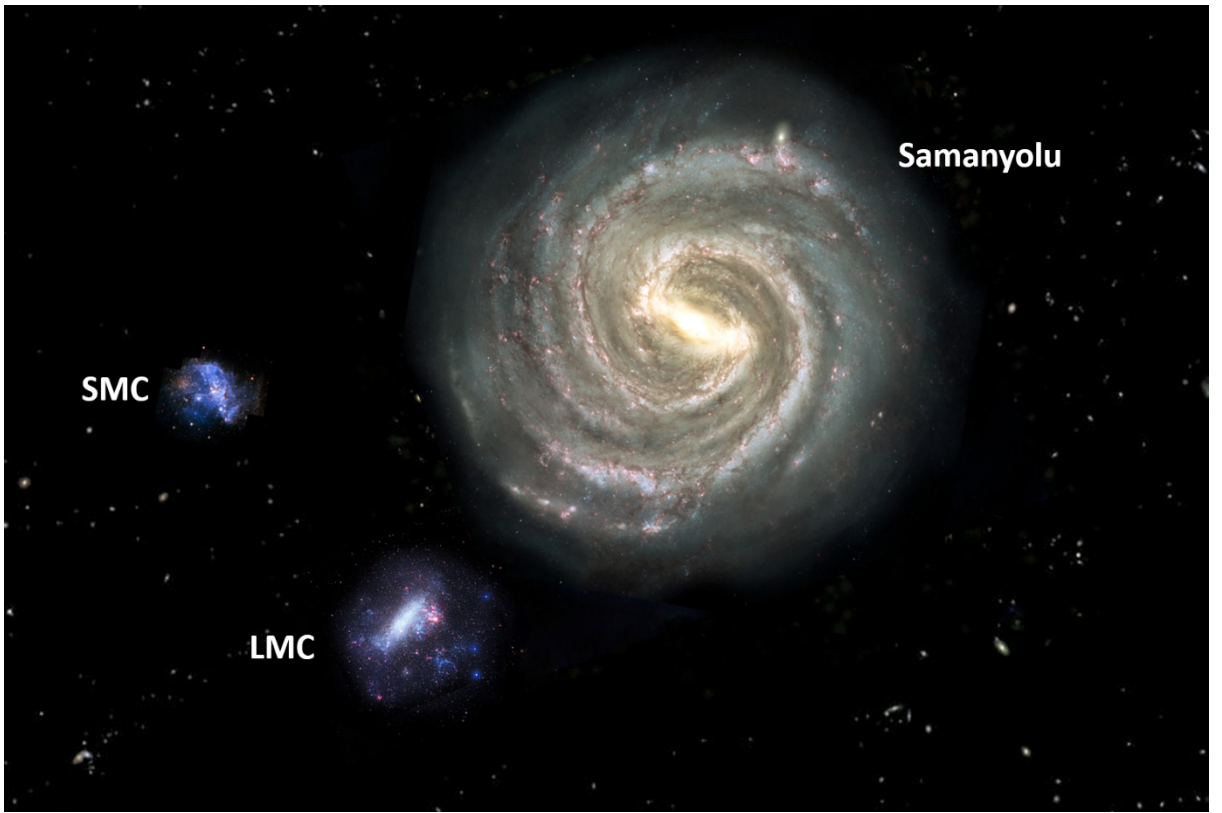
Bir kaynaktan yayılan ışınının mekanizmasını ve kaynağın yapısını anlamak için gözlemleri sayısal bir model ile karşılaştırmak gereklidir. Ancak üç boyutlu bir cismin, gökyüzü düzlemine olan yansıması görüldüğünden, cismin gerçek uzaysal yapısını belirleyebilmede daima belirsizlikler bulunur. Bu bakımdan modelleme önemli ve dikkatli yapılması gereken bir aşamadır. X-ışın tayfında görülen çizgiler her halükârda, ısısal ışınının varlığını gösterirken, sıcaklık, kimyasal bileşim ve madde miktarını hesaplamaya da imkân verir. N63A ısısal ışınım yapan orta yaşlı bir süpernova kalıntısı olduğundan, tezde incelenen tayflarının tamamı ısısal kökenlidir. Buna ilaveten, orta yaşlı N63A kalıntısı henüz iyonizasyon dengesine ulaşmamıştır. Dolayısıyla, tayfsal verilerin analizinde iyonizasyon dengesinde olmayan plazmalar için uygulanan NEI modeli kullanılmıştır.

N63A, LMC galaksisinde (Şekil 3.4) yer alan bir kalıntı olduğundan, tayfsal modellemelerde Samanyolu ve LMC'ye ait soğurmaların göz önünde bulundurulması gerekmektedir. 0.1-10 keV enerji aralığındaki etkin soğurma türü fotoelektrik soğurmadır ve etkileri modellerde dikkate alınmalıdır. Bu sebeple kalıntının tayflarını, biri Galaktik, diğeri LMC için olmak üzere iki soğurma kolunu bileşeniyle beraber (sırasıyla *phabs* ve *vphabs*), iyonizasyon dengesinde olmayan düzlem şok modeli (*vpshock*; Safi-Harb ve diğ., 2000; Borkowski ve diğ., 2001) uygulanmalıdır. Düzlem şok modeli, tayfları modelleyebilmek için elektron sıcaklığı (kT , k ; Boltzmann sabiti), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$, n_e ; şok sonrası elektron yoğunluğu, t ; şoktan sonra geçen zaman), emisyon ölçeği, element bollukları ve normalizasyon parametrelerini (A)

kullanılmaktadır. Normalizasyon parametresi *Chandra* uydusunun internet sayfasında³⁴ şu şekilde tanımlanmıştır:

$$A = \frac{10^{-24}}{4\pi d^2} \int n_e n_H dV \quad (3.2)$$

Burada d incelenen kaynağın Güneş'e uzaklığı (cm), n_e elektron yoğunluğu (cm^{-3}) ve n_H proton yoğunluğudur (cm^{-3}). Bağlıdaki integral, hacim emisyon ölçęęi (*EM*, Emission Measure) olarak ifade edilen nicelik olup ışıınım salan plazma miktarını ifade eden bir parametredir.



Şekil 3.4: Samanyolu, LMC ve SMC galaksilerinin şematik bir görüntüsü.

Tayfsal analizlerde NASA'nın Goddard Uzay Uçuş Merkezi'ndeki Yüksek Enerji Astrofizik Bilim Arşivi Araştırma Merkezi (*HEASARC*) tarafından kullanıma sunulan X-ışın veri analizi yazılım paketi *HEASOFT*'un³⁵ *XSPEC* (Arnaud, 1996) aracı kullanılmıştır. *XSPEC*, *Chandra* dahil olmak üzere çeşitli X-ışın gözlemevi verileriyle kullanılabilen etkileşimli bir X-ışın

³⁴ <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/node217.html>

³⁵ <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/lheasoft/>

tayfsal modelleme programıdır ve süpernova kalıntısı gibi yaygın kaynakların fiziksel özelliklerini inceleyebilmek için birçok model içerir. Modelleme işlemi için, iç kısımdaki kabuk çizgilerini ve güncellenmiş Fe-L çizgilerini de içeren (Badenes ve diğ., 2006) ATOMDB (Smith ve diğ., 2001) kodunu temel alan *XSPEC* programının NEI 3.0.4 versiyonu kullanılmıştır. Tayfsal modellemede Galaktik kolon yoğunluğu ($N_{H,GAL}$), N63A yönünde 0.03 derece kare büyüklüğündeki bölge için $1.72 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ (HI4PI iş birliği, 2016) hesaplanmıştır³⁶. LMC için kolon yoğunluğu değeri N63A için yapılan tayfsal modelleme sonucunda belirlenmiştir. LMC element bollukları ise Russell ve Dopita (1992) ile Schenck ve diğ.'nin (2016) değerlerindeki gibi sabit tutulmuştur. Russell ve Dopita (1992) tarafından hesaplanan Güneş'e göre LMC bollukları He = 0.83, C = 0.15, N = 0.04, S = 0.24, Ar = 0.18, Ca = 0.20 ve Ni = 0.40 şeklindedir. Schenck ve diğ. (2016) de LMC için O, Ne, Mg, Si ve Fe bolluklarını, sırasıyla, 0.13, 0.20, 0.20, 0.28, 0.15 şeklinde hesaplamıştır.

X-ışın tayflarına ait model parametrelerinin tayininde her bir tayf için oluşturulan gözlemsel veriler, geniş bir parametre aralığı için üretilen teorik modeller ile karşılaştırılır ve bu karşılaştırmalarda gözlemlere en uygun teorik modele ait parametreler incelenen kaynağın temel astrofizik parametreleri olarak kabul edilir. Gözlem verileriyle teorik verilerin karşılaştırılmasında genellikle ki-kare (χ^2) istatistiği kullanılır (Bevington, 1969):

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^k \left(\frac{X_i - \mu_i}{\sigma_i} \right)^2 \quad (3.3)$$

Burada X_i hesaplanan model değeri, μ_i gözlenen değeri, σ_i her bir k noktası için hatayı göstermektedir. Modeldeki χ^2 değerinin serbestlik derecesinin bölünmesiyle hesaplanan indirgenmiş ki-kare (χ^2_{red}) değeri, incelenen verinin ortalamasından 1σ içinde bulunan bir modelde 1 değerini verir. Bu gözlem ile model arasında iyi bir uyumu temsil eder ve verinin Gauss dağılımına da uygun olduğunu gösterir. En iyi model parametre değerinin belirlenmesinde parametre uzayları için hesaplanan en küçük (χ^2_{red}) değeri dikkate alınır.

3.5. SEDOV-TAYLOR MODELİ

Sedov-Taylor çözümü (Sedov, 1959) süpernovaların dinamik evrimlerinin açıklanmasında kullanılan en yaygın modellerden biridir. Model, patlamanın tekdüze bir ortamda

³⁶<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3nh/w3nh.pl>

gerçekleştiğini ve enerji kaybının bulunmadığını varsayar. Orta yaşlı kalıntılar, önlerindeki kütleyi hızla süpürerek soğurlar. Süpürülen kütle arttıkça genişleme yavaşlamasına rağmen enerji korunur. Bu süre zarfında enerjinin ışıınım yoluyla kaybı çok küçüktür ve genişlemenin adyabatik olduğu kabul edilir (Shklovskii, 1962; Cox, 1972). Adyabatik genişleme sırasında süpernova kalıntılarında Sedov-Taylor modeli uygulanabilir. Genişleme, çevresel ortamın yoğunluğuna (ρ) ve patlamayla açığa çıkan enerjiye (E_0) bağlı olduğundan model, kalıntının zaman ile olan davranışını iyi bir şekilde tahmin eder. Kaynağın uzaklığının bilinmesi durumunda E_0 enerjisi ve yaş (t) X-ışın akısıyla tayflarından elde edilebilir. Sedov-Taylor modelinde genişleyen SNR yarıçapı (r), şokun yayılma hızı (V_s) ve patlama enerjisi (E_0) olmak üzere aşağıdaki bağıntıyla ifade edilir.

$$r = E_0^{1/5} \rho^{-1/5} t^{2/5} \quad (3.4)$$

Şok dalgasının yayılma hızı $V_s = dr/dt$ bağıntısıyla;

$$V_s = \frac{2}{5} E_0^{1/5} \rho^{-1/5} t^{-3/5} \quad (3.5)$$

enerji, yoğunluk ve yaş parametrelerine bağlı olarak verilebilir. Bu durumda V_s , aşağıdaki bağıntıyla ifade edilebilir:

$$V_s = \frac{2r}{5t} \quad (3.6)$$

Böylece şok dalgasının yayılma hızı süpernova kalıntısının yarıçapı ve yaşına bağlı olarak hesaplanabilir. Patlama enerjisi de aşağıda verilen bağıntıyla kolaylıkla belirlenebilir.

$$E_0 = r^5 t^{-2} \rho \quad (3.7)$$

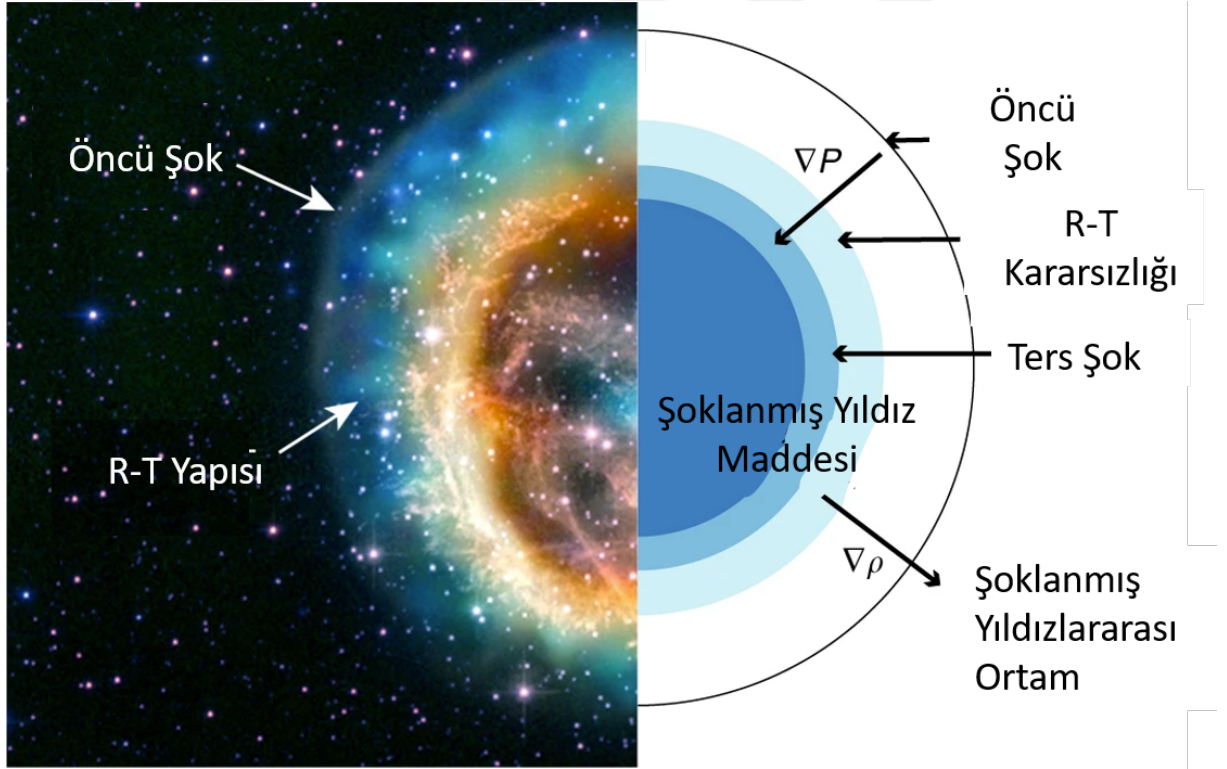
Burada $\rho = nm_p$ 'dir. n birim hacimdeki parçacık sayısı ve m_p protunun kütlesi olup değeri 1.673×10^{-24} gr'dır.

İyonize plazma için; iyonlar ve elektronlar arasındaki ısısal enerjinin eşit olarak dağıldığı güçlü şok ($\rho=4\rho_0$) ve monoatomik gaz ($\gamma=5/3$) varsayımı altında sıcaklık;

$$T = \frac{3\mu V_s^2}{16k} \quad (3.8)$$

şeklinde ifade edilebilir. Burada k , Boltzmann sabiti, μ ortalama molekül ağırlığıdır. Ortalama molekül ağırlığı proton kütlesi cinsinden $\mu = 0.6m_p$ bağıntısıyla verilmektedir.

Analitik çözümler (Sedov, 1959), şokun arkasındaki yoğunluk, basınç ve sıcaklık akışını tanımlar. Çevresel maddenin tayfsal analizinden belirlenen sıcaklık ile şok dalgasının genişleme hızı hesaplanabilir. Hesaplanan genişleme hızı Sedov-Taylor modelindeki bağıntıda yerine yazılarak kalıntının yaşı, sonra da patlama enerjisi tayin edilebilir. Asimetrikler ve dengeden sapmalar ihmal edilmiş olsa da bu model Sedov-Taylor evresindeki orta yaşlı bir SNR'nin süpernova dinamiklerini hesaplamak için oldukça elverişlidir. Sedov-Taylor evresindeki bir süpernova kalıntısının genel durumu şematik olarak Şekil 3.5'te gösterilmiştir.



Şekil 3.5: Sedov-Taylor evresindeki bir süpernova kalıntısının görüntüsü ve şematik yapısı³⁷.]

³⁷ (Kuran ve diğ., 2018)

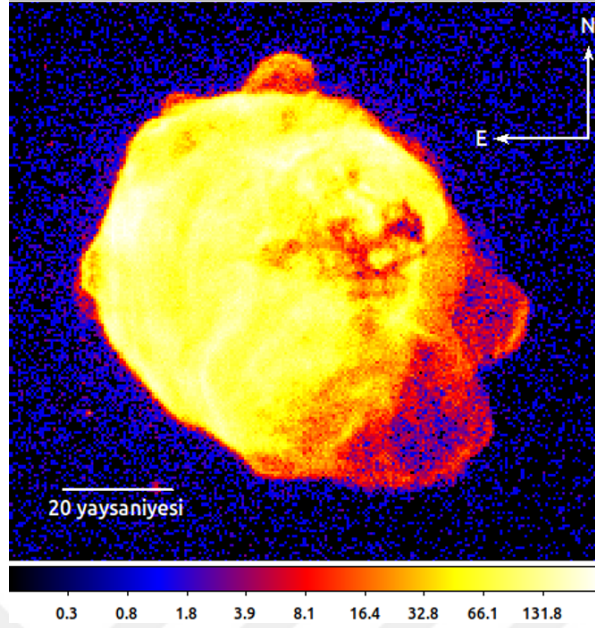
4. BULGULAR

4.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZİ

Tezde kullanılan gözlem verisi, N63A kalıntısının 2000 yılında ACIS-S3 dedektörüyle elde edilmiştir (bkz. Tablo 3.1). *Chandra* X-ışın uydusu arşivinden alınan veriye öncelikle CIAO V4.13'te bulunan *chandra_repro* komut dosyası uygulanarak gözlem verisi aletsel etkilerden arındırıldı. Ardından bu veriden arka plandaki parlamalar ve kozmik ışınlar, CIAO'nun *lc_clean* komutu kullanılarak temizlendi. Ön indirgeme işlemlerinden sonra N63A'nın gözlem verisine ait poz süresi 41.4 ksn olmuştur.

N63A süpernova kalıntısının gözlemsel özelliklerini belirleyebilmek amacıyla ön indirgemesi yapılan 41.4 ksn poz süreli gözlem verisinden CIAO V4.13 ile SAO DS9 programları kullanılarak, geniş band ve üç renk görüntüleri oluşturuldu. N63A için 0.3-7 keV enerji aralığında oluşturulmuş geniş band görüntüsü Şekil 4.1'de gösterilmiştir. Kalıntı üzerindeki renk ölçeği X-ışın sayımlarına göre oluşturulmuş olup siyah ve beyaz renkler en şiddetli ve en zayıf X-ışınının alındığı bölgeleri temsil etmektedir.

Kalıntının geniş bir enerji aralığında oluşturulan görüntüsünde dış kısımlardaki yaygın yapılar dikkat çekmektedir. Doğu yönünde kalıntı sınırındaki belirgin bir parlak yapı söz konusuysen güneybatı sınırında sönük ve yaygın uzantılar; kalıntının kuzey sınırında ve doğu yönündeki parlak yapının hemen altında ise daha küçük uzantılar bulunmaktadır. Kalıntı üzerindeki en dikkat çekici yapılardan biri de batı yönündeki iç kısımlarda bulunan X-ışınlarındaki sönük bölgedir. Bu kısım optik bölgede oldukça belirgin şekilde görülen iyonize hidrojen bölgelerine ve milimetrealtı dalgaboylarında etkin olan molekül bulutlarına karşılık gelmektedir. Kalıntının geniş band görüntüsünün genel görünümü küresellikten uzaktır ve patlama özelliklerinden veya çevresel ortamdan kaynaklanabilecek asimetric yapıları işaret etmektedir.



Şekil 4.1: N63A kalıntısının 0.3-7 keV enerji aralığındaki geniş band görüntüsü. Şekil üzerindeki renk ölçeği X-ışın akı şiddetini göstermektedir. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini temsil etmektedir.

N63A'nın üç renk görüntüsünde (Şekil 4.2) üç farklı renk üç ayrı enerji aralığını temsil etmektedir. Kalıntının üç renk görüntüsündeki kırmızı renk 0.3-0.96 keV, yeşil renk 0.96-2.1 keV ve mavi renk 2.1-7 keV enerji aralıklarına karşılık gelmektedir. Üç renk görüntüsü dikkate alındığında kalıntının dış kısmındaki sönük yaygın yapılardan ve keskin sınırdan genel olarak yumuşak (kırmızı) X-ışınlarının geldiği görülmektedir. Geniş band görüntüsünde doğu sınırındaki parlak bölge üç renk görüntüsünde de kendini belli etmektedir. Kalıntıda genel olarak yumuşak X-ışınlarının hâkim olduğu görülse de iç kısımlardan kalıntının dış sınırına göre daha sert X-ışınının geldiği söylenebilir. Ayrıca kalıntının iç kısımlarında daha sert (mavi) X-ışınının geldiği küçük bölgeler mevcuttur. Kalıntının geniş band görüntüsünde batı iç kısımda görülen sönük bölge, üç renk görüntüsünde de benzer şekilde X-ışınlarında etkin değildir.



Şekil 4.2: N63A kalıntısının üç renk görüntüsü. Şekil üzerindeki renklere kırmızı 0.3-0.96 keV, yeşil 0.96-2.1 keV ve mavi 2.1-7 keV enerji aralığına karşılık gelmektedir. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1’de belirtildiği gibidir.

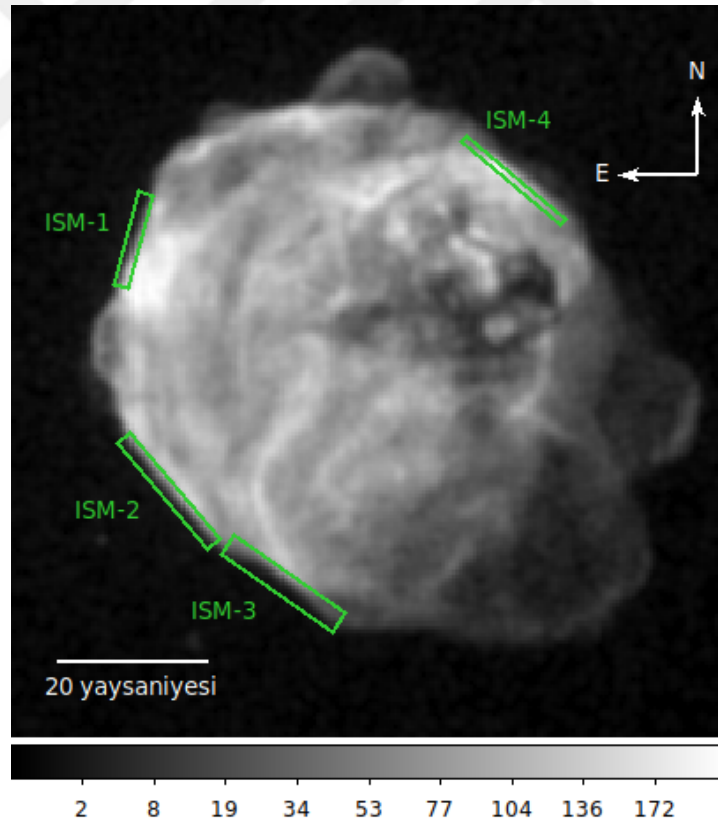
4.2. X-IŞIN TAYF ANALİZİ

Tezde X-ışın tayf analizlerinden, LMC’deki parlak süpernova kalıntılarından biri olan N63A’nın fiziksel parametreleri ve element bollukları konumsal olarak elde edilmiştir. Bu analizlerde kullanılan kuramsal bilgiler Bölüm 3.4’te detaylı bir şekilde verilmiştir.

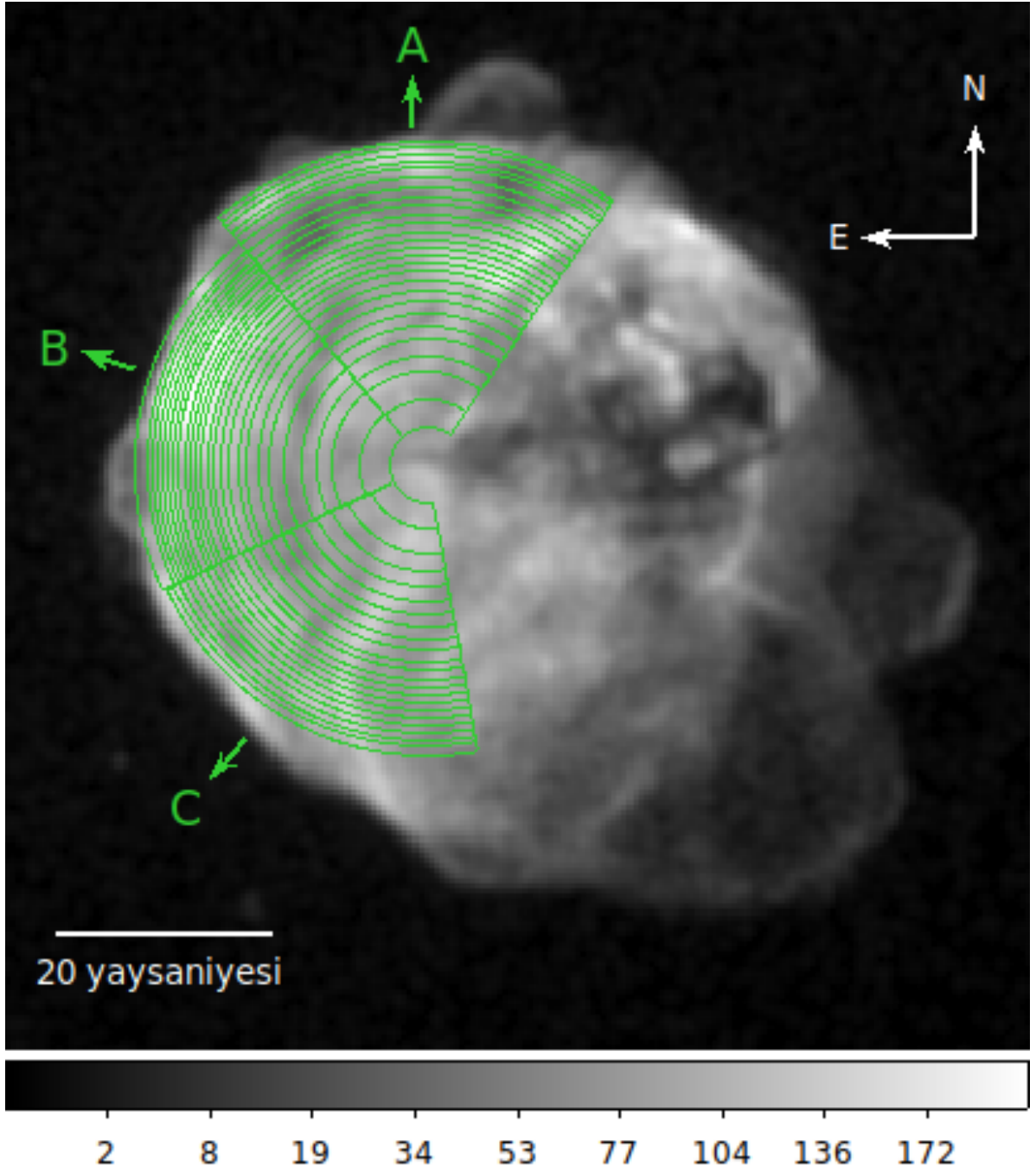
Tayfsal analizlerde ilk önce, çevresel madde (CSM, Circumstellar Medium) olarak adlandırılan, şok dalgalarının süpürdüğü yıldızlararası ortam (ISM, Interstellar Medium) bölgeleri geniş band görüntüsü üzerinde SAO DS9 programı kullanılarak belirlendi. CSM bölgeleri özellikle kalıntının dış sınırındaki homojen kısımlardan seçilmiştir. Kalıntının güneybatı ve kuzey yönlerinde dış sınırlardaki sönük ve yaygın yapılar ile doğu yönündeki küçük uzanım ISM

analizlerinde kullanılmamıştır. Seçilen ISM bölgeleri Şekil 4.3'te gösterilmiştir. Her bir ISM bölgesi için X-ışın sayım değerleri yaklaşık 6,000 civarındadır.

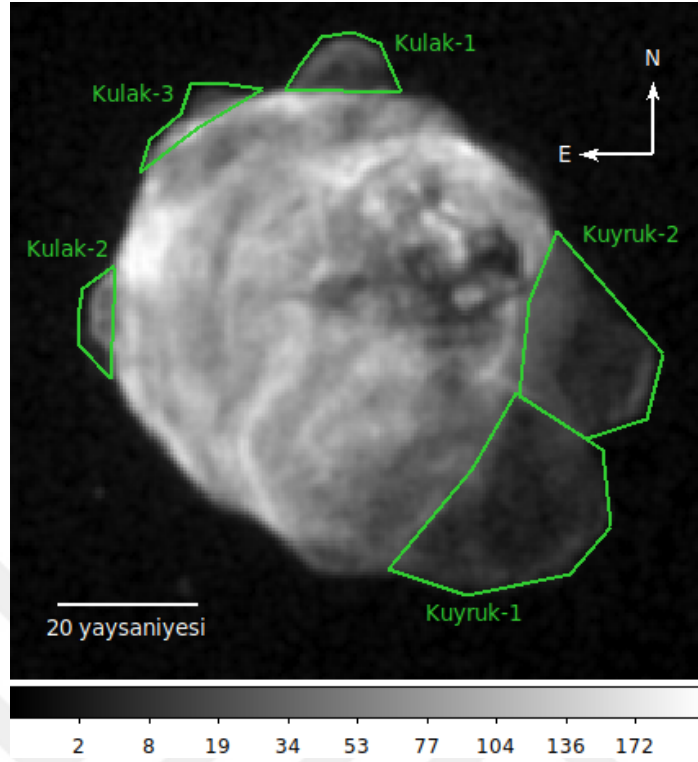
Chandra uzay teleskobuyla elde edilen tayfların yüksek çözünürlüklü olması N63A kalıntısının küçük bölgelere ayrılarak incelenebilmesine fırsat vermiştir. Kalıntının geniş band X-ışın görüntüsü üzerinde SAO DS9 programı kullanılarak üç farklı doğrultuda radyal bölgeler belirlenmiştir. Bu radyal doğrultulardaki bölgelerin her biri yaklaşık 5,000 X-ışın sayımı içermektedir. Radyal doğrultuların isimlendirilmesinde saat yönünün tersinde A, B ve C harfleri kullanılmıştır ve her bir bölge kalıntı merkezinden dış kısma doğru sayılar ile etiketlenmiştir. Üç farklı radyal doğrultuda kalıntının merkezinden itibaren seçilen bölgeler Şekil 4.4'te gösterilmiştir. Kalıntının dış kısmındaki yaygın sönük yapılar ile iç kısımdaki sönük bölgeler de ayrıca incelenmiştir. Kalıntının dış kısımlarındaki yaygın yapılardan belirlenen bölgeler Şekil 4.5'te ve iç kısımlardan seçilen sönük bölgeler de Şekil 4.6'da verilmiştir.



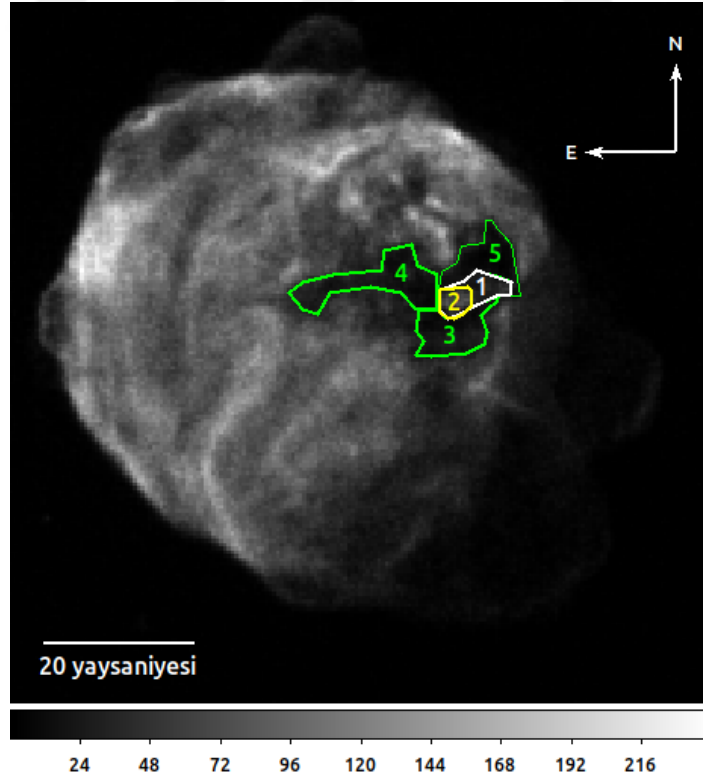
Şekil 4.3: N63A kalıntısının geniş band görüntüsü üzerinde belirlenen ISM bölgeleri. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1'de belirtildiği gibidir.



Şekil 4.4: N63A kalıntısı üzerinde saat yönünün tersinde A, B ve C harfleri ile belirtilen üç radyal doğrultu ve bu doğrultularda belirlenen bölgeler. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1’de belirtildiği gibidir.



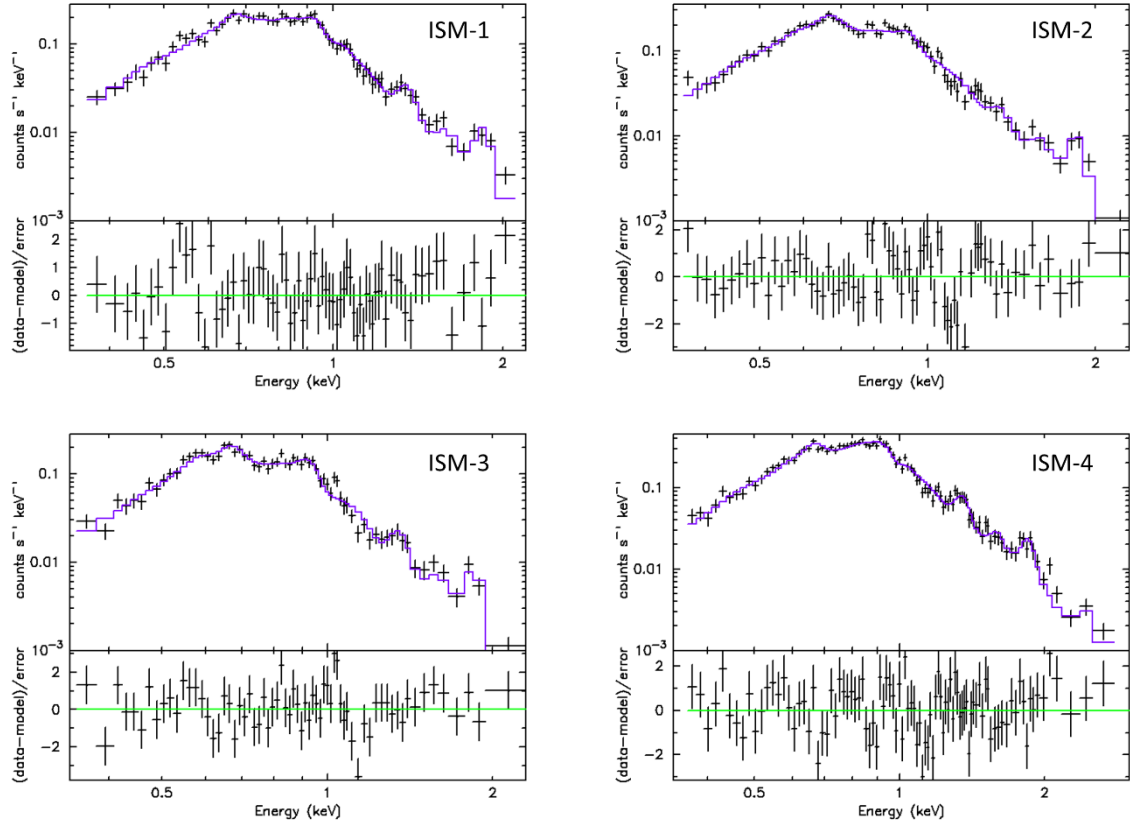
Şekil 4.5: N63A kalıntısının dış sınırındaki sönük ve yaygın kısımlardan belirlenen bölgeler. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1’de belirtildiği gibidir.



Şekil 4.6: N63A kalıntısının iç kısımlarındaki sönük yapılardan belirlenen bölgeler. Oklar ile işaret edilen N ve E harfleri Şekil 4.1’de belirtildiği gibidir.

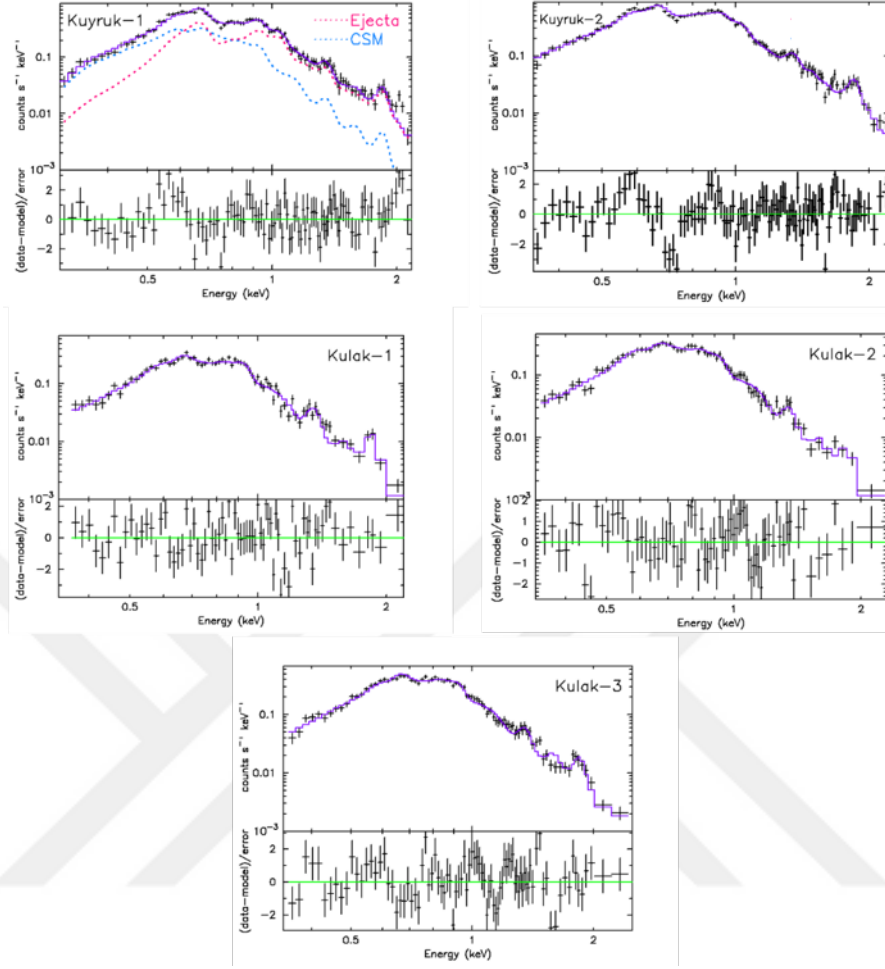
N63A süpernova kalıntısının detaylı analizlerinin gerçekleştirilebilmesi için belirlenen radyal bölgeler, kalıntının dışındaki yaygın yapılar, kalıntı içindeki sönük kısımlardan seçilen bölgeler ve ISM bölgelerinin tayfları CIAO V4.13 programının *specextract* komutu kullanılarak alındı. Her bir bölgeden alınan tayflar enerji kanalı başına en az 20 X-ışın sayımı içerecek şekilde oluşturuldu. Tayf çıkarma işleminde arka alan olarak SNR'nin dış kısmında ışıınım kaynağı içermeyen bölgeler kullanıldı. İncelencek bölgelerin tayfları bu şekilde oluşturuldu ve X-ışın tayf analizlerine başlandı. Tayflara, Bölüm 3.4'te bahsedilen biri Galaktik, diğeri LMC için olmak üzere iki bileşenli soğurma kolonuyla birlikte bir düzlem şok modeli (Borkowski ve diğ., 2001) uygulandı. Modelleme işlemi için ATOMDB (Smith ve diğ., 2001) kodunu temel alan XSPEC programının NEI 3.0.4 sürümü kullanıldı. Modellerde Galaktik kolon yoğunluğu, LMC kolon yoğunluğu ve element bolluklarıyla düzlem şok hesaplarının yapılmasında, sırasıyla, *phabs*, *vphabs*, *vpshock* komutları uygulandı. Bir bileşenli düzlem şok modelinin yeterli olmadığı bölgelerin tayfları için modele ikinci bir *vpshock* bileşeni eklendi. Tayflar genel olarak 0.3-3 keV enerji aralığında analiz edildi. Tüm tayfsal modellerde N63A kalıntısı doğrultusunda Galaktik kolon yoğunluğu $N_{\text{H,GAL}} = 1.72 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ (HI4PI iş birliği, 2016) değerinde, LMC element bollukları da Russell ve Dopita (1992) ile (Schenck ve diğ., 2016) tarafından Güneş bolluklarına göre hesaplanan değerlerde sabit tutuldu.

Şoka uğramış ISM bölgelerinin tayflarının düzlem şok modelinde, LMC kolon yoğunluğu, elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği ve normalizasyon parametreleriyle O, Ne, Mg, Si, Fe bollukları serbest bırakıldı. Bu şekilde her bir ISM bölgesi tayfi için istatistiksel olarak kabul edilebilir sonuçlar elde edildi (indirgenmiş χ^2 ; $\chi^2_{\text{red}} < 1.42$). Dört ISM bölgesi için yapılan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar Şekil 4.7'de gösterilmiştir.



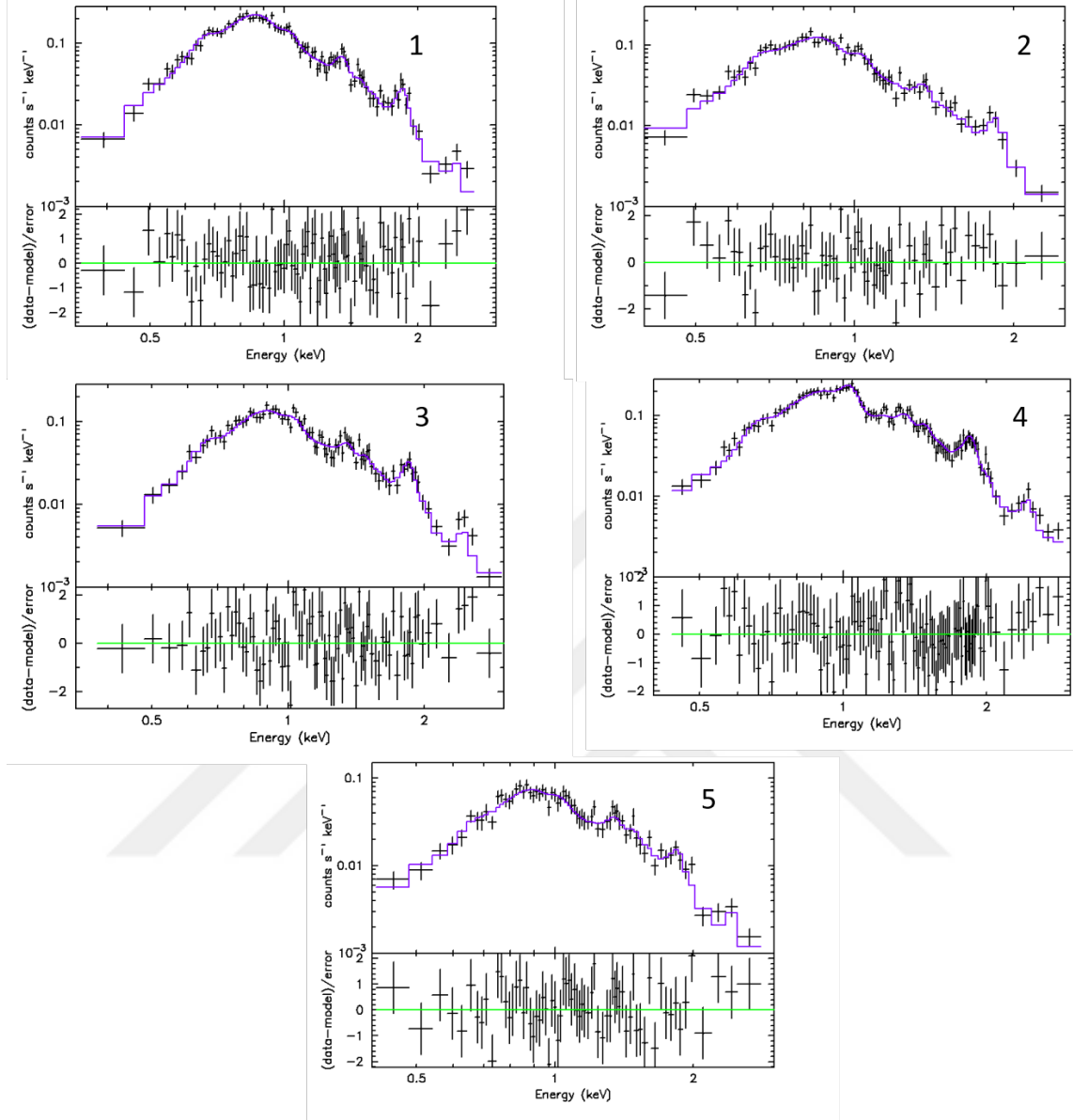
Şekil 4.7: ISM-1 (sol üst panel), ISM-2 (sağ üst panel), ISM-3 (sol alt panel) ve ISM-4 (sağ alt panel) bölgelerine yapılan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar. Gözlemler (+) sembolleri ve modeller de mor çizgiyle gösterilmiştir. Artı sembolünün büyüklüğü hata miktarını göstermektedir.

Kalıntının dış kısmındaki yaygın sönük yapılar ile iç kısımdaki sönük bölgelerin tayfsal incelemelerinde bir bileşenli düzlem şok modeli kullanıldı (Bkz. Bölüm 3.4). ISM bölgelerinin analizlerine benzer olarak bu bölgelerin tayfsal incelemelerinde de LMC kolon yoğunluğu, elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği ve normalizasyon parametreleriyle O, Ne, Mg, Si, Fe bollukları serbest bırakıldı. Bu şekilde her bir özel bölge için istatistiksel olarak uygun sonuçlara ulaşıldı (indirgenmiş χ^2 ; $\chi^2_{\text{red}} < 1.44$). Kalıntının dış kısımlarındaki sönük yaygın yapılardan belirlenen bölgeler ve iç kısımlardan seçilen sönük bölgeler için gerçekleştirilen tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar, sırasıyla, Şekil 4.8 ve Şekil 4.9’da gösterilmiştir.



Şekil 4.8: Kalıntının dış kısımlarındaki sönük ve yaygın yapılardan belirlenen bölgelere yapılan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar. Semboller Şekil 4.7’de tanımlandığı gibidir.

Kalıntı üzerinde üç farklı doğrultuda radyal olarak belirlenen toplam 75 bölgeye ait tayfların her birine *XSPEC* programı kullanılarak X-ışın tayf analizi gerçekleştirildi. Tayfsal analizlerde Bölüm 3.4’te bahsedilen düzlem şok modeli uygulandı. Radyal bölgelerin dış kısımlarının analizlerinde bir bileşenli düzlem şok modeli yeterli olurken iç kısımlarında biri ISM’yi diğeri patlamayla atılan yıldız maddesini temsil eden iki bileşenli düzlem şok modeli kullanıldı. Bir bileşenli modellerde LMC kolon yoğunluğu, elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği, normalizasyon parametreleriyle O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları serbest bırakıldı. Şoka uğramış ISM’yi ve atılan maddeyi içeren iki bileşenli modellerde ise ISM bileşeninin normalizasyon hariç tüm parametreleri ortalama ISM değerlerinde sabit tutulurken,



Şekil 4.9: Kalıntının iç kısımlardan seçilen sönük bölgeler için gerçekleştirilen tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar. Semboller Şekil 4.7’de tanımlandığı gibidir.

atılan maddeyi temsil eden bileşende yine elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği, normalizasyon parametreleriyle O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları serbest bırakıldı. LMC kolon yoğunluğu da serbest bırakılarak hesaplandı. Bu şekilde gerçekleştirilen düzlem şok modellerinde indirgenmiş ki-kare, istatistiksel olarak kabul edilebilir değerdedir. ($\chi^2_{\text{red}} \leq 1.5$). Radyal bölgeler için uygulanan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar EK.1’de sunulmuştur.

4.2.1. Şoka Uğramış Yıldızlararası Ortam

Kalıntının dış sınırındaki homojen bölgelerden alınan ISM tayflarına düzlem şok modeli uygulanarak gözlemleri en iyi ifade eden tayfsal model parametreleri tayin edilmiştir. Seçilen dört ISM bölgesi için tayfsal analizlerden hesaplanan LMC kolon yoğunluğu ($N_{\text{H,LMC}}$), elektron sıcaklığı (kT), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$), normalizasyon parametresi ($Norm$) ile O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları Güneş bolluğu cinsinden (Anders ve Grevesse, 1989) hesaplanmıştır. Elde edilen bulgular Tablo 4.1’de verilmiştir. Ayrıca aynı tablo üzerinde dört bölgeden elde edilmiş parametrelerin ortalama değerleri de sunulmuştur. Dört ISM bölgesi için hesaplanan tayfsal parametreler hata sınırları içinde birbirleriyle uyumludur.

Tablo 2.1: N63A kalıntısının dört ISM bölgesi için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge	$N_{\text{H,LMC}}$ (10^{22}cm^{-2})	kT (keV)	$n_e t$ ($10^{11}\text{cm}^{-3}\text{sn}$)	$Norm$ (10^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	χ^2_{red}
ISM1	$0.04^{+0.03}_{-0.08}$	$0.48^{+0.09}_{-0.11}$	$2.65^{+1.31}_{-3.98}$	$0.76^{+0.29}_{-0.67}$	$0.13^{+0.04}_{-0.06}$	$0.30^{+0.09}_{-0.12}$	$0.22^{+0.08}_{-0.12}$	$0.39^{+0.15}_{-0.20}$	$0.12^{+0.03}_{-0.05}$	1.01
ISM2	$0.01^{+0.01}_{-0.01}$	$0.48^{+0.07}_{-0.10}$	$1.95^{+1.02}_{-2.87}$	$0.69^{+0.21}_{-0.26}$	$0.15^{+0.02}_{-0.03}$	$0.25^{+0.04}_{-0.05}$	$0.10^{+0.06}_{-0.07}$	$0.40^{+0.17}_{-0.22}$	$0.10^{+0.02}_{-0.04}$	1.24
ISM3	$0.01^{+0.01}_{-0.07}$	$0.56^{+0.13}_{-0.15}$	$0.77^{+0.36}_{-1.45}$	$0.37^{+0.13}_{-0.34}$	$0.17^{+0.05}_{-0.04}$	$0.32^{+0.10}_{-0.08}$	$0.24^{+0.10}_{-0.13}$	$0.52^{+0.24}_{-0.30}$	$0.12^{+0.05}_{-0.07}$	1.40
ISM4	$0.01^{+0.01}_{-0.02}$	$0.73^{+0.03}_{-0.12}$	$1.36^{+0.49}_{-0.64}$	$0.77^{+0.14}_{-0.17}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	$0.27^{+0.06}_{-0.03}$	$0.26^{+0.07}_{-0.03}$	$0.25^{+0.10}_{-0.06}$	$0.15^{+0.02}_{-0.04}$	1.27
ORT	$0.01^{+0.02}_{-0.04}$	$0.56^{+0.08}_{-0.12}$	$1.68^{+0.80}_{-2.23}$	$0.65^{+0.19}_{-0.36}$	$0.15^{+0.03}_{-0.04}$	$0.28^{+0.07}_{-0.07}$	$0.20^{+0.08}_{-0.09}$	$0.39^{+0.16}_{-0.19}$	$0.12^{+0.03}_{-0.05}$	1.23

4.2.2. Kalıntı Üzerindeki Özel Yapılar

Kalıntının dış kısımlarındaki sönük yaygın yapılardan belirlenen beş bölgenin tayfına düzlem şok modeli uygulanarak gözlemleri en iyi ifade eden tayfsal model parametreleri belirlenmiştir. Bu bölgeler için gerçekleştirilen tayfsal analizlerden elde edilen elektron sıcaklığı (kT), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$), normalizasyon parametresi ($Norm$) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları Güneş bolluğu cinsinden (Anders ve Grevesse, 1989) hesaplanmış ve sonuçlar Tablo 4.2’de verilmiştir.

N63A kalıntısının dış kısmındaki sönük yapılara ait tayfsal parametrelerin, kalıntının dış kısmından seçilen ISM bölgeleriyle hata sınırları içinde uyumlu olduğu görüldü. Bu durum, sönük ve yaygın yapılarda atılan maddeden ziyade şoka uğramış yıldızlararası ortamın baskın olduğuna işaret etmektedir.

Tablo 3.2: N63A kalıntısının dış kısımlarındaki sönük yaygın yapılardan seçilen bölgeler için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge	kT (keV)	$n_e t$ ($10^{11} \text{cm}^{-3} \text{sn}$)	$Norm$ (10^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	χ^2_{red}
Kulak-1	$0.57^{+0.09}_{-0.10}$	$0.85^{+0.34}_{-0.73}$	$0.45^{+0.12}_{-0.17}$	$0.19^{+0.03}_{-0.03}$	$0.39^{+0.07}_{-0.08}$	$0.34^{+0.10}_{-0.12}$	$0.62^{+0.22}_{-0.28}$	$0.21^{+0.05}_{-0.07}$	1.55
Kulak-2	$0.57^{+0.09}_{-0.10}$	$0.65^{+0.26}_{-0.59}$	$0.48^{+0.10}_{-0.24}$	$0.18^{+0.03}_{-0.02}$	$0.27^{+0.05}_{-0.06}$	$0.24^{+0.08}_{-0.10}$	$0.25^{+0.15}_{-0.18}$	$0.25^{+0.07}_{-0.09}$	1.30
Kulak-3	$0.65^{+0.09}_{-0.14}$	$0.76^{+0.34}_{-0.57}$	$0.80^{+0.22}_{-0.26}$	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.26^{+0.04}_{-0.05}$	$0.20^{+0.06}_{-0.07}$	$0.26^{+0.10}_{-0.11}$	$0.18^{+0.04}_{-0.07}$	1.58
Kuyruk-1	$0.89^{+0.20}_{-0.13}$	$0.43^{+0.11}_{-0.28}$	$0.95^{+0.15}_{-0.27}$	$0.18^{+0.02}_{-0.02}$	$0.30^{+0.01}_{-0.03}$	$0.12^{+0.03}_{-0.03}$	$0.13^{+0.06}_{-0.05}$	$0.07^{+0.01}_{-0.02}$	1.44
Kuyruk-2	$0.73^{+0.04}_{-0.10}$	$0.74^{+0.23}_{-0.29}$	$1.43^{+0.25}_{-0.16}$	$0.15^{+0.01}_{-0.01}$	$0.29^{+0.03}_{-0.03}$	$0.15^{+0.04}_{-0.06}$	$0.22^{+0.06}_{-0.06}$	$0.08^{+0.01}_{-0.02}$	1.50

Kalıntının iç kısımlarındaki sönük yapılardan belirlenen beş bölgenin tayflarına da düzlem şok modeli uygulanmış ve gözlemsel veriyi en iyi temsil eden model parametreleri elde edilmiştir. Bu bölgeler için gerçekleştirilen tayfsal analizler sonucunda LMC kolon yoğunluğu ($N_{H,LMC}$), elektron sıcaklığı (kT), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$), normalizasyon parametresi ($Norm$) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları Güneş bolluğu cinsinden (Anders ve Grevesse, 1989) hesaplanmış ve sonuçlar Tablo 4.3'te listelenmiştir.

Tablo 4.3: N63A'nın iç kısımlarındaki sönük bölgeler için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge	$N_{H,LMC}$ (10^{22}cm^{-2})	kT (keV)	$n_e t$ ($10^{11} \text{cm}^{-3} \text{s}$)	$Norm$ (10^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	χ^2_{red}
1	$0.16^{+0.05}_{-0.06}$	$0.71^{+0.04}_{-0.05}$	$13.06^{+7.02}_{-17.2}$	$0.67^{+0.15}_{-0.17}$	$0.42^{+0.19}_{-0.32}$	$0.37^{+0.18}_{-0.31}$	$0.48^{+0.16}_{-0.25}$	$0.39^{+0.12}_{-0.17}$	$0.16^{+0.04}_{-0.05}$	1.07
2	$0.12^{+0.08}_{-0.09}$	$0.64^{+0.07}_{-0.06}$	$22.19^{+14.2}_{-60.0}$	$0.40^{+0.14}_{-0.21}$	$0.49^{+0.29}_{-0.51}$	$0.43^{+0.24}_{-0.45}$	$0.37^{+0.19}_{-0.33}$	$0.32^{+0.15}_{-0.23}$	$0.14^{+0.05}_{-0.07}$	1.08
3	$0.30^{+0.07}_{-0.08}$	$0.79^{+0.06}_{-0.08}$	$28.64^{+20.2}_{-66.2}$	$0.46^{+0.12}_{-0.16}$	$0.40^{+0.21}_{-0.44}$	$0.36^{+0.24}_{-0.35}$	$0.37^{+0.15}_{-0.22}$	$0.40^{+0.12}_{-0.16}$	$0.09^{+0.02}_{-0.03}$	1.18
4	$0.34^{+0.06}_{-0.07}$	$0.75^{+0.04}_{-0.03}$	$36.98^{+21.8}_{-23.4}$	$0.84^{+0.14}_{-0.22}$	$0.43^{+0.20}_{-0.21}$	$0.84^{+0.27}_{-0.28}$	$0.43^{+0.13}_{-0.16}$	$0.33^{+0.09}_{-0.10}$	$0.05^{+0.01}_{-0.02}$	0.86
5	$0.25^{+0.08}_{-0.09}$	$0.77^{+0.07}_{-0.19}$	$32.68^{+30.1}_{-43.5}$	$0.27^{+0.01}_{-0.12}$	$0.19^{+0.14}_{-0.26}$	$0.15^{+0.15}_{-0.17}$	$0.35^{+0.16}_{-0.24}$	$0.20^{+0.10}_{-0.13}$	$0.05^{+0.02}_{-0.04}$	0.93

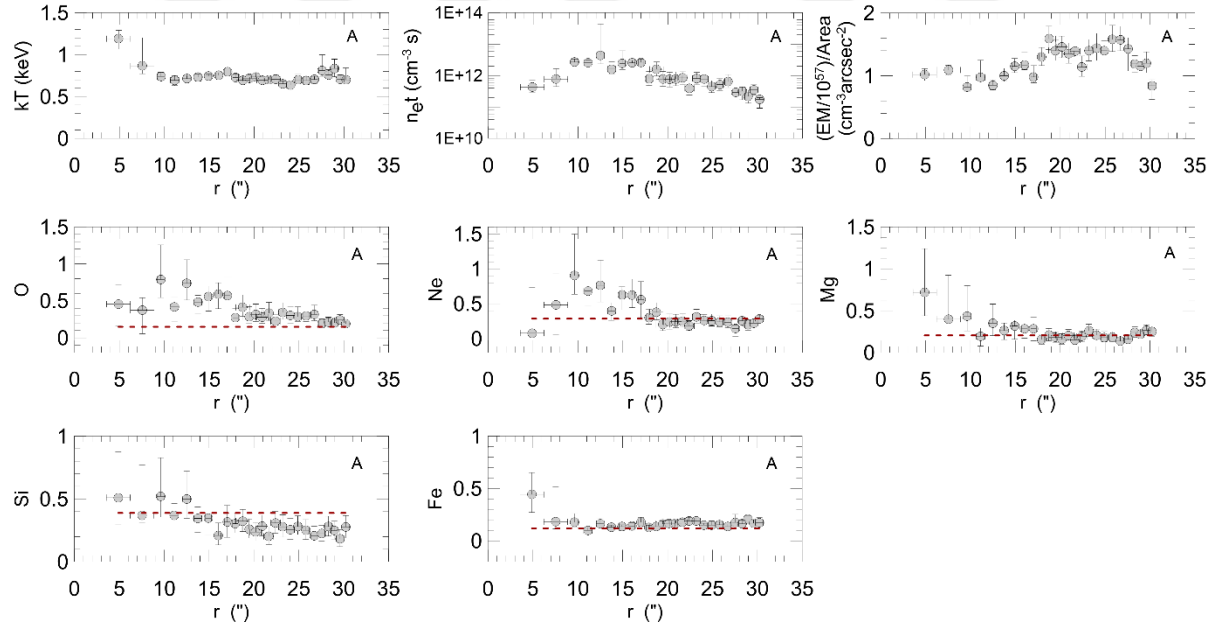
N63A'nın iç kısımlarındaki sönük yapılara ait tayfsal parametreler değerlendirildiğinde elektron sıcaklığı ve iyonlaşma zaman ölçeğinin ortalama ISM bölgelerine kıyasla daha yüksek olduğu, element bolluklarının ise hata sınırları içerisinde ISM değerleriyle uyumlu olduğu görülmektedir. Elektron sıcaklığı ve iyonlaşma zaman ölçeği parametrelerinin yüksek olması patlamayla oluşan şok dalgalarının kalıntının iç kısımlarında bulunan bu bölgeleri ısıttığı ve iyonize ettiği anlamına gelmektedir. Element bolluklarındaki durum ise bu bölgelerde atılan maddenin baskın olmadığına işaret etmektedir. Ayrıca bu bölgeler için elde edilen kolon yoğunluğu değerleri ISM için hesaplanan ortalama değerlerden yaklaşık 20 kat daha yüksektir. Kalıntının batı iç kısmında bulunan bu yapıların optik bölgede etkin molekül bulutlarına ve

iyonize hidrojen bölgelerine karşılık geldiği düşünüldüğünde hesaplanan yüksek kolon yoğunluğu değeri şaşırtıcı değildir.

4.2.3. Radyal Doğrultularda Belirlenen Bölgeler

Kalıntı üzerinde üç farklı doğrultuda radyal olarak belirlenen bölgeler için gerçekleştirilen tayfsal analizler ile gözlemsel veriyi en iyi temsil eden model parametreleri hesaplanmıştır. Böylece farklı doğrultular için kalıntı merkezinden dışa doğru plazma parametreleri (kT , $n_e t$ ve EM) ve element bollukları (O, Ne, Mg, Si ve Fe) elde edilmiştir.

Radyal olarak incelenen ilk doğrultu kalıntının kuzey yönündedir ve A harfi ile temsil edilmektedir. Bu doğrultuda yaklaşık 5,000 X-ışını sayım değerlerinde 26 bölge seçilmiş (Şekil 4.4) ve bu bölgeler kalıntı merkezinden dışa doğru A1, A2, ..., A26 şeklinde isimlendirilmiştir. Tayfsal analizler sonucunda elde edilen parametreler Tablo 4.4'te listelenmiş, bu parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.10'da gösterilmiştir.



Şekil 4.10: N63A kalıntısının A doğrultusunda seçilen 26 bölgeden alınan tayflarının analiziyle hesaplanan sıcaklık (kT), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$), emisyon ölçeği (EM) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Element bolluklarının gösterildiği panellerde ISM bollukları kırmızı kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.

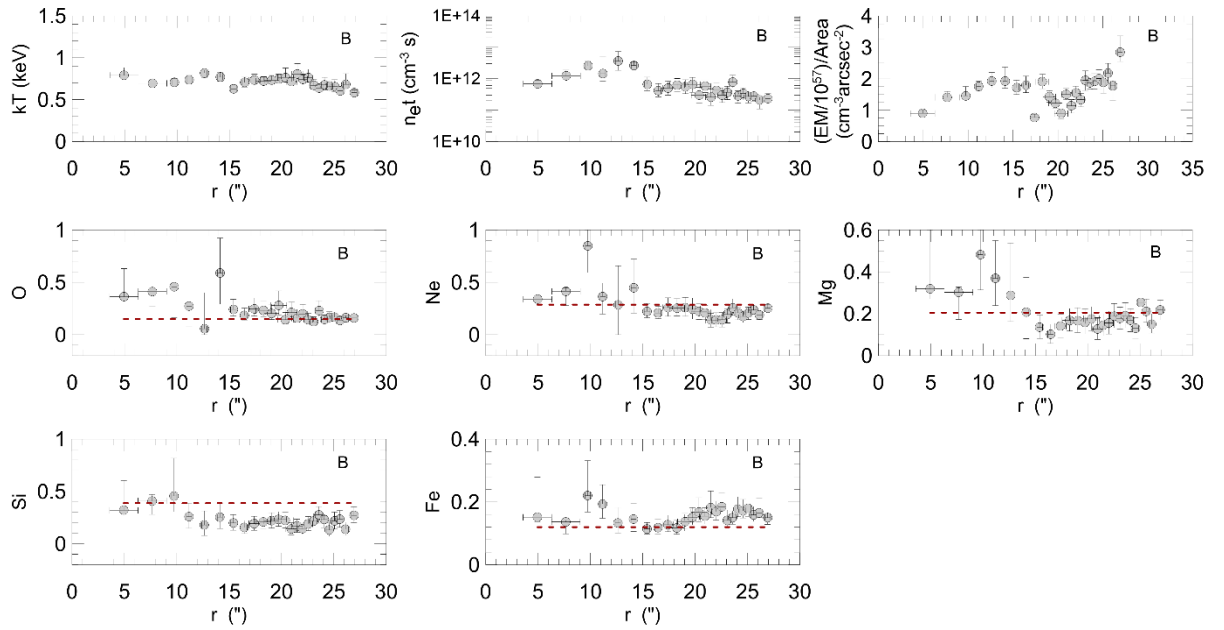
Tablo 5.4: N63A kalıntısının A (kuzey) yönünde belirlenen 26 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge	kT (keV)	$n_e t$ ($10^{11} \text{cm}^{-3} \text{sn}$)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	χ^2_{red}
A01	$1.19^{+0.12}_{-0.10}$	$4.32^{+1.45}_{-2.91}$	$17.4^{+1.71}_{-1.52}$	$0.45^{+0.29}_{-0.26}$	$0.08^{+0.08}_{-0.65}$	$0.72^{+0.28}_{-0.52}$	$0.51^{+0.22}_{-0.36}$	$0.44^{+0.17}_{-0.21}$	1.23
A02	$0.87^{+0.09}_{-0.33}$	$7.75^{+3.22}_{-8.65}$	$28.7^{+2.25}_{-2.05}$	$0.38^{+0.32}_{-0.17}$	$0.48^{+0.42}_{-0.44}$	$0.40^{+0.04}_{-0.52}$	$0.37^{+0.06}_{-0.40}$	$0.18^{+0.07}_{-0.33}$	1.56
A03	$0.74^{+0.04}_{-0.05}$	$26.9^{+4.48}_{-6.73}$	$22.4^{+6.72}_{-4.88}$	$0.79^{+0.24}_{-0.47}$	$0.90^{+0.27}_{-0.59}$	$0.43^{+0.18}_{-0.36}$	$0.52^{+0.16}_{-0.31}$	$0.18^{+0.04}_{-0.08}$	1.39
A04	$0.69^{+0.06}_{-0.05}$	$25.5^{+4.03}_{-5.90}$	$31.6^{+6.06}_{-8.79}$	$0.20^{+0.19}_{-0.13}$	$0.68^{+0.21}_{-0.25}$	$0.20^{+0.12}_{-0.10}$	$0.37^{+0.12}_{-0.09}$	$0.10^{+0.03}_{-0.03}$	0.98
A05	$0.71^{+0.04}_{-0.04}$	$44.1^{+20.4}_{-391.1}$	$25.2^{+2.55}_{-2.56}$	$0.74^{+0.22}_{-0.32}$	$0.76^{+0.24}_{-0.36}$	$0.35^{+0.15}_{-0.23}$	$0.50^{+0.15}_{-0.22}$	$0.16^{+0.04}_{-0.05}$	1.41
A06	$0.73^{+0.05}_{-0.04}$	$16.1^{+4.62}_{-11.4}$	$30.8^{+3.55}_{-3.58}$	$0.48^{+0.16}_{-0.09}$	$0.40^{+0.14}_{-0.12}$	$0.26^{+0.11}_{-0.09}$	$0.34^{+0.11}_{-0.09}$	$0.13^{+0.03}_{-0.02}$	1.38
A07	$0.74^{+0.05}_{-0.02}$	$24.5^{+8.97}_{-37.4}$	$27.7^{+3.17}_{-3.02}$	$0.56^{+0.20}_{-0.14}$	$0.63^{+0.22}_{-0.12}$	$0.32^{+0.16}_{-0.07}$	$0.35^{+0.14}_{-0.07}$	$0.14^{+0.04}_{-0.01}$	1.54
A08	$0.75^{+0.04}_{-0.03}$	$25.5^{+3.55}_{-4.92}$	$28.8^{+4.71}_{-4.95}$	$0.59^{+0.20}_{-0.15}$	$0.62^{+0.18}_{-0.22}$	$0.28^{+0.11}_{-0.10}$	$0.21^{+0.07}_{-0.10}$	$0.14^{+0.03}_{-0.03}$	1.80
A09	$0.80^{+0.04}_{-0.04}$	$26.4^{+4.79}_{-7.50}$	$24.0^{+2.64}_{-4.39}$	$0.57^{+0.17}_{-0.26}$	$0.56^{+0.26}_{-0.26}$	$0.28^{+0.14}_{-0.14}$	$0.32^{+0.12}_{-0.13}$	$0.18^{+0.04}_{-0.04}$	1.20
A10	$0.73^{+0.04}_{-0.04}$	$7.91^{+3.11}_{-5.57}$	$32.4^{+3.41}_{-3.72}$	$0.27^{+0.08}_{-0.12}$	$0.30^{+0.09}_{-0.12}$	$0.16^{+0.06}_{-0.06}$	$0.30^{+0.07}_{-0.08}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	1.13
A11	$0.69^{+0.04}_{-0.04}$	$16.0^{+6.20}_{-11.5}$	$30.2^{+3.26}_{-3.78}$	$0.41^{+0.12}_{-0.16}$	$0.38^{+0.11}_{-0.14}$	$0.21^{+0.07}_{-0.08}$	$0.32^{+0.08}_{-0.09}$	$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	1.15
A12	$0.72^{+0.04}_{-0.04}$	$7.80^{+3.17}_{-5.88}$	$30.7^{+3.40}_{-3.66}$	$0.28^{+0.09}_{-0.14}$	$0.20^{+0.08}_{-0.10}$	$0.18^{+0.06}_{-0.07}$	$0.26^{+0.07}_{-0.08}$	$0.16^{+0.02}_{-0.03}$	1.22
A13	$0.73^{+0.04}_{-0.05}$	$7.59^{+3.19}_{-5.36}$	$30.0^{+3.52}_{-3.48}$	$0.32^{+0.10}_{-0.14}$	$0.24^{+0.10}_{-0.11}$	$0.16^{+0.06}_{-0.06}$	$0.24^{+0.07}_{-0.08}$	$0.17^{+0.02}_{-0.03}$	1.22
A14	$0.69^{+0.04}_{-0.04}$	$7.89^{+3.13}_{-5.39}$	$30.4^{+3.41}_{-3.90}$	$0.28^{+0.08}_{-0.12}$	$0.24^{+0.08}_{-0.11}$	$0.20^{+0.06}_{-0.07}$	$0.28^{+0.08}_{-0.09}$	$0.17^{+0.02}_{-0.03}$	1.16
A15	$0.70^{+0.03}_{-0.03}$	$8.49^{+3.19}_{-5.51}$	$30.0^{+3.22}_{-3.49}$	$0.33^{+0.10}_{-0.15}$	$0.25^{+0.08}_{-0.11}$	$0.15^{+0.06}_{-0.06}$	$0.20^{+0.06}_{-0.08}$	$0.18^{+0.02}_{-0.03}$	1.41
A16	$0.71^{+0.04}_{-0.05}$	$3.91^{+1.50}_{-2.58}$	$26.4^{+3.44}_{-4.06}$	$0.23^{+0.06}_{-0.09}$	$0.18^{+0.06}_{-0.07}$	$0.19^{+0.06}_{-0.06}$	$0.31^{+0.08}_{-0.09}$	$0.19^{+0.03}_{-0.03}$	1.09
A17	$0.65^{+0.03}_{-0.03}$	$8.13^{+2.84}_{-4.63}$	$28.2^{+3.25}_{-3.58}$	$0.34^{+0.09}_{-0.13}$	$0.31^{+0.09}_{-0.11}$	$0.26^{+0.07}_{-0.08}$	$0.28^{+0.08}_{-0.09}$	$0.19^{+0.02}_{-0.03}$	1.37
A18	$0.64^{+0.03}_{-0.04}$	$7.79^{+3.29}_{-2.45}$	$30.4^{+4.18}_{-4.99}$	$0.30^{+0.10}_{-0.11}$	$0.26^{+0.08}_{-0.08}$	$0.21^{+0.06}_{-0.07}$	$0.25^{+0.08}_{-0.09}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	1.39
A19	$0.70^{+0.04}_{-0.06}$	$4.53^{+1.62}_{-2.43}$	$24.9^{+4.03}_{-2.72}$	$0.29^{+0.06}_{-0.13}$	$0.26^{+0.07}_{-0.09}$	$0.18^{+0.05}_{-0.08}$	$0.28^{+0.06}_{-0.08}$	$0.15^{+0.02}_{-0.04}$	1.36
A20	$0.69^{+0.05}_{-0.05}$	$5.21^{+1.92}_{-3.03}$	$29.3^{+3.56}_{-4.14}$	$0.30^{+0.08}_{-0.11}$	$0.24^{+0.07}_{-0.09}$	$0.19^{+0.06}_{-0.06}$	$0.25^{+0.07}_{-0.08}$	$0.15^{+0.02}_{-0.03}$	1.44
A21	$0.70^{+0.05}_{-0.04}$	$6.51^{+2.38}_{-4.28}$	$30.2^{+3.28}_{-4.15}$	$0.32^{+0.09}_{-0.13}$	$0.23^{+0.07}_{-0.09}$	$0.14^{+0.05}_{-0.06}$	$0.21^{+0.07}_{-0.07}$	$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	1.39
A22	$0.81^{+0.07}_{-0.19}$	$2.94^{+1.34}_{-0.98}$	$28.5^{+7.01}_{-3.48}$	$0.19^{+0.05}_{-0.07}$	$0.15^{+0.11}_{-0.05}$	$0.16^{+0.05}_{-0.06}$	$0.22^{+0.06}_{-0.07}$	$0.18^{+0.03}_{-0.08}$	1.26
A23	$0.76^{+0.01}_{-0.07}$	$3.12^{+1.49}_{-1.13}$	$25.3^{+2.92}_{-2.82}$	$0.21^{+0.07}_{-0.07}$	$0.26^{+0.08}_{-0.06}$	$0.24^{+0.06}_{-0.07}$	$0.28^{+0.07}_{-0.08}$	$0.16^{+0.02}_{-0.04}$	1.12
A24	$0.84^{+0.10}_{-0.11}$	$2.20^{+0.87}_{-1.27}$	$25.2^{+4.38}_{-5.41}$	$0.20^{+0.04}_{-0.07}$	$0.20^{+0.08}_{-0.07}$	$0.22^{+0.05}_{-0.06}$	$0.25^{+0.07}_{-0.07}$	$0.21^{+0.04}_{-0.03}$	1.41
A25	$0.70^{+0.05}_{-0.05}$	$3.52^{+1.14}_{-1.76}$	$31.1^{+3.92}_{-4.61}$	$0.24^{+0.05}_{-0.08}$	$0.22^{+0.06}_{-0.06}$	$0.27^{+0.06}_{-0.06}$	$0.18^{+0.06}_{-0.07}$	$0.17^{+0.02}_{-0.03}$	1.40
A26	$0.70^{+0.04}_{-0.14}$	$1.74^{+0.83}_{-0.25}$	$22.5^{+5.74}_{-2.56}$	$0.19^{+0.03}_{-0.04}$	$0.28^{+0.05}_{-0.05}$	$0.25^{+0.07}_{-0.06}$	$0.28^{+0.09}_{-0.09}$	$0.17^{+0.02}_{-0.05}$	1.12

Kalıntının kuzey (A) yönünde hesaplanan tayfsal parametreler değerlendirildiğinde; sol üst panelde bulunan elektron sıcaklıkları kalıntının iç kısımlarında biraz yüksek olsa da geometrik merkezden dışa doğru genel olarak sabit kabul edilebilir. Sağ üst paneldeki emisyon ölçeği parametresi kalıntının geniş band görüntüsündeki X-ışın şiddet dağılımıyla hemen hemen uyumludur. Orta üst paneldeki iyonlaşma zaman ölçeğinin Gauss benzeri bir dağılım gösterdiği ve bu dağılımın tepe noktasının $r \sim 15''$ - $17''$ civarına denk geldiği görülmektedir. Alt panellerde verilen O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları kalıntının iç kısımlarında ortalama ISM değerlerinden yüksekken, geometrik merkezden $r \sim 17''$ uzaklıktan itibaren ortalama ISM değerlerine

ulaşmaktadır. Fe bollukları en iç bölge haricinde doğrultu boyunca ortalama ISM değerleriyken Si bolluğu ISM değerinin altındadır.

Kalıntının doğu yönünü temsil eden B doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dışarıya doğru yaklaşık 5,000 X-ışın sayım değerlerinde 25 bölge belirlenmiş (Şekil 4.4) ve bu bölgeler kalıntı merkezinden dışa doğru B1, B2, ..., B25 şeklinde isimlendirilmiştir. Tayfsal analizler sonucunda elde edilen parametreler Tablo 4.5'te listelenmiş, bu parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.11'te gösterilmiştir.



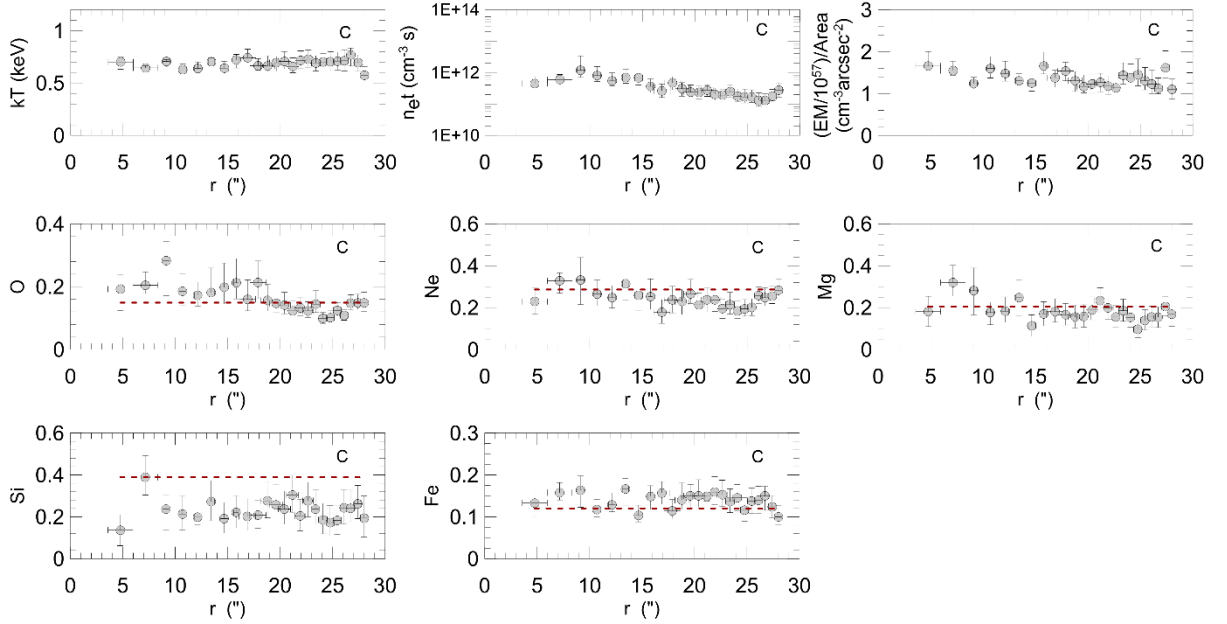
Şekil 4.11: N63A kalıntısının B doğrultusunda seçilen 25 bölgeden alınan tayflarının analiziyle hesaplanan sıcaklık (kT), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$), emisyon ölçeği (EM) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Element bolluklarının gösterildiği panellerde ISM bollukları kırmızı kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.

Tablo 6.5: N63A'nın B (doğu) yönünde belirlenen 25 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge	kT (keV)	$n_e t$ ($10^{11} \text{cm}^{-3} \text{sn}$)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	χ^2_{red}
B01	$0.79^{+0.01}_{-0.09}$	$6.80^{+1.24}_{-2.16}$	$15.9^{+1.48}_{-2.08}$	$0.36^{+0.03}_{-0.27}$	$0.34^{+0.04}_{-0.29}$	$0.32^{+0.05}_{-0.35}$	$0.32^{+0.01}_{-0.28}$	$0.15^{+0.01}_{-0.13}$	1.49
B02	$0.69^{+0.07}_{-0.01}$	$12.3^{+3.00}_{-6.53}$	$38.7^{+1.48}_{-2.08}$	$0.41^{+0.14}_{-0.02}$	$0.42^{+0.14}_{-0.03}$	$0.30^{+0.13}_{-0.02}$	$0.41^{+0.13}_{-0.06}$	$0.14^{+0.04}_{-0.01}$	1.52
B03	$0.71^{+0.02}_{-0.05}$	$25.6^{+5.61}_{-9.91}$	$22.5^{+5.41}_{-5.18}$	$0.43^{+0.30}_{-0.30}$	$0.85^{+0.26}_{-0.71}$	$0.48^{+0.17}_{-0.45}$	$0.46^{+0.15}_{-0.36}$	$0.22^{+0.05}_{-0.11}$	1.00
B04	$0.74^{+0.04}_{-0.05}$	$14.5^{+6.23}_{-36.8}$	$27.8^{+5.10}_{-4.56}$	$0.27^{+0.20}_{-0.14}$	$0.36^{+0.17}_{-0.13}$	$0.37^{+0.13}_{-0.18}$	$0.26^{+0.11}_{-0.13}$	$0.20^{+0.04}_{-0.06}$	1.53
B05	$0.82^{+0.06}_{-0.03}$	$36.6^{+18.3}_{-36.6}$	$30.4^{+5.11}_{-4.28}$	$0.06^{+0.06}_{-0.34}$	$0.28^{+0.12}_{-0.37}$	$0.29^{+0.12}_{-0.25}$	$0.18^{+0.10}_{-0.13}$	$0.13^{+0.03}_{-0.05}$	0.92
B06	$0.77^{+0.05}_{-0.06}$	$26.5^{+4.94}_{-7.86}$	$31.1^{+5.98}_{-7.15}$	$0.60^{+0.30}_{-0.33}$	$0.45^{+0.24}_{-0.27}$	$0.21^{+0.13}_{-0.17}$	$0.25^{+0.11}_{-0.14}$	$0.14^{+0.04}_{-0.05}$	1.10
B07	$0.63^{+0.04}_{-0.05}$	$6.67^{+2.53}_{-4.65}$	$31.4^{+4.00}_{-4.28}$	$0.24^{+0.06}_{-0.10}$	$0.22^{+0.06}_{-0.08}$	$0.14^{+0.05}_{-0.06}$	$0.20^{+0.07}_{-0.08}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	1.50
B08	$0.70^{+0.06}_{-0.06}$	$4.14^{+1.52}_{-2.80}$	$33.5^{+4.51}_{-5.32}$	$0.18^{+0.04}_{-0.07}$	$0.21^{+0.06}_{-0.06}$	$0.10^{+0.04}_{-0.05}$	$0.16^{+0.06}_{-0.06}$	$0.12^{+0.02}_{-0.03}$	1.18
B09	$0.74^{+0.05}_{-0.07}$	$5.06^{+2.05}_{-3.26}$	$28.9^{+3.96}_{-3.69}$	$0.24^{+0.07}_{-0.10}$	$0.26^{+0.08}_{-0.09}$	$0.14^{+0.05}_{-0.06}$	$0.19^{+0.06}_{-0.07}$	$0.13^{+0.02}_{-0.03}$	1.36
B10	$0.72^{+0.04}_{-0.05}$	$6.26^{+2.36}_{-3.89}$	$35.0^{+4.13}_{-4.28}$	$0.23^{+0.06}_{-0.09}$	$0.25^{+0.07}_{-0.09}$	$0.17^{+0.05}_{-0.06}$	$0.21^{+0.06}_{-0.06}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	1.55
B11	$0.73^{+0.04}_{-0.06}$	$5.49^{+2.14}_{-3.81}$	$29.8^{+3.60}_{-3.98}$	$0.20^{+0.06}_{-0.09}$	$0.26^{+0.08}_{-0.10}$	$0.17^{+0.06}_{-0.06}$	$0.22^{+0.07}_{-0.08}$	$0.14^{+0.02}_{-0.03}$	1.11
B12	$0.75^{+0.03}_{-0.06}$	$6.56^{+2.89}_{-4.33}$	$30.5^{+3.98}_{-3.06}$	$0.28^{+0.09}_{-0.14}$	$0.24^{+0.09}_{-0.11}$	$0.16^{+0.06}_{-0.06}$	$0.23^{+0.06}_{-0.07}$	$0.15^{+0.02}_{-0.03}$	1.44
B13	$0.76^{+0.06}_{-0.11}$	$2.98^{+1.29}_{-2.34}$	$25.1^{+4.65}_{-4.14}$	$0.14^{+0.04}_{-0.07}$	$0.22^{+0.08}_{-0.08}$	$0.18^{+0.06}_{-0.06}$	$0.22^{+0.07}_{-0.08}$	$0.17^{+0.03}_{-0.05}$	1.53
B14	$0.71^{+0.02}_{-0.04}$	$5.73^{+2.12}_{-2.93}$	$31.9^{+3.55}_{-4.09}$	$0.21^{+0.06}_{-0.10}$	$0.21^{+0.06}_{-0.07}$	$0.13^{+0.05}_{-0.05}$	$0.14^{+0.06}_{-0.06}$	$0.15^{+0.02}_{-0.03}$	1.37
B15	$0.80^{+0.09}_{-0.12}$	$2.60^{+1.19}_{-2.10}$	$25.9^{+5.17}_{-4.46}$	$0.16^{+0.04}_{-0.07}$	$0.14^{+0.07}_{-0.06}$	$0.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.17^{+0.06}_{-0.06}$	$0.18^{+0.03}_{-0.05}$	1.20
B16	$0.74^{+0.04}_{-0.06}$	$4.26^{+1.71}_{-3.21}$	$30.4^{+4.09}_{-4.18}$	$0.20^{+0.06}_{-0.09}$	$0.14^{+0.06}_{-0.07}$	$0.16^{+0.05}_{-0.06}$	$0.14^{+0.06}_{-0.06}$	$0.17^{+0.03}_{-0.03}$	1.49
B17	$0.76^{+0.06}_{-0.10}$	$2.99^{+1.25}_{-2.12}$	$27.6^{+4.81}_{-4.11}$	$0.14^{+0.04}_{-0.06}$	$0.14^{+0.07}_{-0.07}$	$0.19^{+0.06}_{-0.06}$	$0.19^{+0.06}_{-0.07}$	$0.18^{+0.03}_{-0.05}$	1.14
B18	$0.67^{+0.04}_{-0.08}$	$3.66^{+1.52}_{-2.04}$	$33.6^{+5.57}_{-5.25}$	$0.12^{+0.03}_{-0.04}$	$0.19^{+0.08}_{-0.05}$	$0.18^{+0.05}_{-0.05}$	$0.22^{+0.03}_{-0.03}$	$0.14^{+0.02}_{-0.03}$	1.42
B19	$0.64^{+0.04}_{-0.04}$	$7.79^{+2.66}_{-5.16}$	$33.4^{+3.59}_{-4.29}$	$0.23^{+0.06}_{-0.09}$	$0.26^{+0.07}_{-0.09}$	$0.19^{+0.06}_{-0.06}$	$0.28^{+0.08}_{-0.08}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	1.39
B20	$0.68^{+0.06}_{-0.10}$	$2.81^{+1.16}_{-1.27}$	$29.4^{+3.73}_{-3.77}$	$0.14^{+0.03}_{-0.04}$	$0.21^{+0.07}_{-0.05}$	$0.17^{+0.06}_{-0.06}$	$0.23^{+0.08}_{-0.03}$	$0.18^{+0.02}_{-0.04}$	1.52
B21	$0.66^{+0.04}_{-0.07}$	$3.39^{+1.29}_{-1.71}$	$31.7^{+5.08}_{-4.40}$	$0.16^{+0.04}_{-0.05}$	$0.17^{+0.05}_{-0.05}$	$0.13^{+0.05}_{-0.05}$	$0.13^{+0.06}_{-0.07}$	$0.17^{+0.02}_{-0.04}$	1.48
B22	$0.66^{+0.06}_{-0.08}$	$2.74^{+1.04}_{-1.27}$	$27.9^{+5.09}_{-4.48}$	$0.17^{+0.03}_{-0.05}$	$0.21^{+0.06}_{-0.05}$	$0.25^{+0.06}_{-0.07}$	$0.22^{+0.08}_{-0.08}$	$0.18^{+0.02}_{-0.04}$	1.58
B23	$0.60^{+0.04}_{-0.05}$	$2.79^{+0.86}_{-1.21}$	$33.0^{+4.61}_{-4.66}$	$0.14^{+0.02}_{-0.03}$	$0.24^{+0.04}_{-0.05}$	$0.21^{+0.05}_{-0.06}$	$0.23^{+0.08}_{-0.08}$	$0.16^{+0.02}_{-0.03}$	1.34
B24	$0.68^{+0.03}_{-0.13}$	$2.12^{+1.03}_{-0.44}$	$27.6^{+7.13}_{-2.40}$	$0.16^{+0.04}_{-0.02}$	$0.19^{+0.04}_{-0.04}$	$0.15^{+0.04}_{-0.05}$	$0.14^{+0.06}_{-0.07}$	$0.16^{+0.01}_{-0.05}$	1.57
B25	$0.58^{+0.04}_{-0.03}$	$2.31^{+0.49}_{-1.04}$	$45.3^{+4.75}_{-8.18}$	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.25^{+0.03}_{-0.04}$	$0.22^{+0.05}_{-0.05}$	$0.27^{+0.07}_{-0.08}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	1.70

Kalıntının doğu (B) yönünde hesaplanan tayfsal parametreler değerlendirildiğinde; sol üst panelde bulunan elektron sıcaklıklarının kalıntı merkezinden dışa doğru genel olarak sabit olduğu söylenebilir. Sağ üst paneldeki emisyon ölçeği parametresi kalıntının geniş band görüntüsündeki X-ışın şiddet dağılımıyla hemen hemen uyumludur. Orta üst paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği $r \sim 15''$ civarında en büyük değere ulaşmaktadır. N63A kalıntısının A doğrultusuna göre daha düşük değerlerde olan O, Ne ve Mg bollukları genel olarak $r \sim 15''$ civarından sonra hata sınırları içinde ortalama ISM değerlerindedir. Si merkezi bölgelerde ortalama ISM bolluklarındayken daha dış kısımlarda bu değerlerin altındadır. Fe bollukları ise genel olarak ortalama ISM değerlerinden fazladır.

Radyal olarak incelenen son bölge kalıntının güneydoğu yönünü temsil eden C doğrultusudur. Bu doğrultuda diğer doğrultulara benzer şekilde yaklaşık 5,000 X-ışın sayım değerlerinde 24 bölge belirlenmiş (Şekil 4.4) ve bu bölgeler kalıntı merkezinden dışa doğru C1, C2, ..., C24 şeklinde isimlendirilmiştir. Tayfsal modellerden elde edilen parametreler Tablo 4.6'da listelenmiş ve bu parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.12'de gösterilmiştir.



Şekil 4.12: N63A kalıntısının C doğrultusunda seçilen 24 bölgeden alınan tayflarının analiziyle hesaplanan sıcaklık (kT), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$), emisyon ölçeği (EM) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Element bolluklarının gösterildiği panellerde ISM bollukları kırmızı kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.

Kalıntının güneydoğu (C) yönünde hesaplanan tayfsal parametreler değerlendirildiğinde; sol üst panelde bulunan elektron sıcaklıklarının kalıntı merkezinden dışa doğru genel olarak sabit olduğu söylenebilir. Sağ üst paneldeki emisyon ölçeği parametresi kalıntının geniş band görüntüsündeki X-ışın şiddet dağılımıyla uyumlu olarak doğrultu boyunca belirgin bir değişim göstermemektedir. Orta üst paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği $r \sim 15''$ civarından sonra daha küçük değerlere sahiptir. A doğrultusuna göre daha düşük değerlerde olan O, Ne ve Mg bollukları genellikle hata sınırları içinde ortalama ISM değerlerindedir. Si bollukları ortalama ISM değerlerinin altındayken, Fe bollukları ISM değerlerinden fazladır.

Tablo 7.6: N63A'nın C (güneydoğu) yönünde belirlenen 24 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge	kT (keV)	n_e ($10^{11}\text{cm}^{-3}\text{sn}$)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	χ^2_{red}
C1	$0.70^{+0.07}_{-0.05}$	$4.46^{+0.99}_{-3.42}$	$24.70^{+3.98}_{-5.12}$	$0.19^{+0.07}_{-0.05}$	$0.23^{+0.06}_{-0.06}$	$0.18^{+0.07}_{-0.07}$	$0.14^{+0.07}_{-0.07}$	$0.13^{+0.03}_{-0.03}$	1.21
C2	$0.64^{+0.03}_{-0.02}$	$5.97^{+1.37}_{-2.67}$	$34.70^{+4.24}_{-5.03}$	$0.20^{+0.03}_{-0.04}$	$0.33^{+0.06}_{-0.04}$	$0.32^{+0.06}_{-0.07}$	$0.39^{+0.08}_{-0.10}$	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	1.68
C3	$0.71^{+0.03}_{-0.02}$	$11.70^{+4.69}_{-21.9}$	$27.18^{+3.41}_{-3.22}$	$0.28^{+0.11}_{-0.06}$	$0.33^{+0.12}_{-0.11}$	$0.28^{+0.11}_{-0.11}$	$0.24^{+0.10}_{-0.07}$	$0.16^{+0.04}_{-0.03}$	1.03
C4	$0.63^{+0.04}_{-0.05}$	$8.00^{+2.77}_{-7.30}$	$35.94^{+6.63}_{-6.50}$	$0.19^{+0.04}_{-0.06}$	$0.26^{+0.06}_{-0.07}$	$0.18^{+0.06}_{-0.05}$	$0.21^{+0.08}_{-0.09}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	1.35
C5	$0.64^{+0.04}_{-0.06}$	$5.48^{+1.73}_{-4.36}$	$31.61^{+5.85}_{-6.26}$	$0.17^{+0.04}_{-0.04}$	$0.25^{+0.05}_{-0.06}$	$0.18^{+0.05}_{-0.07}$	$0.20^{+0.04}_{-0.08}$	$0.13^{+0.02}_{-0.03}$	1.14
C6	$0.70^{+0.07}_{-0.04}$	$6.97^{+2.39}_{-5.96}$	$28.66^{+3.97}_{-3.76}$	$0.18^{+0.01}_{-0.08}$	$0.31^{+0.08}_{-0.09}$	$0.25^{+0.08}_{-0.09}$	$0.27^{+0.09}_{-0.10}$	$0.17^{+0.04}_{-0.04}$	1.13
C7	$0.70^{+0.06}_{-0.05}$	$26.70^{+6.02}_{-10.9}$	$33.82^{+5.10}_{-4.62}$	$0.32^{+0.16}_{-0.20}$	$0.52^{+0.16}_{-0.26}$	$0.17^{+0.10}_{-0.15}$	$0.19^{+0.09}_{-0.12}$	$0.13^{+0.03}_{-0.04}$	0.99
C8	$0.74^{+0.05}_{-0.06}$	$25.70^{+5.35}_{-9.12}$	$27.22^{+3.12}_{-5.35}$	$0.52^{+0.21}_{-0.35}$	$0.77^{+0.24}_{-0.48}$	$0.37^{+0.16}_{-0.28}$	$0.26^{+0.10}_{-0.14}$	$0.20^{+0.04}_{-0.06}$	1.11
C9	$0.75^{+0.04}_{-0.04}$	$24.90^{+5.55}_{-9.93}$	$25.87^{+4.31}_{-3.31}$	$0.51^{+0.41}_{-0.12}$	$0.49^{+0.30}_{-0.33}$	$0.44^{+0.19}_{-0.29}$	$0.24^{+0.13}_{-0.17}$	$0.21^{+0.06}_{-0.06}$	1.20
C10	$0.66^{+0.04}_{-0.07}$	$4.74^{+1.89}_{-2.69}$	$33.98^{+5.09}_{-4.55}$	$0.21^{+0.05}_{-0.07}$	$0.24^{+0.06}_{-0.07}$	$0.17^{+0.05}_{-0.05}$	$0.21^{+0.06}_{-0.06}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	1.38
C11	$0.66^{+0.05}_{-0.10}$	$3.07^{+1.31}_{-1.77}$	$27.06^{+5.31}_{-4.56}$	$0.16^{+0.03}_{-0.05}$	$0.23^{+0.06}_{-0.06}$	$0.16^{+0.05}_{-0.06}$	$0.28^{+0.08}_{-0.09}$	$0.14^{+0.02}_{-0.04}$	1.54
C12	$0.69^{+0.08}_{-0.06}$	$2.37^{+0.68}_{-1.63}$	$26.75^{+3.44}_{-6.31}$	$0.15^{+0.03}_{-0.04}$	$0.27^{+0.05}_{-0.07}$	$0.16^{+0.05}_{-0.06}$	$0.26^{+0.08}_{-0.10}$	$0.15^{+0.03}_{-0.03}$	1.79
C13	$0.71^{+0.07}_{-0.09}$	$2.34^{+0.87}_{-1.38}$	$27.08^{+4.89}_{-4.86}$	$0.14^{+0.03}_{-0.04}$	$0.21^{+0.06}_{-0.06}$	$0.19^{+0.05}_{-0.06}$	$0.24^{+0.07}_{-0.08}$	$0.15^{+0.03}_{-0.04}$	1.54
C14	$0.66^{+0.06}_{-0.08}$	$2.73^{+0.98}_{-1.34}$	$30.20^{+5.34}_{-5.09}$	$0.12^{+0.02}_{-0.03}$	$0.24^{+0.06}_{-0.06}$	$0.23^{+0.06}_{-0.06}$	$0.30^{+0.08}_{-0.10}$	$0.15^{+0.01}_{-0.04}$	1.66
C15	$0.72^{+0.08}_{-0.09}$	$2.04^{+0.71}_{-1.18}$	$26.05^{+4.41}_{-5.31}$	$0.13^{+0.02}_{-0.03}$	$0.24^{+0.06}_{-0.05}$	$0.20^{+0.05}_{-0.06}$	$0.20^{+0.07}_{-0.08}$	$0.16^{+0.03}_{-0.04}$	1.60
C16	$0.73^{+0.08}_{-0.09}$	$1.91^{+0.69}_{-1.06}$	$26.74^{+4.57}_{-5.27}$	$0.12^{+0.02}_{-0.03}$	$0.20^{+0.05}_{-0.05}$	$0.16^{+0.05}_{-0.05}$	$0.28^{+0.08}_{-0.09}$	$0.15^{+0.03}_{-0.03}$	1.31
C17	$0.69^{+0.08}_{-0.07}$	$2.46^{+0.78}_{-1.65}$	$29.22^{+4.32}_{-6.03}$	$0.14^{+0.03}_{-0.04}$	$0.21^{+0.06}_{-0.06}$	$0.18^{+0.05}_{-0.06}$	$0.24^{+0.07}_{-0.09}$	$0.14^{+0.03}_{-0.03}$	1.24
C18	$0.70^{+0.08}_{-0.08}$	$1.76^{+0.59}_{-1.24}$	$29.18^{+4.89}_{-6.95}$	$0.10^{+0.02}_{-0.02}$	$0.18^{+0.04}_{-0.05}$	$0.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.18^{+0.07}_{-0.08}$	$0.14^{+0.03}_{-0.03}$	1.29
C19	$0.70^{+0.09}_{-0.10}$	$1.66^{+0.58}_{-1.29}$	$29.66^{+5.37}_{-7.73}$	$0.10^{+0.02}_{-0.02}$	$0.19^{+0.03}_{-0.04}$	$0.10^{+0.04}_{-0.04}$	$0.17^{+0.07}_{-0.08}$	$0.12^{+0.03}_{-0.03}$	1.87
C20	$0.71^{+0.09}_{-0.08}$	$1.68^{+0.56}_{-1.14}$	$27.75^{+4.68}_{-6.69}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	$0.20^{+0.04}_{-0.04}$	$0.14^{+0.05}_{-0.05}$	$0.18^{+0.07}_{-0.07}$	$0.14^{+0.03}_{-0.03}$	1.85
C21	$0.71^{+0.10}_{-0.10}$	$1.31^{+0.45}_{-0.96}$	$25.93^{+4.87}_{-7.06}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	$0.26^{+0.04}_{-0.04}$	$0.16^{+0.05}_{-0.05}$	$0.24^{+0.08}_{-0.09}$	$0.14^{+0.03}_{-0.03}$	1.75
C22	$0.77^{+0.11}_{-0.06}$	$1.30^{+0.32}_{-0.83}$	$24.70^{+2.91}_{-5.31}$	$0.15^{+0.02}_{-0.03}$	$0.25^{+0.04}_{-0.05}$	$0.16^{+0.05}_{-0.05}$	$0.24^{+0.07}_{-0.09}$	$0.15^{+0.03}_{-0.02}$	1.72
C23	$0.69^{+0.08}_{-0.07}$	$1.78^{+0.52}_{-1.16}$	$34.63^{+5.34}_{-8.61}$	$0.15^{+0.02}_{-0.03}$	$0.26^{+0.04}_{-0.05}$	$0.20^{+0.04}_{-0.05}$	$0.26^{+0.07}_{-0.09}$	$0.12^{+0.03}_{-0.03}$	1.99
C24	$0.57^{+0.03}_{-0.08}$	$2.75^{+1.13}_{-1.92}$	$24.31^{+5.03}_{-5.48}$	$0.15^{+0.03}_{-0.03}$	$0.28^{+0.05}_{-0.05}$	$0.17^{+0.06}_{-0.07}$	$0.19^{+0.09}_{-0.10}$	$0.10^{+0.02}_{-0.03}$	1.58

4.3. N63A SÜPERNOVA KALINTISININ DİNAMİK YAPISI

Süpernova patlamasıyla yıldızlararası ortama doğru ilerleyen şok dalgaları meydana gelir ve bu şok dalgaları patlamanın olduğu bölgedeki yıldızlararası ortamı süpürür. Zamanla süpürülen maddenin kütlesi patlamayla atılan maddenin kütlesiyle karşılaştırılabilir düzeye ulaşır. Süpürülen madde miktarı arttıkça içeriye doğru ters şok dalgası oluşur. Kalıntı bu evrede Bölüm 3.5'te detaylı bir şekilde bahsedilen Sedov-Taylor evresindedir. Bu evrede kabuktaki malzemenin yaydığı enerji, kabuğun iç enerjisiyle kıyaslandığında çok küçüktür. Genişleme miktarı, patlamada ortaya çıkan toplam enerjiye (E_0) ve yıldızlararası ortamın yoğunluğuna (ρ) bağlıdır.

N63A, LMC’de bulunan parlak süpernova kalıntılarından biridir. Kalıntının yaşı, Williams ve diğ. (2006) tarafından yaklaşık 4,500 yıl olarak vermiştir. Orta yaşlı bu kalıntı evrimsel olarak Sedov-Taylor evrim safhasında incelenebilir.

N63A’nın patlama enerjisi, yaşı, şok hızı gibi dinamik özelliklerini hesaplamak için Bölüm 3.5’te detaylı bir şekilde bahsedilen Sedov-Taylor çözümü uygulandı. Bu yöntemin uygulanabilmesi için öncelikle öncü şok tarafından ısıtılan ISM’nin sıcaklık ve emisyon ölçeğinin bilinmesi gerekmektedir. Bu fiziksel parametrelerin tayin edilebilmesi için kalıntının dış sınırından bölgeler belirlenmelidir. N63A’nın detaylı X-ışın tayfsal analizi yapılırken, kalıntının dış kısmında dört ISM bölgesi seçilmiş ve bu bölgelerin tayfsal parametreleri hesaplanmıştır. Hesaplanan parametrelerden biri Sedov-Taylor çözümünde kullanılan emisyon ölçeğidir. Kalıntının dört farklı doğrultusunda seçilen ISM bölgeleri için ortalama olarak $EM = 1.94 \times 10^{58} \text{ cm}^{-3}$ şeklindedir. Emisyon ölçeği ortamdaki elektron (n_e) ve hidrojen (n_H) yoğunluklarıyla X-ışın yayılım hacminin (V) çarpılmasıyla elde edilir ($EM = n_e n_H V$; Park ve diğ., 2009). Işınım yayan uzay hacminin ve emisyon ölçeğinin bilinmesi durumunda ortamdaki elektron ve hidrojen yoğunlukları tayin edilebilir.

Dikdörtgen şeklinde seçilen ISM bölgelerinin hacimleri hesaplanırken, yüzey alanlarıyla görüş doğrultusundaki uzaklıkları (derinlik) çarpılmıştır. Hesaplamalarda derinlik olarak seçilen dikdörtgenlerin kısa kenarı dikkate alınmıştır. Bu değer ortalama olarak görüş doğrultusu boyunca yaklaşık 0.5 pc’e karşılık gelmektedir (LMC’nin uzaklığı yaklaşık 50 kpc kabul edilmiştir (Macri, 2006)).

Bu yöntemle ISM bölgeleri için ortalama X-ışın yayılım hacmi $V \sim 3.46 \times 10^{55} \text{ cm}^3$ olarak hesaplanmıştır. Adyabatik genişleme evresindeki N63A kalıntısı dikkate alındığında, normal bir kimyasal kompozisyonda ortalama serbest elektron sayısının $n_e \sim 1.2 n_H$ olduğu ve güçlü bir şok dalgası için $n_H = 4N_0$ şartının sağlandığı kabul edilebilir. Bu durumda hidrojen sayı yoğunluğu $N_0 = 0.25 \times \sqrt{EM/1.2V}$ ifadesiyle verilebilir. ISM bölgeleri için hesaplanan ortalama hacim ve emisyon ölçekleri dikkate alınarak hidrojen sayı yoğunluğu $N_0 = 5.41 \text{ cm}^{-3}$ olarak belirlenmiştir. Hesaplanan sayı yoğunluğu proton kütlesiyle çarpılarak ($\rho = N_0 \times m_p$) ortalama yoğunluk $\rho = 9.05 \times 10^{-24} \text{ gr cm}^{-3}$ olarak belirlenmiştir.

Bölüm 3.5’te verildiği gibi iyonize plazma sıcaklığı, ortamın ortalama molekül ağırlığına ve şok hızına doğrudan bağlıdır. Tezde, ISM bölgelerine yapılan tayfsal modelleme sonucu

elektron sıcaklığı ortalama olarak yaklaşık $T = 0.56$ keV şeklinde hesaplanmıştır. Ortamın ortalama molekül ağırlığı ($\mu \cong 1 \times 10^{-24}$ gr) ve elektron sıcaklığı ($T \cong 0.56$ keV) bağıntı (3.5)'te yerine konarak kalıntının şok hızı $V_s \cong 692$ km/sn olarak belirlenmiştir. N63A'nın Sedov yaşını tayin etmek için bağıntı (3.6) kullanılmıştır. Bağıntıdan da görüleceği gibi öncelikle süpernova kalıntısının fiziksel büyüklüğünün belirlenmesi gerekmektedir. N63A'nın geniş band görüntüsü üzerinden SAO DS9 programıyla kalıntının açısal yarıçapı $r \cong 40''$ olarak belirlenmiştir. LMC'nin yaklaşık 50 kpc uzaklıkta bulunduğu (Macri, 2006) dikkate alınarak kalıntının fiziksel yarıçapı $r = 9.70$ pc olarak hesaplanmıştır. Hesaplanan şok hızı ve yarıçapı bağıntı (3.6)'da kullanılarak kalıntının Sedov yaşı $t \cong 5,500$ yıl olarak tayin edilmiştir. N63A süpernova kalıntısının patlama enerjisi (E_0), bağıntı (3.7)'de yarıçap ($r = 9.70$ pc), yaş ($t = 5,500$ yıl) ve ortalama yoğunluk ($\rho = 9.05 \times 10^{-24}$ gr cm⁻³) değerleri kullanılarak $E_0 = 7.25 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır.

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

[Bu tezde, LMC'deki parlak kalıntılardan biri olan ve çekirdek çökmesiyle oluşmuş N63A'nın yüksek uzaysal çözünürlüklü *Chandra* ACIS arşiv verileri incelenerek detaylı X-ışın tayfsal analizleri gerçekleştirildi. Yüksek çözünürlüklü tayfsal analizler ile kalıntının fiziksel özellikleri ve kimyasal kompozisyonu konumsal olarak hesaplanmış ve böylece ata yıldıza, patlama özelliklerine ve SNR dinamiklerine dair bulgular elde edilmiştir. Analizlerde *Chandra* ACIS-S3 dedektörüyle 2000 yılında elde edilen gözlem verisi kullanılmıştır (bkz. Tablo 3.1). *Chandra* arşivinden alınan veriye öncelikle ön indirgeme işlemi uygulanmış ve aletsel etkilerden arındırılmıştır. Sonrasında verideki arka alan parlamaları ve kozmik ışınlar temizlenmiştir. Kalıntının görsel özelliklerini belirleyebilmek için aletsel etkilerden arındırılan ve kozmik ışınlardan temizlenen *Chandra* arşiv verisiyle N63A'nın geniş band ve üç renk görüntüleri oluşturulmuştur. Bu görüntülerin oluşturulmasıyla N63A'nın genel gözlemsel özellikleri X-ışınlarında ortaya konmuştur.

5.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜLERİ

N63A'nın 0.3-7 keV enerji aralığında oluşturulan geniş band görüntüsü (bkz. Şekil 4.1) değerlendirildiğinde dış kısımlardaki yaygın yapılar dikkat çekmektedir. Kalıntının güneybatı sınırında sönük ve yaygın uzantılar bulunurken doğu yönünde kalıntının sınırında X-ışınlarında belirgin parlak bir yapı mevcuttur. Bu parlak yapının altında daha küçük uzantılar göze çarpmaktadır. Kalıntının geniş band X-ışın görüntüsü üzerindeki en dikkat çekici yapılardan biri de batı yönündeki iç kısımlarda bulunan sönük bölgedir. X-ışınlarında sönük olan bu kısım, optik bölgede oldukça belirgin iyonize hidrojen bölgelerine ve milimetrealtı dalgaboylarında etkin olan molekül bulutuna karşılık gelmektedir. Kalıntının genel görünümü küresellikten uzaktır ve geniş band görüntüsünün genel yapısı, patlama özelliklerinden veya çevresel ortamdan kaynaklanabilecek asimetrik yapılara işaret etmektedir. N63A kalıntısı, N63 HII bölgesi içinde yer almaktadır ve gözlemsel çalışmalar kalıntının HII bölgesinde oluşan ilk SNR olduğunu söylemektedir (Shull, 1983). Kalıntının iç kısımlarında görülen iyonize hidrojen bölgeleri ve molekül bulutları da dikkate alındığında, süpernova patlamasının olduğu ortamda farklı yoğunlukta bölgeler bulunduğu ve bunun da patlamanın simetrik bir şekilde dağılmasının önünde bir engel oluşturduğu söylenebilir. Patlamanın asimetrik dağılımında çevresel maddenin etkin olduğu düşünülse de patlama özelliklerinin de bu duruma katkı sağlayabileceği

göz önünde bulundurulmalıdır. Zira çekirdek çökmesiyle oluşan patlamalarda asimetrik dağılım oluşması oldukça yüksek bir orana sahiptir.

N63A'nın üç renk görüntüsünde (bkz. Şekil 4.2) kırmızı renk 0.30-0.96 keV, yeşil renk 0.96-2.1 keV ve mavi renk 2.1-7 keV enerji aralıklarına karşılık gelmektedir. Üç renk görüntüsü dikkate alındığında kalıntının güneybatı, doğu ve kuzey yönlerindeki dış kısımlarda görülen yaygın yapılar ile kalıntının güneydoğu, doğu ve kuzeybatı yönlerindeki keskin sınırlardan genel olarak yumuşak (kırmızı) X-ışınlarının geldiği görülmektedir. Geniş band görüntüsünde doğu sınırındaki parlak bölge üç renk görüntüsünde de belirgindir. Kalıntıda genel olarak yumuşak X-ışınlarının hâkim olduğu görülse de iç kısımlardan kalıntı dış sınırına göre daha sert X-ışınının geldiği söylenebilir. Ayrıca kalıntının iç kısımlarında daha sert (mavi) X-ışınının geldiği küçük bölgeler mevcuttur. Kalıntının geniş band görüntüsünde batı iç kısmında görülen sönük bölge, üç renk görüntüsünde de benzer şekilde X-ışınlarında etkin değildir.

5.2. TAYFSAL ANALİZLER

Tezde LMC'de bulunan N63A'nın fiziksel parametreleri ve element bollukları konumsal olarak tayin edilmiştir.

5.2.1. Şoka Uğramış Yıldızlararası Ortama ait Özellikler

N63A'nın dış sınırındaki homojen kısımlardan seçilen bölgelere (ISM1-4, bkz. Şekil 4.3) yapılan tayfsal analizlerle kalıntının çevresel maddesi için element bollukları ve plazma parametreleri hesaplanmıştır. Tayfsal analizlerden elde edilen element bollukları (O, Ne, Mg, Si ve Fe) Schenck ve diğ. (2016) tarafından LMC için hesaplanan bolluk değerleriyle hata sınırları içinde uyumludur. Ne ve Si bollukları Russell ve Dopita'nın (1992) değerleriyle uyumluyken, O, Mg ve Fe bollukları ~2-3 kat daha düşüktür. Çevresel madde için hesaplanan ortalama kolon yoğunluğu $0.01 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 'dir.

5.2.2. Kalıntı Üzerindeki Özel Yapıların Özellikleri

N63A'nın dış kısmındaki özel yapıların (sönük ve yaygın) X-ışın analizleri sonucunda elde edilen plazma parametreleri ve element bollukları hata sınırları içerisinde ortalama ISM değerleriyle iyi bir uyum göstermektedir. Bu bulgu, kalıntının dış kısmındaki özel yapıların şoka uğramış çevresel maddenin özelliklerini gösterdiğini vurgulamaktadır. Kalıntının batı iç

kısımındaki sönük bölgelerin tayfsal analiz sonuçları dikkate alındığında iyonlaşma zaman ölçeği ve elektron sıcaklığının ortalama ISM değerlerine göre yüksek olduğu görülmüştür. Bu özel bölgeler için element bollukları hata sınırları içerisinde ortalama ISM değerleriyle uyumludur. Elektron sıcaklığı ve iyonlaşma zaman ölçeği parametrelerinin yüksek olması patlamayla oluşan şok dalgalarının kalıntının iç kısımlarında bulunan bu bölgeleri ısıttığı ve iyonize ettiği anlamına gelmektedir. Element bolluklarındaki durum dikkate alındığında bu özel bölgelerde, atılan maddenin baskın olmadığı söylenebilir. Bununla birlikte özel bölgeler için hesaplanan kolon yoğunluğu değerleri ISM için hesaplanan ortalama değerlerden yaklaşık 20 kat daha yüksektir. N63A'nın batı iç kısmında bulunan bu özel yapılar elektromanyetik tayfın optik bölgesinde etkin molekül bulutlarına ve iyonize hidrojen bölgelerine karşılık gelmektedir (Sano ve diğ., 2019). Bu durum dikkate alındığında kalıntının iç kısmındaki özel bölgeler için hesaplanan yüksek kolon yoğunluğu değeri beklenen bir durumdur.

5.2.3. Radyal Doğrultulardaki Bölgelerin Özellikleri

Chandra arşivinden alınan yüksek uzaysal çözünürlüklü veriyle oluşturulan geniş band görüntüsü üzerinde üç farklı doğrultuda belirlenen 75 bölgeden alınan X-ışın tayflarına düzlem şok modeli uygulandı ve N63A'nın plazma parametreleri ve element bollukları konumsal olarak X-ışınlarında ilk kez ölçüldü.

Kalıntının kuzey (A) yönünde hesaplanan tayfsal parametreler değerlendirildiğinde; elektron sıcaklığının kalıntının geometrik merkezinden $r = 10''$ uzaklığına kadar azaldığı ve bu uzaklığın ötesinde hemen hemen sabit kaldığı görülmüştür. İyonlaşma zaman ölçeği parametresi ise geometrik merkezden $r = 15''-17''$ uzaklığa kadar kısmen artmakta ve bu uzaklıktan sonra azalmaktadır. Emisyon ölçeği parametresi kalıntının geniş band X-ışın görüntüsüyle uyumlu bir dağılım göstermektedir. İncelenen ilk A doğrultusundaki O, Ne ve Mg element bollukları kalıntının geometrik merkezinden $r = 17''$ uzaklığına kadar ortalama ISM değerlerinden fazladır. Söz konusu bolluklar bu uzaklığın ötesinde ortalama ISM değerlerine azalmaktadır. İncelenen Si ve Fe bollukları ise kalıntının en iç bölgeleri haricinde hata sınırları içerisinde ortalama ISM değerlerindedir.

Kalıntının doğu (B) yönünde hesaplanan tayfsal parametreler değerlendirildiğinde; elektron sıcaklıklarının doğrultu boyunca $kT \cong 0.75$ keV değerinde hemen hemen sabit olduğu görülmüştür. İyonlaşma zaman ölçeği parametresi kalıntının geometrik merkezinden $r \cong 15''$

uzaklığına kadar artmakta ve bu uzaklıktan sonra azalmaktadır. Emisyon ölçeği parametresi kalıntının geniş band görüntüsündeki X-ışın şiddet dağılımıyla hemen hemen uyumludur. İncelenen ikinci B doğrultusundaki O, Ne ve Mg element bollukları kalıntının geometrik merkezinden $r = 15''$ uzaklığına ortalama ISM değerlerinden bir miktar fazla olmakla birlikte, element bolluk ölçümlerindeki belirsizlikler dikkate alındığında bazı bölgelerin bolluk değerleri ISM değerleri mertebesindedir. Aynı elementlerin $r = 15''$ uzaklığından itibaren ortalama ISM değerlerinde olduğu tespit edilmiştir. Si bollukları kalıntının merkezi bölgelerinde ortalama ISM bolluklarındayken daha dış kısımlarda bu değerlerin altındadır. Fe bollukları ise genel olarak ortalama ISM değerlerine yakındır.

Kalıntının güneydoğu (C) yönünde hesaplanan tayfsal parametreler değerlendirildiğinde; elektron sıcaklıklarının doğrultu boyunca $kT \cong 0.70$ keV değerinde hemen hemen sabit olduğu görülmüştür. İyonlaşma zaman ölçeği ise kalıntının merkezinden $r \sim 15''$ uzaklığına ve bu uzaklığın ötesinde iki farklı ortalama değer ile ifade edilebilir. Kalıntının iç kısımlarında iyonlaşma zaman ölçeği parametresi, dış kısımlara göre daha yüksek değerdedir. Kalıntının geniş band görüntüsündeki X-ışın şiddet dağılımıyla uyumlu olan emisyon ölçeği parametresi doğrultu boyunca belirgin bir değişim göstermemektedir. İncelenen üçüncü C doğrultusundaki O, Ne ve Mg element bollukları kalıntının geometrik merkezinden $r \sim 15''$ uzaklığına kadar ortalama ISM değerlerinden bir miktar fazla olmakla birlikte element bolluk ölçümlerindeki belirsizlikler dikkate alındığında bazı bölgelerin bolluk değerleri ortalama ISM değerleri mertebesindedir. Aynı elementlerin $r = 15''$ uzaklığından itibaren ortalama ISM değerlerinde olduğu tespit edilmiştir. Si bollukları genel olarak ortalama ISM bolluklarından düşüktür; buna karşın Fe bollukları hata sınırları içerisinde hemen hemen ortalama ISM değerlerindedir.

Üç farklı radyal doğrultudaki tayfsal analiz sonuçları bir arada incelendiğinde, tüm radyal doğrultular için elektron sıcaklığı hemen hemen sabit ve belirgin bir değişim göstermemektedir. İyonlaşma zaman ölçeği parametresi kalıntının merkezinden $15'' < r < 17''$ uzaklığında en büyük değerlere ulaşmakta ve bu sınır bölgenin ötesinde daha düşük değerlerde seyretmektedir. İyonlaşma zaman ölçeğindeki bu değişim kalıntıda ters şokun bulunduğunu gösteren önemli bir delildir. Kalıntı üzerindeki üç doğrultu için elde edilen emisyon ölçeği parametreleri geniş band şiddet dağılımıyla uyumludur.

N63A'nın hesaplanan element bollukları göz önünde bulundurulduğunda, A doğrultusundaki bollukların diğer iki doğrultuya (B ve C) göre daha fazla olduğu tespit edilmiştir. Üç doğrultu

için O, Ne ve Mg bollukları kalıntının iç bölgelerinde ortalama ISM değerlerinden fazla iken, $r \sim 15''$ uzaklığının ötesinde ISM değerlerine ulaştığı görülmektedir. Kalıntı üzerinde konumsal olarak seçilen bölgelerin element bolluk dağılımlarının tek düze olmaması, A doğrultusundaki element bolluklarının diğer iki doğrultudaki ölçümlere göre daha fazla olması, asimetric bir patlamaya işaret etmektedir. Kalıntı A doğrultusunda diğer iki doğrultuya kıyasla daha fazla yayılmıştır. N63A'nın element bolluk dağılımında görülen asimetric yapılar patlama ile atılan maddenin doğasında olan bir karmaşıklıktan meydana gelebileceği gibi çevresel maddeden de kaynaklanabilir. Şoka uğramış çevresel maddedeki karmaşık yapılar kalıntının yayılımını etkilemiş olabilir. Dwarkadas'ın (2005) geliştirmiş olduğu modele göre dış patlama dalgası yoğun bir rüzgâr kabuğuyla karşılaştığında yansıyan bir şok dalgasının oluşabileceğini göstermiştir. Kalıntının merkezine doğru yayılan şok dalgası iç kısımlara doğru artan yoğun bir ortam meydana getirebilir. Yoğun kabuk yapısı içine geçen şok dalgası, şoka uğramış çevresel maddenin X-ışın salma gücünü arttırabilir. Kalıntının güneybatısındaki sönük ve yaygın dış sınırın aksine, kuzeydoğu ve doğu sınırlarındaki kenar-parlaklığı (bkz. Şekil 4.1 ve Şekil 4.2), patlama dalgası ve yoğun rüzgâr kabuğu arasındaki böyle bir etkileşimden kaynaklanabilir.

5.3. N63A KALINTISININ DİNAMİK YAPISI

N63A için yapılan Sedov-Taylor çözümüyle kalıntının yaşı yaklaşık $t = 5,500$ yıl ve patlama enerjisi $E_0 = 7.25 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır. Sedov-Taylor çözümünde N63A'nın çevresel maddesinin tayfsal analizinden hesaplanan elektron sıcaklığı ve emisyon ölçeği parametreleri kullanılmıştır. Emisyon ölçeği yardımıyla ortam yoğunluğu belirlenmiş ve elektron sıcaklığı parametresiyle N63A'nın şok hızı tayin edilmiştir. Belirlenen parametreler Sedov-Taylor bağıntılarında yerine yazılarak kalıntının yaşıyla birlikte patlama enerjisi hesaplanmıştır. Sedov-Taylor bağıntılarının çözümüyle patlama enerjisi yaklaşık $E_0 = 7.25 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır. Bu değer literatürde çekirdek çökmesi süpernovaları için verilen patlama enerjisi değerleriyle uyumludur (Hillebrandt ve Niemeyer, 2000; Nomoto ve diğ., 2007; Vink, 2020). Sedov-Taylor çözümüyle hesaplanan yaş değeri, kalıntı yaşı için bir üst sınır teşkil etmektedir. Patlamayla oluşan şok dalgası yıldızlararası ortamı süpürür ve yığılan madde şok dalgasını zamanla yavaşlatır. Sedov-Taylor çözümünde kullanılan şok hızı bu yavaşlatılmış hıza dayandığından hesaplanan yaş da kalıntı için bir üst sınır oluşturur (Alan ve diğ., 2019). Tezde N63A için hesaplanan yaş değeri, Williams ve diğ. (2006) tarafından verilen 4,500 yıl değerinden büyüktür. Bu da tezde kalıntı yaşı için verilen üst sınırı desteklemektedir.

Sonuç olarak, kalıntıda alfa element bolluğunun yüksek hesaplanması süpernova patlamasının çekirdek çökmesi sonucunda oluştuğunu desteklemektedir. Yaklaşık 5,500 yıl önce LMC'nin NGC 2030 HII bölgesinde meydana gelen süpernova patlaması N63A kalıntısının oluşmasına neden olmuştur. Ata yıldızın popülasyon I türünden ve bir OB oymağı yıldızı olduğunu göstermektedir.

Tezde, yüksek uzaysal-çözünürlüklü tayflarının analiziyle elde edilen gözlemsel bulgular, süpernova patlamalarıyla ilgili kuramsal modellerin test edilmesine ve geliştirilmesine katkı sağlayacaktır. N63A çekirdek çökmesi sonucunda oluşmuştur ve süpernovaların yaklaşık %80'inin bu mekanizmayla oluştuğu bilinmektedir. Dolayısıyla tezde N63A hakkında elde edilen ayrıntılı bulgular, süpernovaların çok büyük bir kısmının genel özellikleri hakkında fikir vermesi açısından önemlidir. N63A için konumsal olarak ölçülen plazma parametreleri (kT , EM , $n_e t$) ve element bollukları (O, Ne, Mg, Si ve Fe) kalıntı için daha gerçekçi modellerin oluşturulmasına fırsat verir.]

KAYNAKLAR

- Adams, S. M., Kochanek, C. S., Gerke, J. R., Stanek, K. Z., Dai, X., 2017, The Search for Failed Supernovae with the Large Binocular Telescope: Confirmation of a Disappearing Star, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 468, 4968.
- Alan, N., Park, S., Bilir, S., 2019, A Detailed Archival CHANDRA Study of the Young Core-collapse Supernova Remnant 1E 0102.2-7219 in the Small Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 873, 53.
- Alsabti, A. W., Murdin, P., 2017, *Supernovae and Supernova Remnants: The Big Picture in Low Resolution*, Handbook of Supernovae, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 3.
- Anders, E., Grevesse, N., 1989, Abundances of the Elements - Meteoritic and Solar, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 53, 197.
- Arnaud, K. A., 1996, XSPEC: The First Ten Years, Astronomical Data Analysis Software and Systems V, A.S.P. Conference Series, 101, George H. Jacoby and Jeannette Barnes, 17.
- Arnett, W. D., 1969, A Possible Model of Supernovae: Detonation of ^{12}C , *Astrophysics and Space Science*, 5, 180.
- Aschenbach, B., 1985, Review Article: X-ray Telescopes, *Reports on Progress in Physics*, 48, 579.
- Baade, W., Zwicky, F., 1934, Cosmic Rays from Supernovae, *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 20, 259.
- Badenes, C., Borkowski, K. J., Hughes, J. P., Hwang, U., Bravo, E., 2006, Constraints on the Physics of Type Ia Supernovae from the X-Ray Spectrum of the Tycho Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 645, 1373.
- Bautz, M. W., Pivovarov, M., Baganoff, F., ve diğ., 1998, X-ray CCD calibration for the AXAF CCD Imaging Spectrometer, *X-Ray Optics, Instruments, and Missions*, 3444, 210.

- Bell, A. R., 1978, The Acceleration of Cosmic Rays in Shock Fronts - I., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 182, 147.
- Bevington, P. R., 1969, Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences (*New York: McGraw-Hill*)
- Blissett, R. J., Cruise, A. M., 1979, The Restoration of Astronomical X-ray Spectra., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 186, 45.
- Bloom, J. S., Kasen, D., Shen, K. J., ve diğ., 2012, A Compact Degenerate Primary-Star Progenitor of SN 2011fe, *The Astrophysical Journal*, 744, L17.
- Borkowski, K. J., Lyerly, W. J., Reynolds, S. P., 2001, Supernova Remnants in the Sedov Expansion Phase: Thermal X-Ray Emission, *The Astrophysical Journal*, 548, 820.
- Burrows, A., 2013, Colloquium: Perspectives on Core-Collapse Supernova Theory, *Reviews of Modern Physics*, 85, 245.
- Buta, R. J., 1982, Photometric Observations of the Bright Type II Supernova 1980k in NGC 6946., *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 94, 578.
- Canizares, C. R., Davis, J. E., Dewey, D., ve diğ., 2005, The Chandra High-Energy Transmission Grating: Design, Fabrication, Ground Calibration, and 5 Years in Flight, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117, 1144.
- Cappellaro, E., Mazzali, P. A., Benetti, S., Danziger, I. J., Turatto, M., della Valle, M., Patat, F., 1997, SN IA Light Curves and Radioactive Decay, *Astronomy and Astrophysics*, 328, 203.
- Chevalier, R. A., 1974, The Evolution of Supernova Remnants. Spherically Symmetric Models, *The Astrophysical Journal*, 188, 501.
- Chevalier, R. A., 1996, The Evolution of Supernova Remnants, The Interplay Between Massive Star Formation, the ISM and Galaxy Evolution, *Proceedings of the 11th IAP Astrophysics Meeting*, Institut d'Astrophysique, Paris, July 3-8, 1995, Gif-sur-Yvette: Editions Frontieres. Edited by Daniel Kunth, B. Guiderdoni, M. Heydari-Malayeri, and Trinh Xu Thuan, 151-156.

- Chieffi, A., Limongi, M., 2004, Explosive Yields of Massive Stars from $Z = 0$ to $Z = Z_{\text{solar}}$, *The Astrophysical Journal*, 608, 405.
- Chomiuk, L., Soderberg, A. M., Moe, M., ve diğ., 2012, EVLA Observations Constrain the Environment and Progenitor System of Type Ia Supernova 2011fe, *The Astrophysical Journal*, 750, 164.
- Chu, Y. H., Kennicutt, R. C., 1988, Environments and Populations of Supernova Remnants in the Large Magellanic Cloud, *The Astronomical Journal*, 96, 1874.
- Cioffi, D. F., 1990, Supernova Remnants as Probes of the Interstellar Medium, Baryonic Dark Matter, *NATO Advanced Research Workshop on Physical Processes in Hot Cosmic Plasmas*, 305, 1.
- Claeys, J. S. W., Pols, O. R., Izzard, R. G., Vink, J., Verbunt, F. W. M., 2014, Theoretical Uncertainties of the Type Ia Supernova Rate, *Astronomy and Astrophysics*, 563, A83.
- Cohen, D. H., Gagné, M., Leutenegger, M. A., MacArthur, J. P., Wollman, E. E., Sundqvist, J. O., Fullerton, A. W., Owocki, S. P., 2011, Chandra X-ray Spectroscopy of the Very Early O Supergiant HD 93129A: Constraints on Wind Shocks and the Mass-Loss Rate, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 415, 3354.
- Colgate, S. A., 1974, The Formation of Deuterium and the Light Elements by Spallation in Supernova Shocks, *The Astrophysical Journal*, 187, 321.
- Cox, D. P., 1972, Cooling and Evolution of a Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 178, 159.
- Dickel, J. R., Milne, D. K., Junkes, N., Klein, U., 1993, N63A: a Supernova Remnant within an HII Region., *Astronomy and Astrophysics*, 275, 265.
- Dimitriadis, G., Foley, R. J., Rest, A., ve diğ., 2019, K2 Observations of SN 2018oh Reveal a Two-Component Rising Light Curve for a Type Ia Supernova, *The Astrophysical Journal*, 870, L1.
- Dolan, J. F., 1972, The Direct Reduction of Astronomical X-Ray Spectra, *Astrophysics and Space Science*, 17, 472.

- Dwarkadas, V., 2005, SN Evolution in the Environment of Massive Stars, *Astronomical Society of the Pacific*, 332, 320.
- Elias, J. H., Matthews, K., Neugebauer, G., Persson, S. E., 1985, Type I Supernovae in the Infrared and Their Use as Distance Indicators., *The Astrophysical Journal*, 296, 379.
- Feast, M., 1999, The Distance to the Large Magellanic Cloud; *A Critical Review, New Views of the Magellanic Clouds*, IAU Symposium, Edited by Y.-H. Chu, N. Suntzeff, J. Hesser, & D. Bohlender. ISBN: 1-58381-021-8, 190, 542.
- Filippenko, A. V., 1989, Type IA Supernovae in Elliptical and Spiral Galaxies: Possible Differences in Photometric Homogeneity, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 101, 588.
- Filippenko, A. V., 1997, Optical Spectra of Supernovae, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35, 309.
- Filippenko, A. V., Matheson, T., Ho, L. C., 1993, The “Type IIb” Supernova 1993J in M81: A Close Relative of Type Ib Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 415, L103.
- Finzi, A., Wolf, R. A., 1967, Type I Supernovae, 150, 115.
- Foglizzo, T., 2017, Handbook of Supernovae, *Springer International Publishing AG*, ISBN 978-3-319-21845-8.
- Fruscione, A., McDowell, J. C., Allen, G. E., ve diğ., 2006, Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems. Edited by Silva, David R.; Doxsey, Rodger E. *Proceedings of the SPIE*, 6270.
- Gal-Yam, A., 2017, Observational and Physical Classification of Supernovae, *Handbook of Supernovae*, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 195.
- Garmire, G. P., 1997, AXAF CCD Imaging Spectrometer (ACIS), *American Astronomical Society Meeting*, 190, 3404.

- Garnavich, P. M., Jha, S., Challis P., ve diğ., 1998, Supernova Limits on the Cosmic Equation of State, *The Astrophysical Journal*, 509, 74.
- Ginzburg, V. L., Syrovatskij, S. I., 1967, Cosmic rays in the Galaxy, Introductory Report, *Radio Astronomy and the Galactic System*, 31, 411.
- Graham, J. R., Evans, A., Albinson, J. S., Bode, M. F., Meikle, W. P. S., 1987, IRAS Observations of Collisionally Heated Dust in Large Magellanic Cloud Supernova Remnants, *The Astrophysical Journal*, 319, 126.
- Green, D. A., 2014, A Catalogue of 294 Galactic Supernova Remnants, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 42, 47.
- Haefner, S., 2014, *Study of Molecular Clouds in the Vicinity of Supernova Remnants as Sources of Very-High-Energy Gamma-Ray Emission*, Doktora Tezi, Erlangen-Nürnberg University.
- Hansen, C. J., Wheeler, J. C., 1969, A Calculation of a White Dwarf Supernova, *Astrophysics and Space Science*, 3, 464.
- Heger, A., Fryer, C. L., Woosley, S. E., Langer, N., Hartmann, D. H., 2003, How Massive Single Stars End Their Life, *The Astrophysical Journal*, 591, 288.
- HI4PI İş birliği, Ben Bekhti, N., Floer, L., Keller ve diğ., 2016, HI4PI: A Full-Sky HI Survey Based on EBHIS and GASS, *Astronomy and Astrophysics*, 594, A116.
- Hillebrandt, W., 1978, The Rapid Neutron-Capture Process and the Synthesis of Heavy and Neutron-Rich Elements, *Space Science Reviews*, 21, 639.
- Hillebrandt, W., Niemeyer, J. C., 2000, Type IA Supernova Explosion Models, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38, 191.
- Hinton, J. A., Hofmann, W., 2009, Teraelectronvolt Astronomy, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 523.
- Howell, D. A., Sullivan, M., Nugent, P. E., ve diğ., 2006, The Type Ia supernova SNLS-03D3bb from a Super-Chandrasekhar-Mass White Dwarf Star, *Nature*, 443, 308.

- Hoyle, F., Fowler, W. A., 1960, Nucleosynthesis in Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 132, 565.
- Hubble, E. P., 1925, Cepheids in Spiral Nebulae, *Popular Astronomy*, 33, 252.
- Hughes, J. P., Hayashi, I., Koyama, K., 1998, ASCA X-Ray Spectroscopy of Large Magellanic Cloud Supernova Remnants and the Metal Abundances of the Large Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 505, 732.
- Iben, I., Tutukov, A. V., 1984, Supernovae of type I as End Products of the Evolution of Binaries with Components of Moderate Initial Mass., *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 54, 335.
- Ilkov, M., Soker, N., 2012, Type Ia Supernovae from Very Long Delayed Explosion of Core-White Dwarf Merger, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 419, 1695.
- Kasen, D., 2010, Seeing the Collision of a Supernova with Its Companion Star, *The Astrophysical Journal*, 708, 1025.
- Kerzendorf, W. E., Schmidt, B. P., Asplund, M., Nomoto, K., Podsiadlowski, P., Frebel, A., Fesen, R. A., Yong, D., 2009, Subaru High-Resolution Spectroscopy of Star G in the Tycho Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 701, 1665.
- Kerzendorf, W. E., Childress, M., Scharwächter, J., Do, T., Schmidt, B. P., 2014, A Reconnaissance of the Possible Donor Stars to the Kepler Supernova, *The Astrophysical Journal*, 782, 27.
- Khamitov, I., Bikmaev, I., Eker, Z., ve diğ., 2011, RTT-150 Optical Follow-Up Observations of SN2011fe (PTF11kly), *The Astronomer's Telegram*, 3620, 1.
- Kochanek, C. S., 2015, Constraints on Core Collapse from the Black Hole Mass Function, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 446, 1213.
- Kuranz, C. C., Park, H. S., Huntington, C. M., ve diğ., 2018, How High Energy Fluxes May Affect Rayleigh-Taylor Instability Growth in Young Supernova Remnants, *Nature Communications*, 9, 1564.

- Lambert, D. L., 1992, The p-Nuclei: Abundances and Origins, *Astronomy and Astrophysics Review*, 3, 201.
- Lucke, P. B., Hodge, P. W., 1970, A Catalogue of Stellar Associations in the Large Magellanic Cloud., *The Astronomical Journal*, 75, 171.
- Macri, L. M., Stanek, K. Z., Bersier, D., Greenhill, L. J., Reid, M. J., 2006, A New Cepheid Distance to the Maser-Host Galaxy NGC 4258 and Its Implications for the Hubble Constant, *The Astrophysical Journal*, 652, 1133.
- Maguire, K., Di Carlo, E., Smartt, S. J., ve diğ., 2010, Optical and near-infrared coverage of SN 2004et: physical parameters and comparison with other Type IIP supernovae, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 404, 981.
- Maoz, D., Mannucci, F., Nelemans, G., 2014, Observational Clues to the Progenitors of Type Ia Supernovae, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 52, 107.
- Mathews, G. J., Cowan, J. J., 1990, New Insights into the Astrophysical r-Process, *Nature*, 345, 491.
- Mathewson, D. S., Ford, V. L., Dopita, M. A., Tuohy, I. R., Long, K. S., Helfand, D. J., 1983, Supernova Remnants in the Magellanic Clouds, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 51, 345.
- McKee, C. F., 1974, X-Ray Emission from an Inward-Propagating Shock in Young Supernova Remnants, *The Astrophysical Journal*, 188, 335.
- Meyer, B. S., 1994, The r-, s-, and p-Processes in Nucleosynthesis, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 32, 153.
- Minkowski, R., 1941, Spectra of Supernovae, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 53, 224.
- Murray, S. S., Chappell, J. H., Kenter, A. T., ve diğ., 1997, *X-Ray, and Gamma-Ray Instrumentation for Astronomy VIII*, AXAF High-Resolution Camera (HRC): calibration and recalibration at XRCF, editors: Oswald H. Siegmund; Mark A. Gummin, *SPEI*, 3114, 11.

- Nelemans, G., Yungelson, L. R., Portegies Zwart, S. F., 2001, The Gravitational Wave Signal from the Galactic Disk Population of Binaries Containing Two Compact Objects, 375, 890.
- Nelemans, G., Toonen, S., Bours, M., 2013, Theoretical Delay Time Distributions, 281, 225.
- Nomoto, K., Thielemann, F.-K., Yokoi, K., 1984, Accreting White Dwarf Models for Type I Supern. III. Carbon Deflagration Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 286, 644.
- Nomoto, K., Saio, H., Kato, M., Hachisu, I., 2007, Thermal Stability of White Dwarfs Accreting Hydrogen-Rich Matter and Progenitors of Type Ia Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 663, 1269.
- Nomoto, K., Maeda, K., Tanaka, M., Suzuki, T., 2011, Gamma-Ray Bursts and Magnetar-Forming Supernovae, *Astrophysics and Space Science*, 336, 129.
- Park, S., Kargaltsev, O., Pavlov, G. G., Mori, K., Slane, P. O., Hughes, J. P., Burrows, D. N., Garmire, G. P., 2009, Nonthermal X-Rays from Supernova Remnant G330.2+1.0 and the Characteristics of its Central Compact Object, *The Astrophysical Journal*, 695, 431.
- Pastorello, A., Kasliwal, M. M., Crockett, R. M., ve diğ., 2008, The Type IIb SN 2008ax: Spectral and Light Curve Evolution, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 389, 955.
- Perlmutter, S., Aldering, G., della Valle, M., ve diğ., 1998, Discovery of a Supernova Explosion at Half the Age of the Universe, *Nature*, 391, 51.
- Perlmutter, S., Aldering, G., Goldhaber, G., ve diğ., 1999, Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 517, 565.
- Phillips, M. M., 1993, The Absolute Magnitudes of Type IA Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 413, L105.
- Planck, M., 1915, Eight Lectures on Theoretical Physics: Wills, A. P., Columbia University Press.

- Pollock, M. D., 1983, On the Behaviour of the Gravitational Constant in Finite-Temperature Induced Gravity, *Physics Letters B*, 132, 61.
- Reynolds, S. P., Chevalier, R. A., 1981, Nonthermal Radiation from Supernova Remnants in the Adiabatic Stage of Evolution., *The Astrophysical Journal*, 245, 912.
- Reynolds, T. M., Fraser, M., Gilmore, G., 2015, Gone without a Bang: an Archival HST Survey for Disappearing Massive Stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 453, 2885.
- Rho, J., Petre, R., 1998, Mixed-Morphology Supernova Remnants, *The Astrophysical Journal*, 503, L167.
- Richardson, D., Jenkins, R. L., Wright, J., Maddox, L., 2014, Absolute-Magnitude Distributions of Supernovae, *The Astronomical Journal*, 147, 118.
- Riess, A. G., Press, W. H., Kirshner, R. P., 1996, A Precise Distance Indicator: Type IA Supernova Multicolor Light-Curve Shapes, *The Astrophysical Journal*, 473, 88.
- Riess, A. G., Filippenko, A. V., Challis, P., et al., 1998, Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant, *The Astronomical Journal*, 116, 1009.
- Riess, A. G., Strolger, L. G., Casertano, S., et al., 2007, New Hubble Space Telescope Discoveries of Type Ia Supernovae at $z > 1$: Narrowing Constraints on the Early Behavior of Dark Energy, *The Astrophysical Journal*, 659, 98.
- Ruiz-Lapuente, P., 2004, Tycho Brahe's Supernova: Light from Centuries Past, *The Astrophysical Journal*, 612, 357.
- Russell, S. C., Dopita, M. A., 1990, Abundances of the Heavy Elements in the Magellanic Clouds. II. H II Regions and Supernova Remnants, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 74, 93.
- Russell, S. C., Dopita, M. A., 1992, Abundances of the Heavy Elements in the Magellanic Clouds. III. Interpretation of Results, *The Astrophysical Journal*, 384, 508.

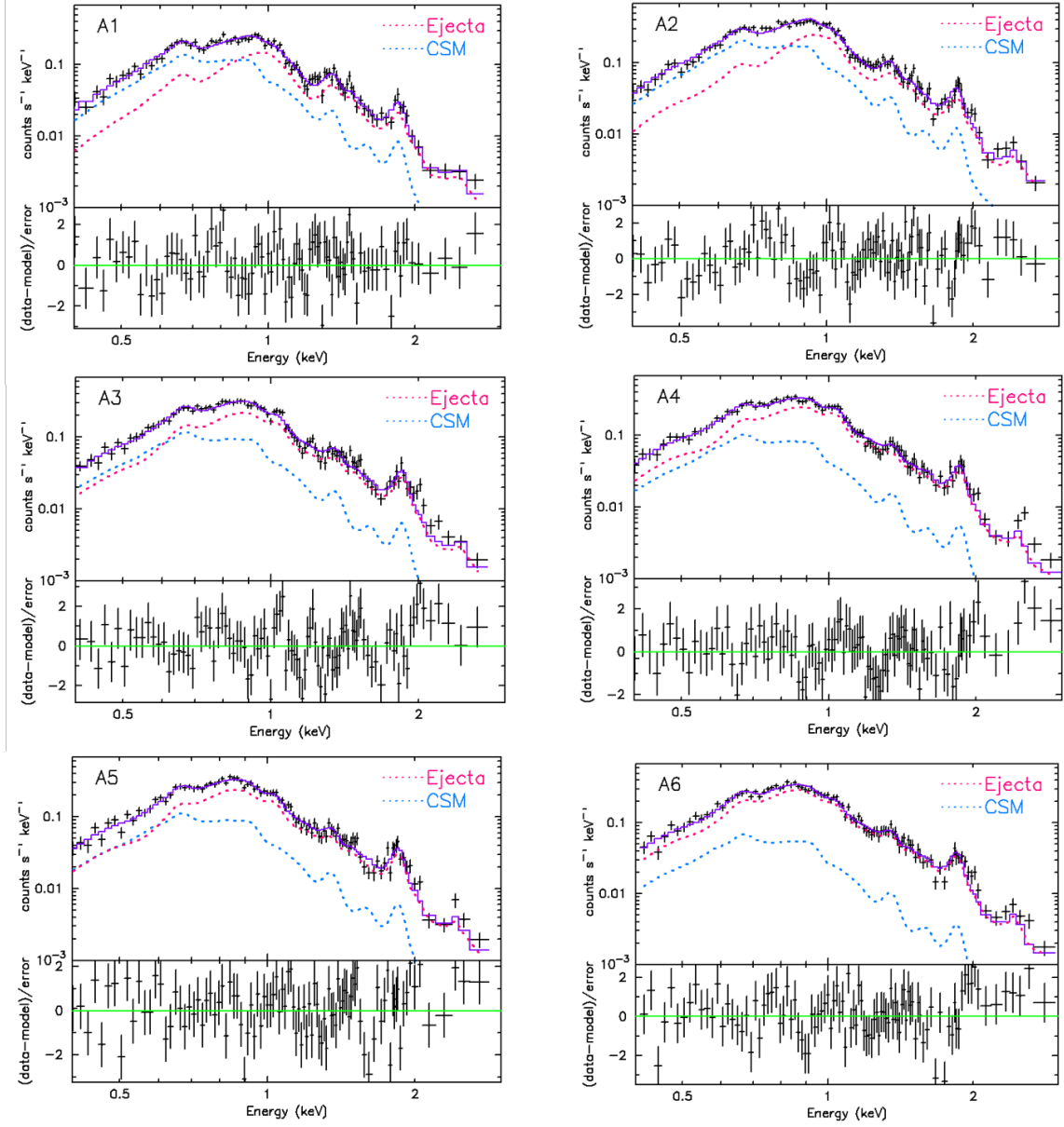
- Safi-Harb, S., Petre, R., Arnaud, K. A., Keohane, J. W., Borkowski, K. J., Dyer, K. K., Reynolds, S. P., Hughes, J. P., 2000, A Broadband X-Ray Study of Supernova Remnant 3C 397, *The Astrophysical Journal*, 545, 922.
- Sano, H., Matsumura, H., Nagaya, T., ve diğ., 2019, ALMA CO Observations of Supernova Remnant N63A in the Large Magellanic Cloud: Discovery of Dense Molecular Clouds Embedded within Shock-ionized and Photoionized Nebulae, *The Astrophysical Journal*, 873, 40.
- Scalzo, R. A., Aldering, G., Antilogus, P., ve diğ., 2010, Nearby Supernova Factory Observations of SN 2007if: First Total Mass Measurement of a Super-Chandrasekhar-Mass Progenitor, *The Astrophysical Journal*, 713, 1073.
- Schaefer, B. E., Pagnotta, A., 2012, An Absence of Ex-companion Stars in the Type Ia Supernova Remnant SNR 0509-67.5, *Nature*, 481, 164.
- Schenck, A., Park, S., Post, S., 2016, A Chandra Study of the Interstellar Metallicity in the Large Magellanic Cloud Using Supernova Remnants, *The Astronomical Journal*, 151, 161.
- Schlegel, E. M., 1990, A New Subclass of Type II Supernovae?, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 244, 269.
- Sedov, L. I., 1959, *Similarity and Dimensional Methods in Mechanics*, (New York: Academic).
- Seward, F. D., Charles, P. A., 2010, *Exploring the X-Ray Universe*, by Frederick D. Seward and Philip A. Charles. Cambridge University Press, ISBN: 9780521884839.
- Shelton, R. L., Cox, D. P., Maciejewski, W., Smith, R. K., Plewa, T., Pawl, A., Rozyczka, M., 1999, Modeling W44 as a Supernova Remnant in a Density Gradient with a Partially Formed Dense Shell and Thermal Conduction in the Hot Interior. II. The Hydrodynamic Models, *The Astrophysical Journal*, 524, 192.
- Shklovskii, I. S., 1962, Supernova Outbursts and the Interstellar Medium, *Soviet Astronomy*, 6, 162.
- Shull, P., 1983, The Kinematics and Structure of N 63A and Associated HII Regions., *The Astrophysical Journal*, 275, 592.

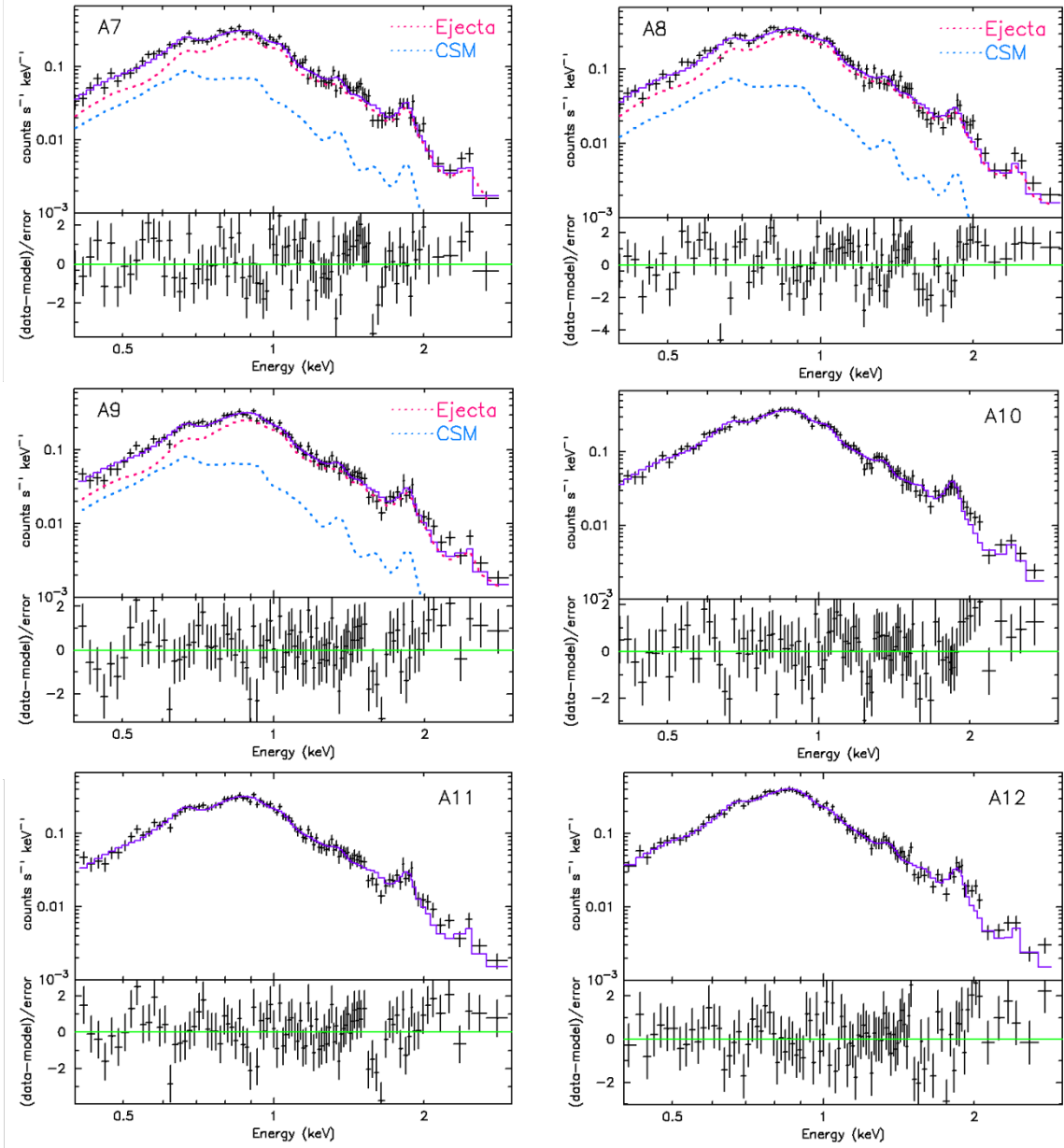
- Smith, R. K., Brickhouse, N. S., Liedahl, D. A., Raymond, J. C., 2001, Collisional Plasma Models with APEC/APED: Emission-Line Diagnostics of Hydrogen-like and Helium-like Ions, *The Astrophysical Journal*, 556, L91.
- Tammann, G. A., Loeffler, W., Schroeder, A., 1994, The Galactic Supernova Rate, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 92, 487.
- Thielemann, F.-K., Nomoto, K., Hashimoto, M.-A., 1996, Core-Collapse Supernovae and Their Ejecta, *The Astrophysical Journal*, 460, 408.
- Totani, T., Morokuma, T., Oda, T., Doi, M., Yasuda, N., 2008, Delay Time Distribution Measurement of Type Ia Supernovae by the Subaru/XMM-Newton Deep Survey and Implications for the Progenitor, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 60, 1327.
- van den Bergh, S., 1996, *Supernovae and Supernova Remnants*, Proceedings of the International Astronomical Union Colloquium 145; held in Xian; China; May 24-29; 1993; Cambridge; UK: Cambridge University Press; edited by Richard McCray and Zhenru Wang, 1.
- van den Bergh, S., Dufour, R. J., 1980, A Lower Limit to the Mass of the Supernova that Produced N 63 A, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 92, 32.
- Vink, J., 2020, *Physics and Evolution of Supernova Remnants*, Springer Nature Switzerland AG, ISBN: 978-3-030-55231-2.
- Warren, J. S., Hughes, J. P., Slane, P. O., 2003, Revealing New Physical Structures in the Supernova Remnant N63A through Chandra Imaging Spectroscopy, *The Astrophysical Journal*, 583, 260.
- Webbink, R. F., 1984, Double White Dwarfs as Progenitors of R Coronae Borealis Stars and Type I Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 277, 355.
- Weiler, K. W., Panagia, N., 1978, Are Crab-type Supernova Remnants (Plerions) Short-lived?, *Astronomy and Astrophysics*, 70, 419.

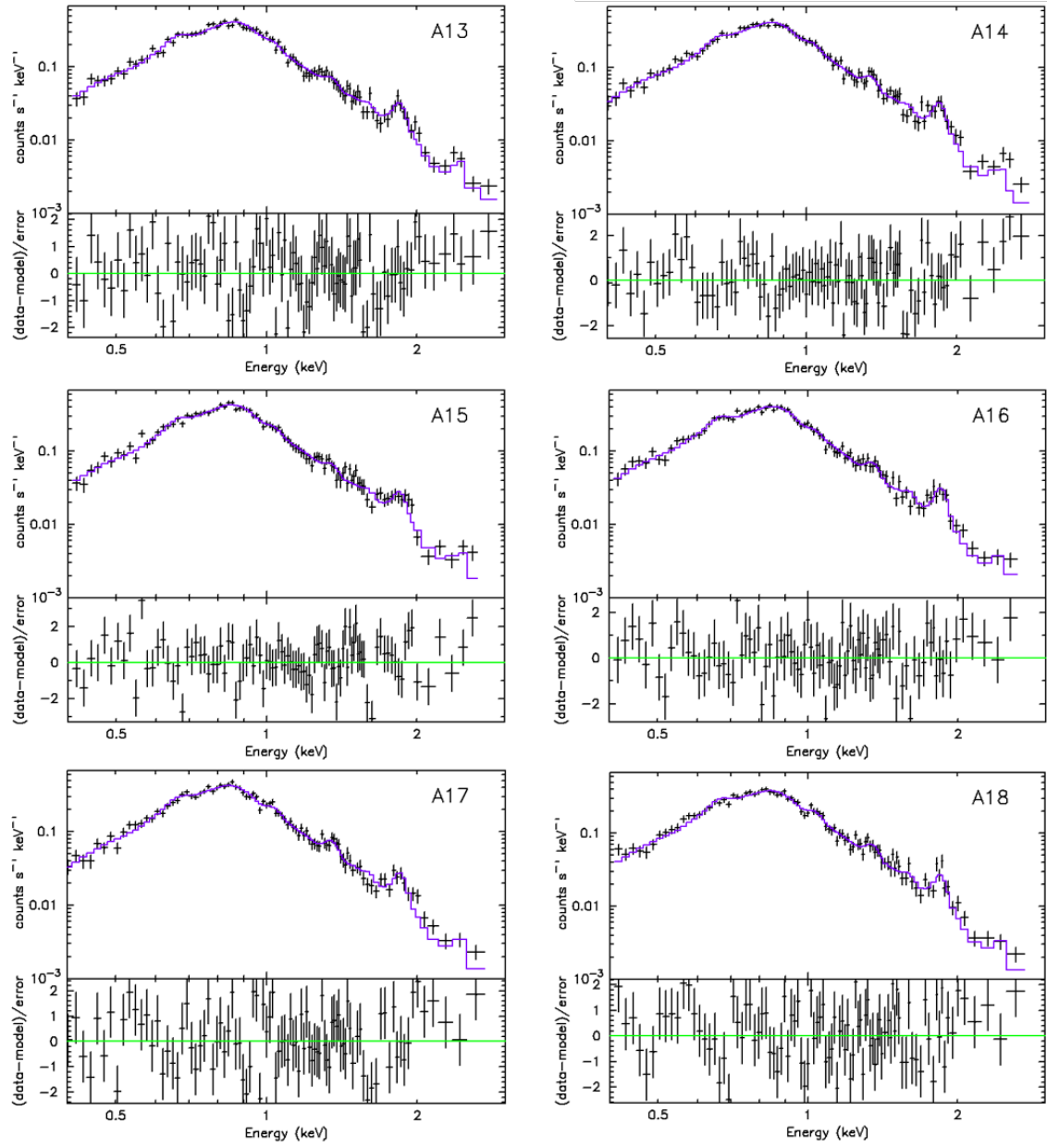
- Weisskopf, M. C., Brinkman, B., Canizares, C., Garmire, G., Murray, S., Van Speybroeck, L. P., 2002, An Overview of the Performance and Scientific Results from the Chandra X-Ray Observatory, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 114, 1.
- Weisskopf, M. C., Aldcroft, T. L., Bautz, M., Cameron, R. A., Dewey, D., Drake, J. J., Grant, C. E., Marshall, H. L., Murray, S. S., 2003, An Overview of the Performance of the Chandra X-ray Observatory, *Experimental Astronomy*, 16, 1.
- Westerlund, B. E., Mathewson, D. S., 1966, Supernova remnants in the large Magellanic Cloud, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 131, 371.
- Wheeler, J. C., Harkness, R. P., 1986, *Physical Models of Supernovae and the Distance Scale, Galaxy Distances and Deviations from Universal Expansion*, 180, 45.
- Whelan, J., Iben, I., 1973, Binaries and Supernovae of Type I, *The Astrophysical Journal*, 186, 1007.
- Williams, R. M., Chu, Y.-H., Gruendl, R., 2006, Supernova Remnants in the Magellanic Clouds. VII. Infrared Emission from Supernova Remnants, *The Astronomical Journal*, 132, 1877.
- Woosley, S. E., Weaver, T. A., 1995, The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 101, 181.

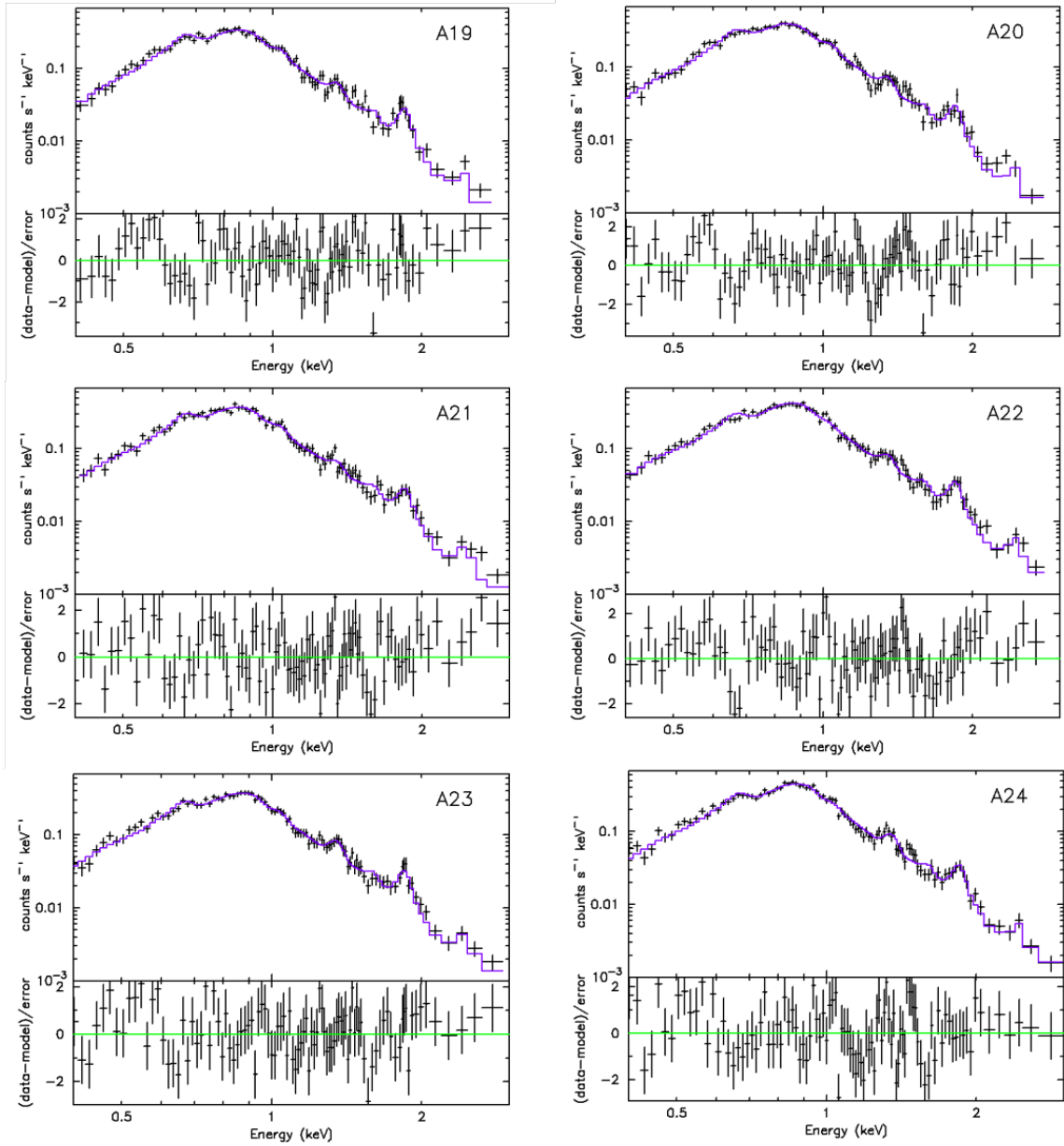
EKLER

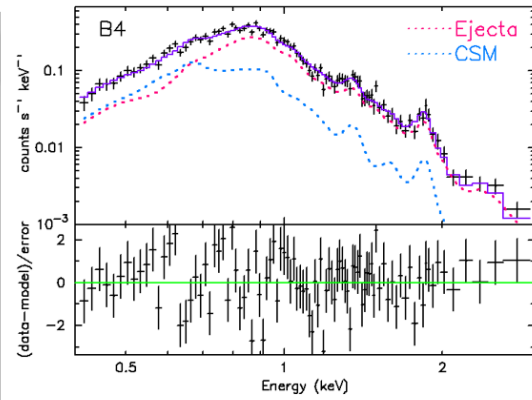
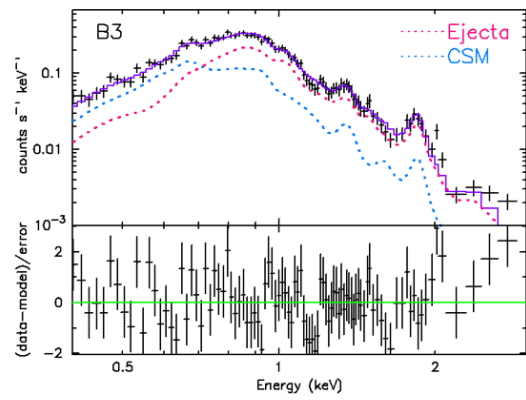
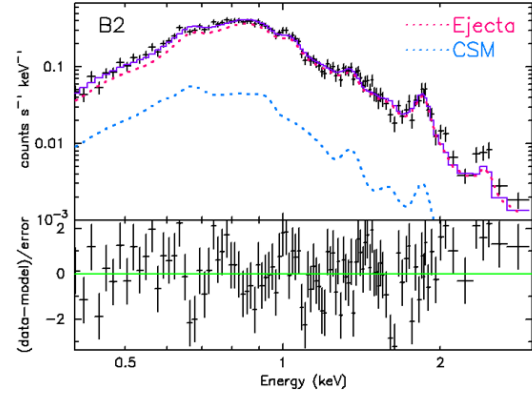
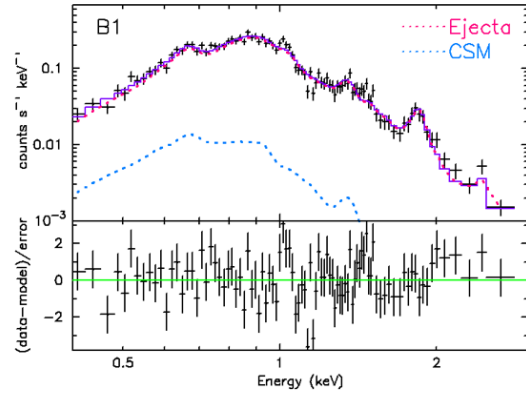
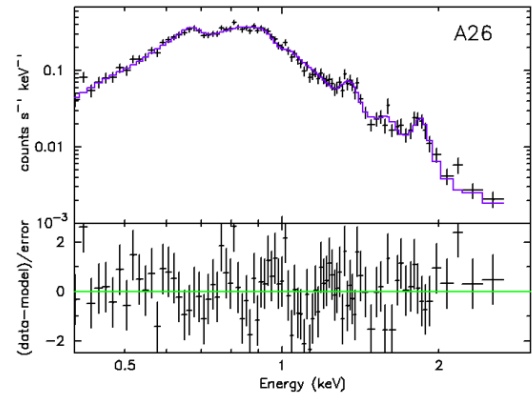
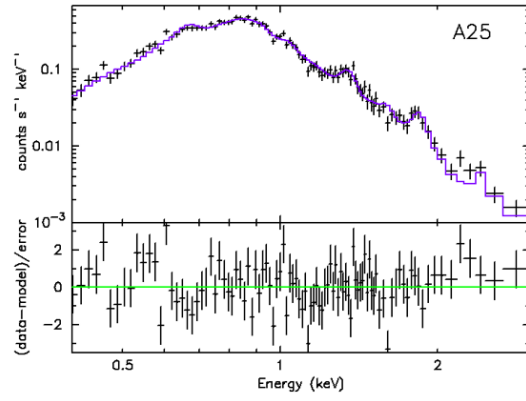
EK.1: Radyal bölgeler için uygulanan tayfsal modeller ile gözlemsel veriler arasındaki farklar.

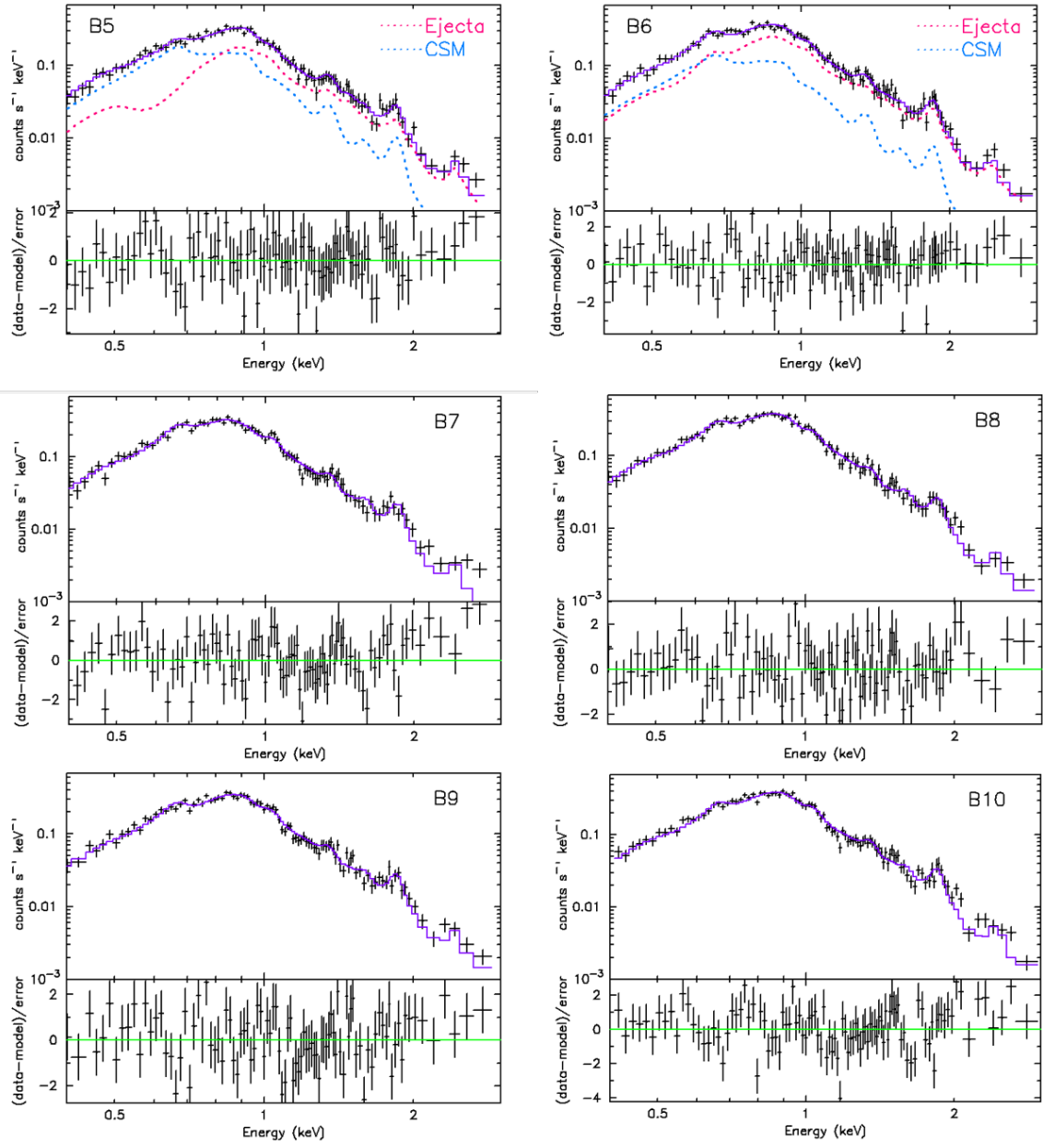


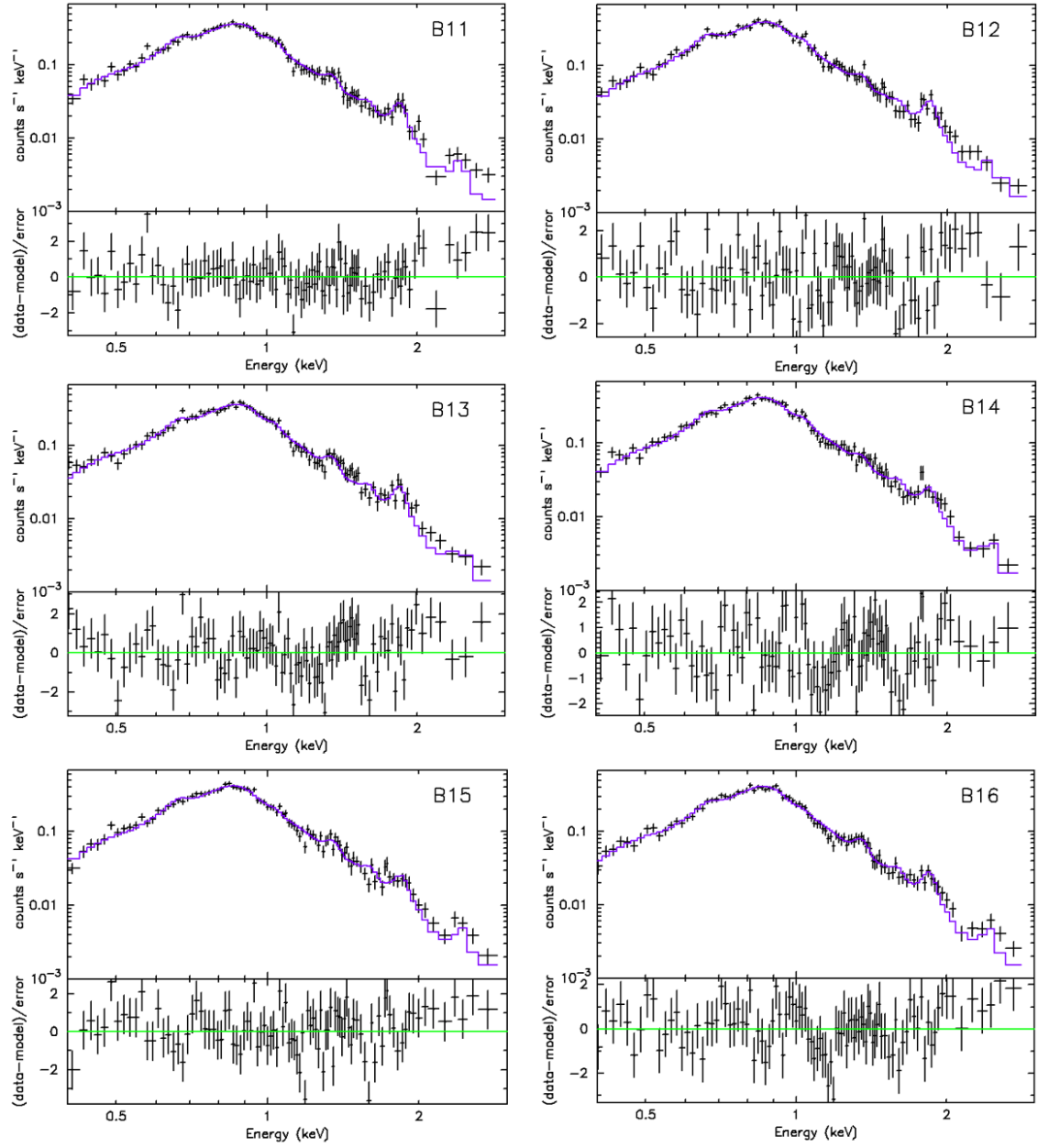


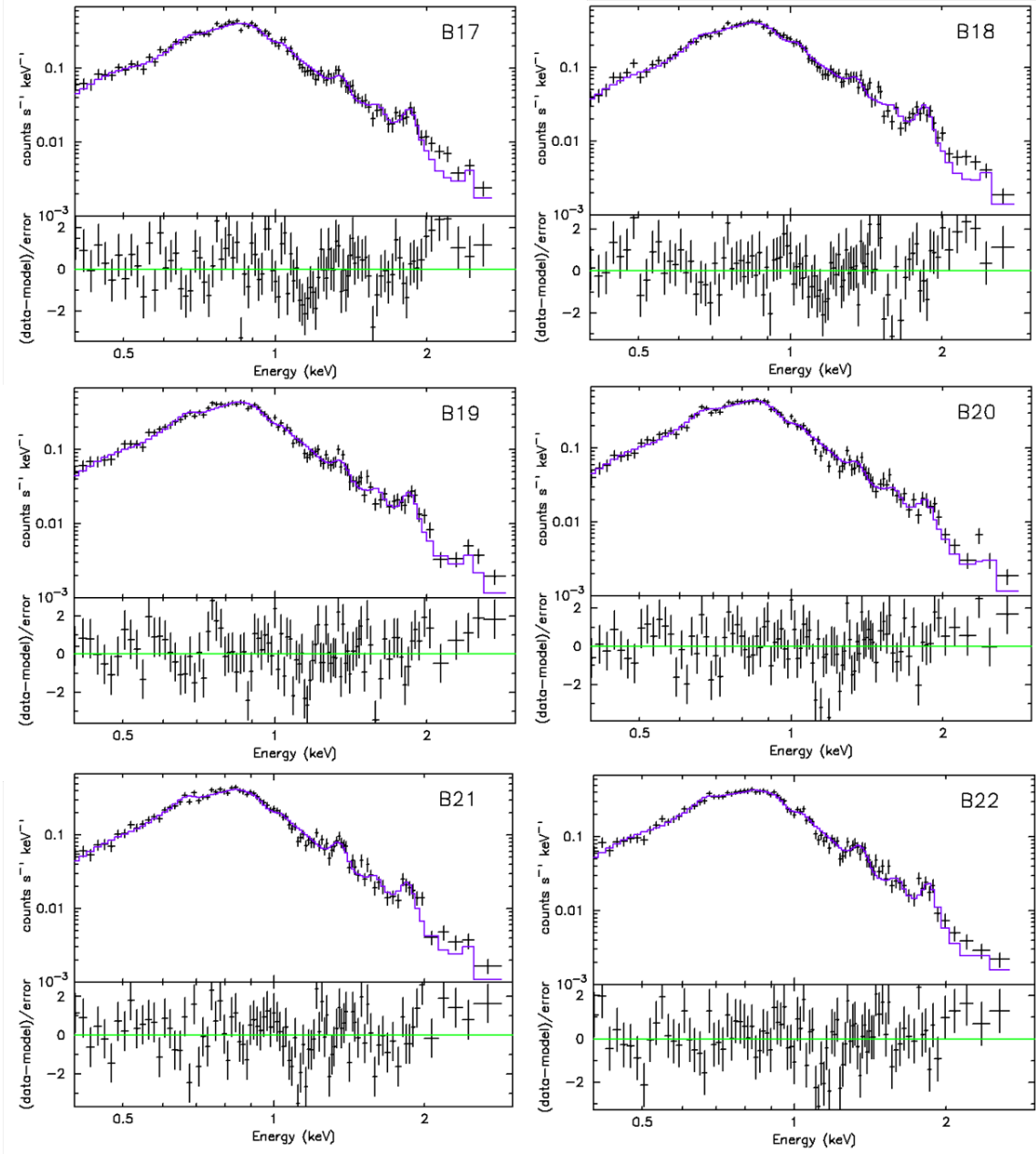


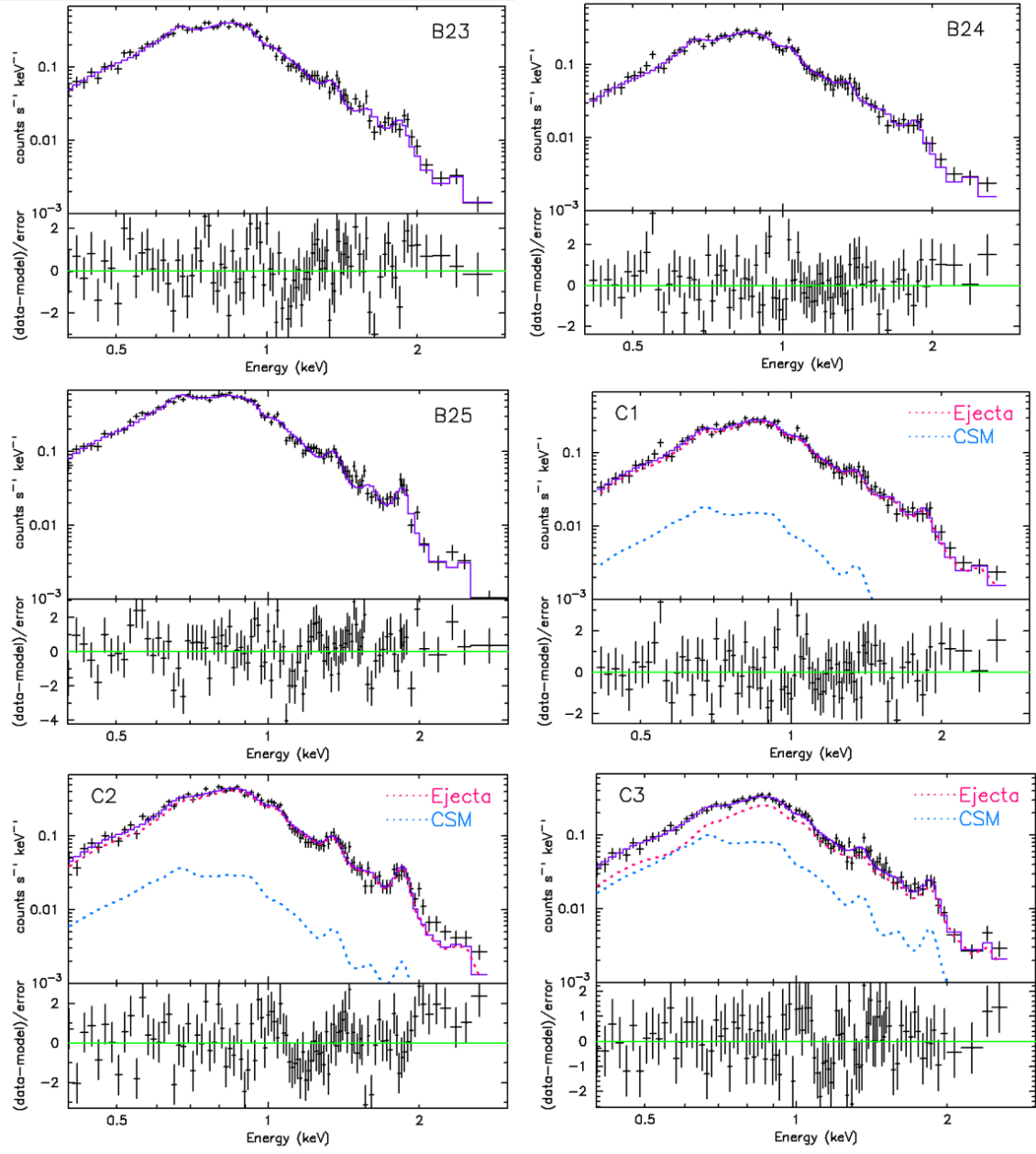


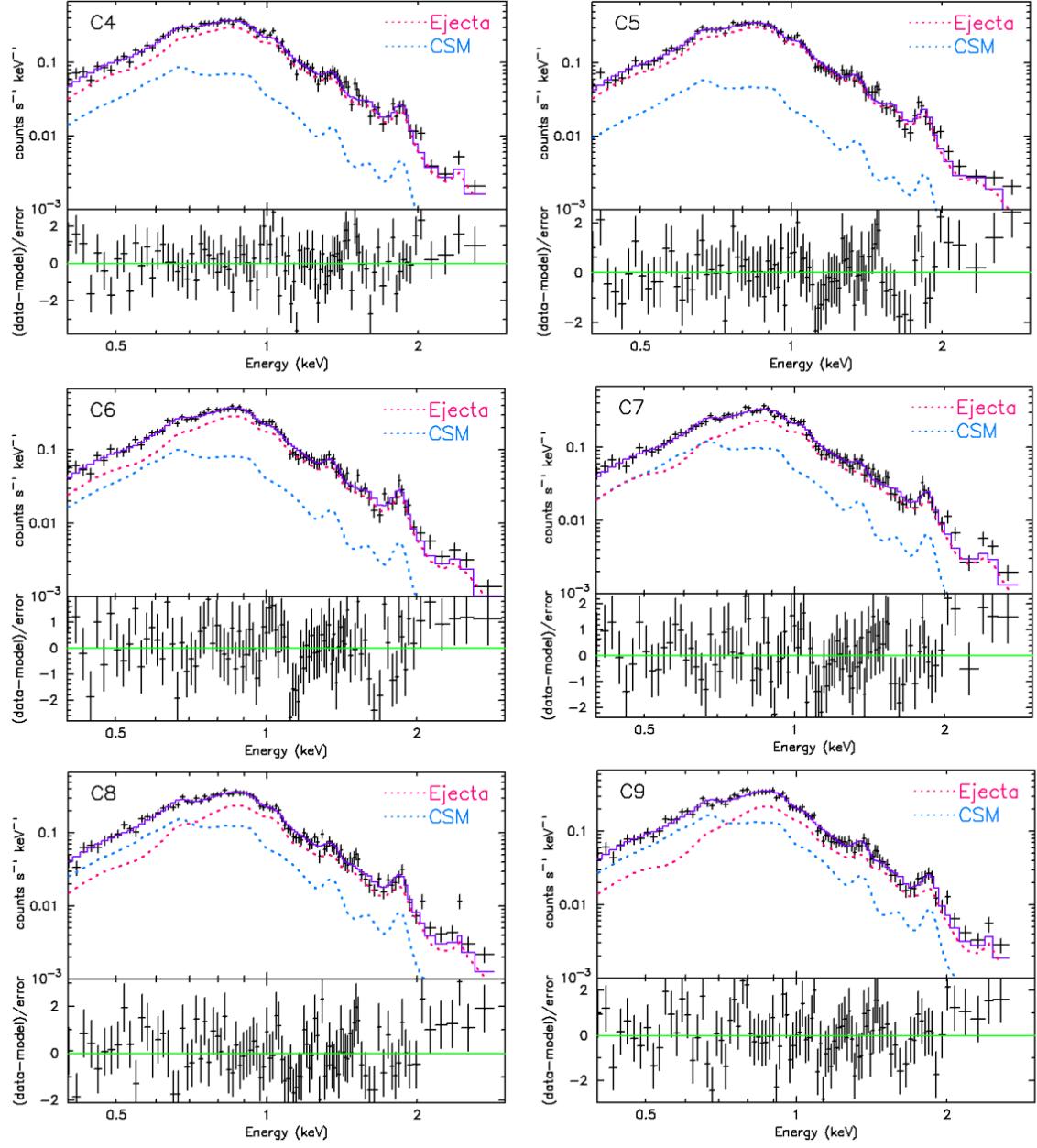


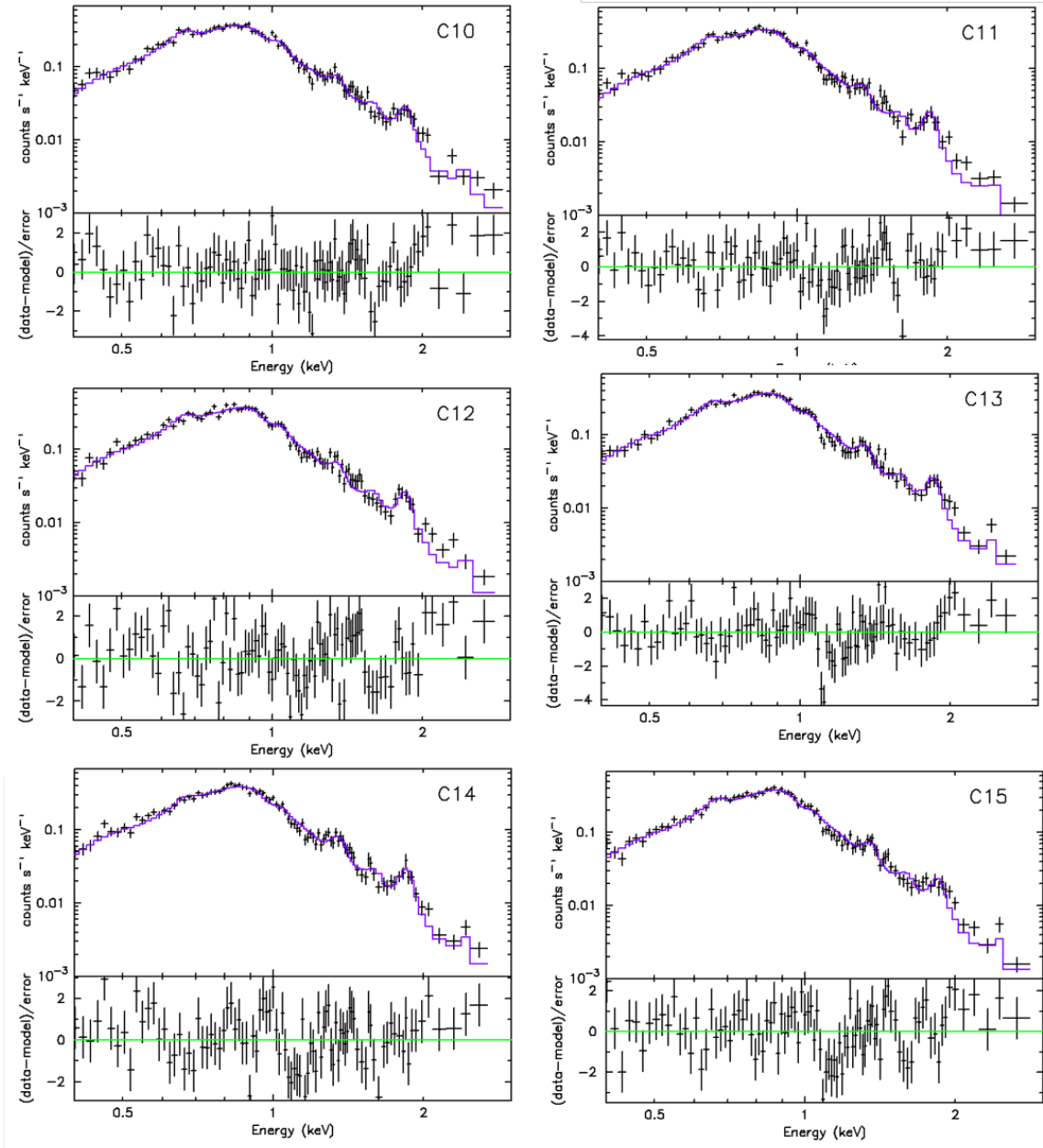


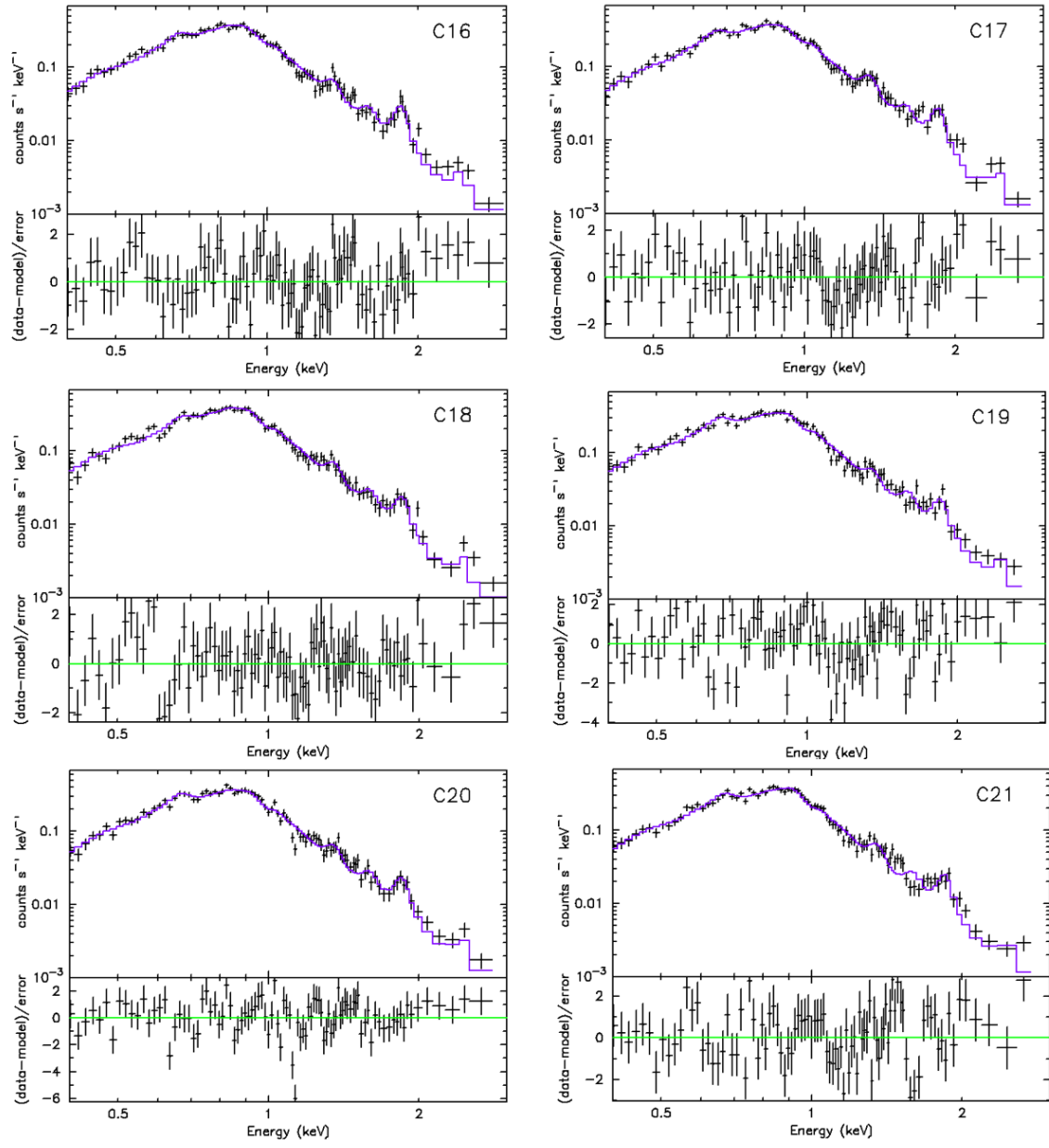


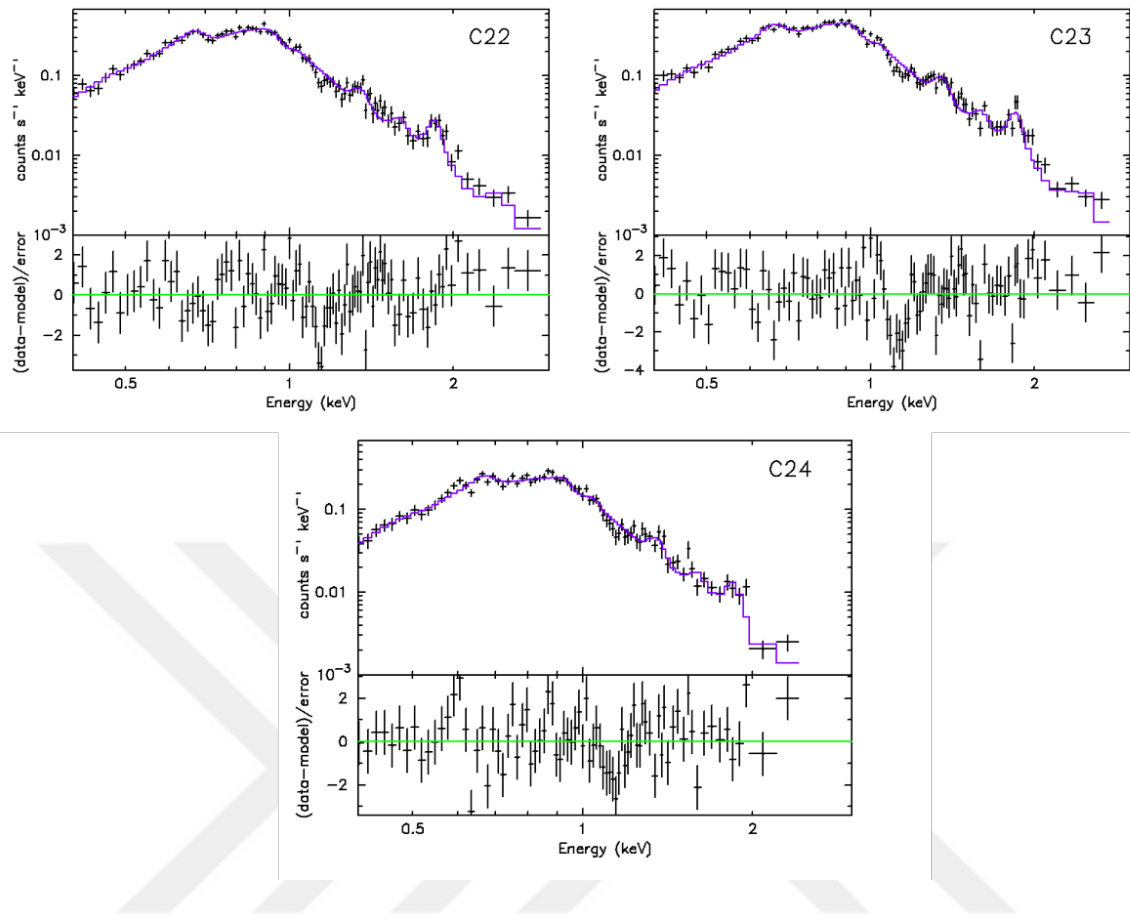






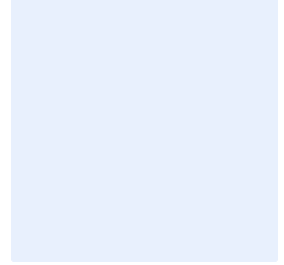






ÖZGEÇMİŞ

Kişisel Bilgiler	
Adı Soyadı	Emre KARAGÖZ
Doğum Yeri	
Doğum Tarihi	Tarih girmek için tıklayın veya dokununuz.
Uyruğu	☒ T.C. ☐ Diğer:
E-Posta Adresi	
Web Adresi	



Eğitim Bilgileri	
Lisans	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Fakülte	Fen Fakültesi
Bölümü	Astronomi ve Uzay Bilimleri
Mezuniyet Yılı	13.07.2018

Yüksek Lisans	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Enstitü Adı	Fen Bilimleri Enstitüsü
Anabilim Dalı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı
Programı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı