

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ



**SAMANYOLU'NDA BULUNAN SEÇİLMİŞ KARIŞIK MORFOLOJİLİ
SÜPERNOVA KALINTILARININ X-IŞIN ANALİZLERİ**

Cihad DENİZ

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ
ANABİLİM DALI
YÜKSEK LİSANS TEZİ

HAZİRAN 2022

ANTALYA

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ



**SAMANYOLU'NDA BULUNAN SEÇİLMİŞ KARIŞIK MORFOLOJİLİ
SÜPERNOVA KALINTILARININ X-IŞIN ANALİZLERİ**

Cihad DENİZ

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ
ANABİLİM DALI
YÜKSEK LİSANS TEZİ

HAZİRAN 2022

ANTALYA

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

**SAMANYOLU'NDA BULUNAN SEÇİLMİŞ KARIŞIK MORFOLOJİLİ
SÜPERNOVA KALINTILARININ X-IŞIN ANALİZLERİ**

Cihad DENİZ

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ

ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

Bu tez 14/06/2022 tarihinde jüri tarafından Oybirliği ile kabul edilmiştir.

Prof. Dr. Hicran BAKIŞ (Danışman)

Prof. Dr. Enise Nihal ERCAN

Doç. Dr. Tülün ERGİN

ÖZET

SAMANYOLU'NDA BULUNAN SEÇİLMİŞ KARIŞIK MORFOLOJİLİ SÜPERNOVA KALINTILARININ X-IŞIN ANALİZLERİ

Cihad DENİZ

Yüksek Lisans Tezi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı

Danışman: Prof. Dr. Hicran BAKIŞ

İkinci Danışman: Prof. Dr. Aytap SEZER

Haziran 2022; 116 sayfa

Bir süpernova patlaması sonucunda süpernova kalıntısı (SNK) oluşur. Patlama ile açığa çıkan büyük miktardaki kinetik enerji (10^{51} erg), şok dalgasının ısıtması ile elektronların ve atomların ısısal enerjisine dönüştürülür ve böylece yüksek sıcaklıklı ($\sim 10^7$ K) bir plazma meydana gelir. SNK'lardaki bu plazmanın çok ince ($\sim 1 \text{ cm}^{-3}$) olması nedeniyle, elektronlar ile atomlar arasındaki iyonizasyon dengesi $\sim 10^{4-5}$ yılda sağlanır. Bu nedenle, SNK'lerde plazmanın iyonlaşma durumlarının X-ışını araştırması, kalıntıların evrimsel aşamasının iyi bir göstergesini sağlar. Ayrıca, yüksek sıcaklıktaki bu SNK plazması, çizgi salmaları ve süreklilik ışıması gösterir. Genç SNK'lar, patlayan ata yıldızdan kalan ağır elementlerin salma çizgilerini gösterirler (örneğin; O, Mg, Si, S, Ar, Ca ve Fe). Bu çizgilerin bolluk değerlerinin doğru bir şekilde belirlenmesi, patlama türünün saptanması için kritik bir öneme sahiptir.

Bu çalışmada Samanyolu'nda bulunan ve karışık morfolojiye sahip SNK'lardan DA 530, CTB 37A ve 3C 391'in *Suzaku* X-ışın analizleri yapılmış ve SNK'larda yeni birleşen (YB) plazma araştırılmıştır. Analizlere başlamadan önce, DA 530'un X-ışın arka plan katkısını gidermek için vinyet etkisi giderilirken; CTB 37A ve 3C 391 için ise, X-ışın arka planı modellenmiştir. Daha sonra, analizlerde, daha önce bu kalıntılara uygulanmamış, 2015 yılında kullanıma sunulan ve YB plazmayı tanımlayan *vvrnei* tayfsal modeli kullanılmıştır. Bu model YB plazmanın olup olmadığı bilgisini sunmakla birlikte, diğer modellerden farklı olarak YB plazmanın yaşını vermektedir. Bu da YB plazma için önerilen iki teorik model arasında hangisinin geçerli olabileceği konusunda ayırım yapılmasına olanak tanır. Seçilen SNK'ların tayfsal analiz için kullanılacak bölgelerini daha doğru seçebilmek için, yüksek açısal çözünürlüğe sahip *Chandra X-ışın Gözlemevi*'nin verileri kullanılmıştır. CTB 37A ve 3C 391 kalıntılarının YB plazma gösterdikleri onaylanmış ve *vvrnei* modeli sayesinde hangi teorik modelin geçerli olduğu tartışılıp, literatürdeki diğer YB plazma gösteren kalıntılarla kıyaslaması yapılmıştır. DA 530 için ise, *Suzaku* verilerinin analizi ilk defa yapılmış olup, literatüre kazandırılmıştır (Deniz vd. 2022). Analizler sonucunda, DA 530 kalıntısında YB plazmanın olmadığı belirlenmiş olup, bu kalıntının diğer tayfsal özellikleri belirlenmiştir.

Daha sonra, tayfsal analizlerden elde edilen en iyi tayfsal model kullanılarak, üç kalıntı için de gelecek nesil X-ışın uyduları olan *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU*'nun simülasyonları yapılmıştır. Bu simülasyonlar ile, *XRISM* ve *Athena*'nın yeterlilikleri ölçülüp, yeterince iyi olmayan tayfsal çözünürlük sebebiyle "saklı kalan" ısısal salma çizgileri de ortaya çıkarılmıştır. DA 530 X-ışınlarında sönük bir SNK olmasına karşın, gelecek nesil X-ışın uydularının kabiliyetleri ile pek çok salma çizgisini göstermiştir.

ANAHTAR KELİMELEER: Süpernova kalıntıları, Karışık morfoloji, Yeniden birleşen plazma, X-ışın analizleri.

JÜRİ: Prof. Dr. Hicran BAKIŞ
Prof. Dr. Enise Nihal ERCAN
Doç. Dr. Tülün ERGİN



ABSTRACT

X-RAY ANALYSIS OF SELECTED MIXED-MORPHOLOGY SUPERNOVA REMNANTS IN THE MILKY WAY

Cihad DENİZ

MSc Thesis in Space Sciences and Technologies

Supervisor: Prof. Dr. Hicran BAKIŞ

Co-Supervisor: Prof. Dr. Aytap SEZER

June 2022; 116 pages

A supernova remnant (SNR) is formed as a result of a supernova explosion. A large amount of kinetic energy (10^{51} erg) released by the explosion is converted into thermal energy of electrons and atoms by the heating of the shock wave, and this results in the formation of a high-temperature plasma. The ionization equilibrium between electrons and atoms is achieved in 10^{4-5} years, due to the very thin ($\sim 1 \text{ cm}^{-3}$) of this plasma in SNRs. Therefore, X-ray investigations of ionization states of the plasma in SNRs provide a better understanding of the evolutionary stages of the remnants. Moreover, high-temperature plasma in SNRs shows a sum of line emission and continuum emission in their spectrum. Young SNRs often show strong emission lines of heavy elements (eg, O, Mg, Si, S, Ar, Ca, and Fe) remaining from the exploding progenitor. Sensitive measuring of the abundance values of these lines is critical for determining the type of explosion.

In this thesis, X-ray analyses of DA 530, CTB 37A, and 3C 391, which are Galactic SNRs with mixed-morphology (MM), were performed. These analyzes aimed to investigate the recombining plasma (RP) in these SNRs. Firstly, the X-ray background of these remnants was calculated. For DA 530, the X-ray background was estimated by removing the vignetting effect, while for CTB 37A and 3C 391 remnants, the X-ray background was excluded with modeling. For the spectral fitting, *vvrnei* model, which is a spectral model for describing the RP and made available in 2015, was used. *vvrnei* model was used for the first time for the three SNRs in this thesis. With this model, the age of RP can estimate, which can use to select one of the two origin models of RP, different from the other spectral models. To decide the spectral analysis region of the SNRs, high angular resolution *Chandra X-ray Observatory* was used. The existence of RP was confirmed for CTB 37A and 3C 391, and the origin of the RP was discussed using the RP age derived from *vvrnei* spectral model. Subsequently, the physical properties of RP compared with the other SNRs in the literature. For the DA 530, for the first time *Suzaku* data of this SNR was analyzed, and the estimated physical properties of this SNR were added to the literature (Deniz et al. 2022). According to X-ray analysis, the plasma of DA 530 is not recombining state.

Finally, using the best-fit model derived from *Suzaku* analyzes, next-generation X-ray satellites *XRISM/Resolve* and *Athena/X-IFU* simulations performed for three SNRs. With these simulations, the capabilities of *XRISM* and *Athena* was measured and thermal emission lines hidden due to poor enough spectral resolution were revealed. Although the DA 530 is a faint SNR in X-rays, it has demonstrated many emission lines with the capabilities of the next generation of X-ray satellites.

KEYWORDS: Supernova remnants, Mixed-morphology, Recombining plasma, X-ray analysis.

COMMITTEE: Prof. Dr. Hicran BAKIŞ
Prof. Dr. Enise Nihal ERCAN
Assoc. Prof. Dr. Tln ERGN



ÖNSÖZ

Yüksek lisans serüvenime başladığım gün ile bugün geldiğim nokta arasında çok büyük bir fark olduğunu söylemekten mutluluk duyuyorum ve dilerim ki her zaman için geçmişe dönüp baktığımda tekrar aynı şeyleri söyleyebilirim. Bugünlere gelmemde çok büyük emekleri olan çok değerli danışmanlarım Sayın Prof. Dr. Hicran BAKIŞ ve Prof. Dr. Aytap SEZER'e sonsuz teşekkürlerimi sunarım. Gerek değerli bilgileriyle kendimi geliştirmeme çok büyük katkılarda bulunmalarıyla, gerekse de çok değerli tecrübeleriyle akademik hayata hazırlamalarını en büyük şanslarımdan biri olarak görüyorum.

Ayrıca, her kararında her zaman arkamda duran, desteklerini hiçbir zaman esirgemeyen aileme ve tüm arkadaşlarıma bir teşekkürü borç bilirim.



İÇİNDEKİLER

ÖZET	i
ABSTRACT	iii
ÖNSÖZ	v
AKADEMİK BEYAN	ix
SİMGELER VE KISALTMALAR	x
ŞEKİLLER DİZİNİ	xi
ÇİZELGELER DİZİNİ	xv
1. GİRİŞ	1
2. KAYNAK TARAMASI	4
2.1. Süpernovalar	4
2.1.1. Süpernovaların patlama mekanizmaları	6
2.1.2. Nükleosentez (Nucleosynthesis)	8
2.2. Süpernova Kalıntıları (SNK)	12
2.3. SNK'ların Morfolojik Sınıflandırılmaları	12
2.3.1. Kabuk tipi SNK'lar	13
2.3.2. Plerionlar (Yengeç benzeri SNK'lar)	13
2.3.3. Kompozit SNK'lar	13
2.3.4. Karışık morfolojili SNK'lar	14
2.4. SNK'ların Dinamik Evrimleri	15
2.4.1. Serbest genişleme evresi (Free expansion phase)	15
2.4.2. Adyabatik (Sedov) evresi (Adiabatic phase)	16
2.4.3. Işınımsal soğuma evresi (Radiative cooling phase)	17
2.4.4. Kaybolma evresi (Disappearance phase)	18
2.5. Plazma Fiziği	18
2.5.1. Şokla ısıtılmış plazmalarda dengede olmama durumu	18
2.6. Süpernova Kalıntılarında Işıma Mekanizmaları	20
2.6.1. Isısal ışıma mekanizmaları	20
2.6.2. Isısal olmayan ışıma mekanizmaları	28
2.7. Süpernova Kalıntılarının Isısal Evrimleri	31
2.7.1. Şok dalgasıyla ısıtma	32
3. MATERYAL VE METOT	34
3.1. Görüntü Analizi	34

3.2. Tayfsal Analiz	35
3.3. X-ışın Uyduları	36
3.3.1. <i>Suzaku</i>	37
3.3.2. <i>Chandra</i>	40
3.3.3. Gelecek nesil X-ışın uyduları: <i>XRISM</i> ve <i>Athena</i>	44
3.4. Kullanılan Yazılımlar ve Paketler	46
3.4.1. XSPEC	47
3.4.2. XSPEC plazma modelleri	48
3.5. DA 530	50
3.5.1. Literatür özeti	50
3.5.2. Gözlemler ve veri indirgeme	51
3.5.3. <i>Chandra</i>	52
3.5.4. <i>Suzaku</i>	53
3.6. Analizler ve Sonuçlar	54
3.6.1. Tayf	56
3.6.2. <i>XRISM</i> ve <i>Athena</i> simülasyonları	57
3.7. CTB 37A	58
3.7.1. Literatür Özeti	58
3.8. Gözlemler ve Veri İndirgeme	62
3.8.1. <i>Chandra</i>	62
3.8.2. <i>Suzaku</i>	63
3.9. Analizler ve Sonuçlar	65
3.9.1. Tayf	68
3.9.2. <i>XRISM</i> ve <i>Athena</i> simülasyonları	69
3.10. 3C 391	70
3.11. Literatür Özeti	70
3.12. Gözlemler ve Veri İndirgeme	72
3.12.1. <i>Chandra</i>	72
3.12.2. <i>Suzaku</i>	73
3.13. Analizler ve Sonuçlar	74
3.13.1. Tayf	78
3.13.2. <i>XRISM</i> ve <i>Athena</i> simülasyonları	80
4. BULGULAR VE TARTIŞMA	82
4.1. DA 530	82

4.1.1.	X-ışın yayan plazmanın fiziksel özellikleri	82
4.1.2.	DA 530'un <i>XRISM</i> ve <i>Athena</i> simülasyonları	84
4.2.	CTB 37A	84
4.2.1.	X-ışın yayan YB plazmanın fiziksel özellikleri	85
4.2.2.	CTB 37A'nın <i>XRISM</i> ve <i>Athena</i> simülasyonları	86
4.3.	3C 391	87
4.3.1.	KB bölgesi	87
4.3.2.	GD bölgesi	88
4.3.3.	3C 391'in <i>XRISM</i> ve <i>Athena</i> simülasyonları	89
5.	SONUÇLAR	90
5.1.	DA 530, CTB 37A ve 3C 391'in X-ışın Özellikleri	90
5.2.	CTB 37A ve 3C 391 Kalıntılarında YB Plazmanın Oluşum Mekanizması . . .	92
6.	KAYNAKLAR	99
	ÖZGEÇMİŞ	

AKADEMİK BEYAN

Yüksek Lisans Tezi olarak sunduğum “Samanyolu’nda Bulunan Seçilmiş Karışık Morfolojili Süpernova Kalıntılarının X-ışın Analizleri” adlı bu çalışmanın, akademik kurallar ve etik değerlere uygun olarak bulunduğunu belirtir, bu tez çalışmasında bana ait olmayan tüm bilgilerin kaynağını gösterdiğimi beyan ederim.

14/06/2022
Cihad DENİZ



SİMGELER VE KISALTMALAR

Simgeler:

kT_e	: Elektron sıcaklığı
kT_{init}	: Başlangıç sıcaklığı
Fe	: Demir
Mg	: Magnezyum
Na	: Sodyum
Ne	: Neon
Ar	: Argon
Ca	: Kalsiyum
C	: Karbon
O	: Oksijen
Si	: Silisyum
S	: Kükürt
n_e	: Elektron yoğunluğu
n_{et}	: İyonizasyon zamanı
N_H	: Soğurma kolon yoğunluğu

Kısaltmalar:

BI	: Arkadan Aydınlatmalı (Back-illuminated)
CCD	: Yük Bağlanmış Cihaz (Charge coupled device)
d.o.f.	: Serbestlik Derecesi (Degrees of freedom)
FI	: Önden Aydınlatmalı (Front-illuminated)
FoV	: Görüş Alanı (Field of view)
SN	: Süpernova
SNK	: Süpernova Kalıntısı
SNR	: Supernova Remnant
XIS	: X-ışın görüntü tayfçekeri (X-ray imaging spectrometer)
ACIS	: Advanced CCD Imaging Spectrometer
X-IFU	: X-ray Integral Field Unit
YAO	: Yıldızlararası Ortam

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 2.1. SN Tip Ia, Ib, II-L, II-P ve SN 1987A için şematik ışık eğrileri. Tip Ib için çizilen ışık eğrisi aynı zamanda Tip Ic'yi de içerir ve bir ortalamayı temsil eder (Filippenko 1997)	5
Şekil 2.2. Süpernovaların maksimum ışık tayflarına, eğrilerine ve patlama mekanizmalarına göre sınıflandırmasını gösteren bir genelleştirilmiş şema	6
Şekil 2.3. Çekirdek çökmesinden hemen önce, devasa bir yıldızın içi soğan halkalarına benzer şekilde, en içte en ağır element ve en dışta en hafif element olacak şekilde sıralanır (Pogge, Ohio State University)	7
Şekil 2.4. 20 $M_{\odot}$ kütleli yıldızın çekirdek çöküşü SN'sinden sonra ilişkili kütleyle karşılık bolluk dağılımı (Thielemann vd. 1996).	11
Şekil 2.5. Çeşitli nükleosentetik modeller için toplam ejektada oksijene göre bolluklar: Tip Ia (W7 ve CDD1 modeli) verisi Iwamoto vd. (1999), çekirdek çöküşü (ata yıldız kütleleri 13, 15, 20 ve 25 $M_{\odot}$ olan) verisi ise Thielemann vd. (1996)'dan alınmıştır	12
Şekil 2.6. SNK sınıflarının her biri için birer örnek görülmektedir. <i>Chandra</i> geniş bant (0.3–10.0 keV) X-ışın görüntüleri ve radyo kontürleri: a) Tycho SNK'sı için VLA 1.375 GHz, b) 3C 58 ve c) SNK G11.2–0.3 için VLA 21 cm ve son olarak d) W44 için VLA 1.4 GHz. Görüntüler Kawasaki (2003) doktora tezinden alınmıştır	15
Şekil 2.7. Ön şokun, temas süresizliğinin ve ters şok yarıçapının zamanla evrimi. Kesik çizgi, merkezdeki ters şok dalgasının yansımalarının neden olduğu çıkan zayıf şok dalgasını gösterir (Wang ve Chevalier 2002)	17
Şekil 2.8. Saf silisyum plazmadan gelen ısısal salma ($kT_e = 1$ keV ve $n_e t = 5 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$). Kırmızı düz çizgi bremsstrahlung salmasını, kırmızı kesikli çizgi RRC'yi ve kırmızı noktalı çizgi ise 2 foton salmasını gösterir. Toplam yayma ise siyah ile gösterilmiştir ve silisyum iyonlarından gelen salmayı da içerir (Vink 2012)	22
Şekil 2.9. RRC ve yeniden birleşme çizgileri için mekanizmayı gösteren şematik görsel. Ozawa (2010) doktora tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir	23
Şekil 2.10. a) He-benzeri iyonlar için basitleştirilmiş seviye şeması. w ve z sırasıyla rezonans ve yasaklı çizgileri, x ve y ise ara kombinasyon çizgilerini göstermektedir. Yukarı yönlü oklar çarpışmalı uyarılma geçişlerini ifade etmektedir. Kesikli çizgiler ise, ışımsal geçişlerdir ($3S_1$ 'den $3P_{0,1,2}$ seviyelerine fotonla uyarılma ve $1S_0$ seviyesinden temel seviyeye olan iki foton sürekliliği de dahil). Kalın eğri oklar yeniden birleşme (ışımsal ve dielektronik) artı kaskad süreçlerini göstermektedir. Görsel, Porquet vd. (2001)'den alınıp Türkçeye çevirilmiştir. b) CIE durumundaki bir plazma için $kT_e \sim 1.5$ keV elektron sıcaklığı için muhtemel tayf. Burada, bir He-benzeri Fe iyonunun $K\alpha$ enerjisi civarındaki enerji aralığı gösterilmiştir. Rezonans (w), ara kombinasyon (x ve y) ve yasaklı (z) çizgiler oklarla gösterilmiştir. Kalan çizgiler ise He, Li ve Be-benzeri Fe iyonlarının dielektronik yeniden birleşme sürecinden kaynaklı oluşmuştur. Bu şekil Ozawa (2010) tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir	25

Şekil 2.11. Kademeli bozunma çizgilerinin salma mekanizmasını gösteren şematik görsel. a) H benzeri iyonlar için basitleştirilmiş seviye gösterimi görülmektedir. Uyarılmış seviyelerde yakalanan serbest bağlı durumundaki elektronların çoğu, doğrudan temel duruma geçer ve ışıma yeniden birleşme (kademeli bozunma) çizgileri üretir. b) He benzeri iyonlar için seviye gösterimi. Uyarılmış “singlet” seviyelerde yakalanan elektronların çoğu, doğrudan temel duruma geçer. Aksine, “triplet” seviyelere giren elektronların çoğu, bir kez $n=2$ (yeşil ok) üçlü seviyelerine geçiş yapar ve daha sonra ışıma geçişleri için seçim kuralları nedeniyle temel duruma geçer. Bu şekil Ozawa (2010) tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir	27
Şekil 2.12. Gözlemci hareketsiz çerçevesi a) ve şok hareketsiz çerçevesi b) içindeki şok önünün etrafından şematik bir görünüm. Yamaguchi (2008) doktora tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir	31
Şekil 3.1. <i>Suzaku</i> uydusunun şematik bir gösterimi. Ön kısımda, X-ışın teleskopları (XRT) görülmektedir. Bu görsel, Mitsuda vd. (2007)’den alınmıştır	38
Şekil 3.2. XIS CCD’sinin şematik gösterimi (üstten bakış). Şekilde dört segment (A, B, C ve D segmentleri) ve okuma düğümleri görülmektedir (Anonymous1)	39
Şekil 3.3. Hem FI (XIS0, 2 ve 3) hem de BI (XIS1) CCD’leri için bir XIS+XRT sisteminin etkin alanı (Anonymous1)	40
Şekil 3.4. <i>Chandra</i> uydusunun şematik bir çizimi (Anonymous2)	41
Şekil 3.5. ACIS enstrümanının bir görüntüsü. CCD çipleri kare (görüntüleme) ve dikdörtgen (tayfölçümü) şekilde dizilerdir (Anonymous3)	42
Şekil 3.6. ACIS uçuş odak düzlemi için seçilen çiplerin konumları ve yönleri (Anonymous4)	43
Şekil 3.7. Görüntüleme dedektörleri ile birleştirilen aynaların etkili alanı, foton enerjisine bağlı olarak logaritmik ölçekte gösterilmektedir (Anonymous3)	43
Şekil 3.8. a) X-IFU’nun şematik çizimi görülmektedir. b) WFI’nın şematik çizimi görülmektedir. Şekil, Nandra vd. (2013)’ten alınıp Türkçeye çevirilmiştir	46
Şekil 3.9. SNK’larda gözlenen plazma türlerinin şematik bir gösterimi. Bu görsel, Ozawa (2010) makalesindeki Şekil 4.1’in Türkçeye çevirilmesi ve literatürdeki yeni bilgilerin eklenmesi ile elde edilmiştir	50
Şekil 3.10. DA 530’un merkez noktasından alınan üç renkli <i>Chandra</i> görüntüsü. Bu tez çalışmasında, kalıntının merkezi değil, GD kabuğu çalışılmıştır. Beyaz daire, <i>Suzaku</i> ile gözlenen ve bu tez çalışmasında kullanılan bölgeyi, beyaz kutucuk ise XIS FoV’ünü göstermektedir. Görüntü lineer ölçekte açılmıştır ve J2000 koordinat sisteminde	53

Şekil 3.11. a) NVSS ile 1.4 GHz frekansında gözlenen radyo süreklilik kontürleri ile üst üste bindirilmiş 0.3–10.0 keV enerji aralığındaki logaritmik ölçeklendirilmiş <i>Suzaku</i> /XIS3 X-ışın görüntüsü görülmektedir. Beyaz daire, tayfsal analizlerde kullanılmak üzere seçilen X-ışın kaynağını göstermektedir. Arka plan analizleri için seçilen bölge ise, camgöbeği rengi kesikli çizgilerle oluşturulan dikdörtgen ile gösterilmiştir. Köşelerde bulunan macenta renkli daireler ise, ^{55}Fe ile aydınlatılmış kalibrasyon bölgeleridir. Yeşil kontürler, NVSS radyo verilerini temsil etmektedir. b) SNK DA 530'un Condon vd. (1998) tarafından alınan 1.4 GHz radyo süreklilik görüntüsüdür. Görüntü lineer ölçekte açılmıştır. İki görüntüde de bulunan beyaz kare, <i>Suzaku</i> XIS'in FoV'unu (17.8×17.8 açı dakikası ²) göstermektedir. Görüntülerde kuzey yukarıyı ve doğu ise sol tarafı işaret etmektedir. Görsel J2000.0 koordinat sisteminde koordinatlandırılmıştır	54
Şekil 3.12. Üst panelde arka plan çıkartılmış <i>Suzaku</i> /XIS FI (XIS0 ve XIS3 tayflarının toplamı, kırmızı renkli) ve BI (XIS1, siyah renkli) tayfı görülmektedir. 0.5–10 keV enerji aralığındaki tayfa <i>vpshock</i> modeli (kırmızı ve siyah düz çizgiler) uygulanmıştır. Altta panel ise, uygulanan modelin gözlem verilerinden ne kadar saptığını göstermektedir	57
Şekil 3.13. a) 100 ks <i>XRISM</i> /Resolve ve b) 30 ks <i>Athena</i> /X-IFU'nun 0.3–10.0 keV enerji aralığındaki tayf simülasyonları. Bu simülasyonlarda, <i>Suzaku</i> /XIS verisine uygulanan <i>vpshock</i> modeli kullanılmıştır. Açık gri renkli işaretçiler veriyi temsil ederken; açık mavi çizgi Resolve için, turuncu çizgi ise X-IFU için fiti temsil etmektedir	58
Şekil 3.14. SNK CTB 37A'nın <i>Chandra</i> ACIS dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş X-ışın görüntüsü. Beyaz daire X-ışın analizleri için seçilen tüm SNK bölgesini temsil etmektedir. Görüntü J2000.0 koordinat sisteminde koordinatlandırılmıştır ve doğrusal ölçektir	63
Şekil 3.15. CTB 37A'nın <i>Suzaku</i> XIS1 dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş 0.3–10 keV enerji aralığındaki görüntüsü. Beyaz daire X-ışın analizleri için seçilen tüm SNK bölgesini temsil etmektedir. Köşelerdeki sarı kesikli daireler, ^{55}Fe kalibrasyon bölgelerini gösterirken, 1 ve 2 olarak numaralandırılmış macenta renkli kesikli daireler <i>Chandra</i> uydusu ile keşfedilip, isimlendirilmiş iki kaynağı göstermektedir. 1 ve 2 kaynakları sırasıyla, CXOU J171419.8–383023 ve CXOU J171428.5–383601'dir. Bu kesikli daireler, X-ışın analizlerinde, tayfa ek katkı yapmaması için çıkartılmıştır	64
Şekil 3.16. Üst panelde; arka plan ışıması modellenmiş, 1–7 keV enerji bandındaki <i>vvrnei</i> + <i>vpshock</i> modeli ile temsil edilmiş <i>Suzaku</i> XIS0 (siyah) ve XIS3 (kırmızı) tayfları görülmektedir. Alt panelde ise; veri ile uygulanan model arasındaki sapma görülmektedir	69
Şekil 3.17. a) CTB 37A kalıntısının 0.3–10.0 keV enerji aralığındaki 100 ks Resolve ve b) 30 ks X-IFU tayf simülasyonları. Bu simülasyonlar için, <i>Suzaku</i> /XIS verisine uygulanan <i>vpshock</i> + <i>vvrnei</i> modeli kullanılmıştır. Sol tarafta camgöbeği renkli işaretçiler simüle edilmiş Resolve verisini temsil ederken, sağ taraftaki açık gri renkli işaretçiler X-IFU için simülasyonun ön gördüğü veriyi temsil etmektedir. Siyah çizgi Resolve için, koyu mavi çizgi ise X-IFU için fiti temsil etmektedir	70

Şekil 3.18. SNK 3C 391'in <i>Chandra</i> ACIS dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş üç renkli görüntüsü. Tayfsal analiz için belirlenen KB ve GD bölgeleri sırasıyla beyaz ve mavi elipsler ile gösterilmiştir	73
Şekil 3.19. 3C 391'in 0.3–10.0 keV enerji aralığında <i>Suzaku</i> XIS3 dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş görüntüsü. KB ve GD bölgeleri sırasıyla beyaz ve mavi elipsler ile gösterilmiştir. Köşelerdeki macenta renkli daireler ^{55}Fe kalibrasyon bölgelerini göstermektedir. En dıştaki beyaz kesikli çizgilerle oluşturulmuş kare ise arka plan analizi için seçilen bölgedir	74
Şekil 3.20. a) 3C 391'in KB bölgesinden alınan <i>Suzaku</i> /XIS tayfı ve ona uygulanan en iyi model. Üst panelde, siyah çarpılar ve siyah düz çizgi sırasıyla XIS0 verisini ve bu veriye uygulanan <i>vvrnei</i> + <i>vpshock</i> modelini gösterirken; kırmızı çarpılar ve kırmızı düz çizgi XIS3 dedektörü için veri ve modeli göstermektedir. Alt panelde ise, veri ile model arasındaki sapma görülmektedir. b) 3C 391'in GD bölgesinden alınan <i>Suzaku</i> /XIS tayfı ve ona uygulanan en iyi model görülmektedir. Renklendirmeler KB bölgesindeki ile aynıdır. GD bölgesinden alınan bu tayfa uygulanan model <i>vmekal</i> + <i>vvrnei</i> modelidir	79
Şekil 3.21. 3C 391'in KB bölgesi için 0.3–10.0 keV enerji aralığında elde edilen a) 100 ks <i>XRISM</i> /Resolve ve b) 30 ks <i>Athena</i> /X-IFU tayf simülasyonları. Bu simülasyonlar için, <i>Suzaku</i> /XIS verisine uygulanan <i>vmekal</i> + <i>vvrnei</i> modeli kullanılmıştır. Koyu turuncu ve koyu mavi renkli işaretçiler verileri temsil ederken; siyah çizgi iki tayfta da fiti temsil etmektedir	80
Şekil 3.22. 3C 391'in GD bölgesi için 0.3–10.0 keV enerji aralığında elde edilen a) 100 ks <i>XRISM</i> /Resolve ve b) 30 ks <i>Athena</i> /X-IFU tayf simülasyonları. Bu simülasyonlar için, <i>Suzaku</i> /XIS verisine uygulanan <i>vmekal</i> + <i>vvrnei</i> modeli kullanılmıştır. Macenta ve açık mavi renkli işaretçiler verileri temsil ederken; siyah çizgi iki tayfta da fiti temsil etmektedir	81

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 2.1. Patlayıcı nükleosentezde yanma bölgeleri, ana ürünler ve reaksiyonların başlama sıcaklıkları (Thielemann vd. 1996)	10
Çizelge 2.2. SNK'ların sınıflandırılması	13
Çizelge 2.3. H-RRC ve He-RRC için K-kabuğu kenar enerjileri (E_{edge}). Bu değerler, He-benzeri ve H-benzeri iyonların K-kabuğu bağlanma potansiyellerine karşılık gelmektedir (Ozawa 2010)	24
Çizelge 2.4. H-benzeri ve He-benzeri iyonların K-kabuğu salma çizgi enerjileri (Yamauchi 2008 doktora tezinden alınıp Türkçeye çevirilmiştir)	26
Çizelge 3.1. <i>Suzaku</i> XIS enstrümanının karakteristik özelliklerinin özeti (Anonymous1)	39
Çizelge 3.2. ACIS enstrümanının karakteristik özelliklerinin özeti (Anonymous4)	44
Çizelge 3.3. <i>XRISM</i> X-ışın gözlemevinin temel parametrelerinin bir özeti (Tashiro vd. 2018)	45
Çizelge 3.4. <i>Athena</i> X-ışın gözlemevinin temel parametreleri (Nandra vd. 2013)	46
Çizelge 3.5. DA 530'un <i>Suzaku</i> verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri	56
Çizelge 3.6. CTB 37A kalıntısının arka plan tayfı için elde edilen en iyi fit parametreleri	66
Çizelge 3.7. CTB 37A'nın <i>Suzaku</i> verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri	68
Çizelge 3.8. 3C 391 kalıntısının arka plan tayfı için en iyi fit parametreleri	75
Çizelge 3.9. 3C 391 KB bölgesinin <i>Suzaku</i> verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri	78
Çizelge 3.10. 3C 391'in GD bölgesinin <i>Suzaku</i> verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri verilmiştir	79
Çizelge 5.1. YB mekanizma için önerilen iki modelin öngörülerinin genel karşılaştırması	94
Çizelge 5.2. YB plazmaya sahip KM SNK'lar ve bu SNK'ların bazı özellikleri	95

1. GİRİŞ

Süpernovalar (SN) evrendeki en büyük enerjili patlamalardan biridir ve SN'lerin iki farklı patlama mekanizmasıyla oluştuğu düşünülmektedir: Ömrünün sonuna gelmiş bir yıldızın (anakoldaki kütlesi $>8M_{\odot}$) kendi içine çökerek patlaması veya biri beyaz cüce diğeri kırmızı dev yıldızdan oluşan bir çift sistemde beyaz cücenin üzerine madde birikiminin sonucunda meydana gelen termonükleer füzyon ile oluşan patlama. Bu patlamaların enerjileri tipik olarak $\sim 10^{51}$ erg mertebesinde. Bu derece yüksek enerjinin, yıldızlararası ortama (YAO) aktarılmasıyla, bir SN'nin bazen içerisinde bulunduğu galaksiden bile daha parlak olduğu görülür. SN patlaması sonucunda YAO'ya enerjinin yanı sıra, patlayan ata yıldızın merkezinde ve SN patlaması esnasında üretilen ağır elementler de yayılır. Bu sebeple, SN'ler, yıldızlar ile galaksilerin evrimini birbirine bağlayan önemli bir köprü görevi görmektedir. Ayrıca, SN'ler yeni yıldızların oluşumunu tetikleyebilir ve galaksilerde bulunan tozun oluşumunda rol oynayabilirler. SN'ler hakkındaki araştırmalar; ağır elementlerin nükleosentezleri, yıldız oluşumu ve evrimi, YAO'nun kimyasal ve fiziksel özellikleri, evrenin kimyasal bolluğu konularının analaşılmada önemlidir (Vink 2012, 2020).

SN patlamaları, ardında patlayan yıldızdan ve ısı aktarılmış YAO'dan oluşan bir süpernova kalıntısı (SNK) bırakır. SNK'lar üç ana kısımdan oluşur: (I) Genişleyen bir şok dalgası, (II) Patlama ile atılan yıldız maddesi (ejekta) ve (III) Şok dalgasının süpürdüğü YAO maddesi. Ejekta ve YAO maddesi şoklanmış ve şoklanmamış olarak iki kısma ayrılır, şok dalgası ise ileri ve ters şok olmak üzere iki kısma ayrılır. SNK'lar tipik olarak yüksek sıcaklık (~ 1 keV veya 10^7 K) ve düşük elektron yoğunluğuna (~ 1 cm $^{-3}$) sahiptirler. Galaksimizde ~ 300 SNK vardır (Green 2019) ve bunların büyük çoğunluğu radyo dalga boyunda keşfedilmiştir. SNK'lar genellikle galaktik düzlem üzerinde bulunmaktadır ve bu nedenle de büyük ölçekte YAO sönümlemesine maruz kalırlar. SNK'ların patlama kökenini veya patlayan ata yıldızın özelliklerini kesin bir şekilde belirlemek her zaman mümkün değildir. Bu sebeple, SNK'ların sınıflandırmaları radyo ve X-ışın dalga boylarındaki morfolojik özelliklerine göre yapılmaktadır. Bu temel baz alınarak oluşturulmuş dört ayrı SNK türü vardır: (I) Radyo ve X-ışınlarında kabuk morfolojisi gösteren kabuk tipi SNK'lar, (II) Merkezinde bir pulsar rüzgarı nebulası (PWN) içeren plerion tipi SNK'lar, (III) Önceki iki türün bir birleşimi olarak görülen kompozit tipi SNK'lar, (IV) Radyo bandında kabuk yapısı gösterip, X-ışınlarında merkezi parlak görünen karışık morfolojili (KM) SNK'lar. Bu tez çalışmasının da konusu olan KM SNK'lar, Rho ve Petre (1998) tarafından isimlendirilmiştir. Galaksimizde bulunan SNK'ların $\sim 10\%$ 'u KM SNK'dır. Bu türe ait SNK'ların gözlemsel özellikleri yıllar içerisinde Rho ve Petre (1998), Lazendic ve Slane (2006) ve Vink (2012, 2020) tarafından belirlenmiştir: (I) KM SNK'lar orta yaşlı kalıntılardır (yaklaşık 10^4 yıl), (II) Moleküler yoğunluğu fazla olan bir ortamda genişlemektedirler ve çoğu, çevrelerini saran molekül bulutları ile etkileşim içerisinde (örneğin, Yusef-Zadeh vd. 2003; Slavin vd.2017), (III) Işımaları hem

SNK'dan yayılan gazdan hem de bu gazın YAO ile etkileşmesinden kaynaklanmaktadır, (IV) GeV/TeV gama ışın dalga boylarında da ışıma yapmaktadırlar (örneğin, Abdo vd. 2009; Castro ve Slane 2010; Ergin vd. 2014; Sezer vd. 2019), (V) Yeniden birleşen (YB) plazmanın varlığına rastlanmıştır (örneğin, Yamaguchi 2020).

Bir SNK'daki yüksek sıcaklıktaki plazmanın fiziksel hali enerji aktarım durumuna dair bilgiler verir. SNK plazmalarının iyonizasyon durumları için bilinen tablo şu şekildedir: SN patlamasından hemen sonra, ata yıldızdan patlama şok dalgası geçer ve atılan atomlar şokla ısıtılarak tamamen iyonize olur. Ancak, bu aşamadaki yüksek elektron ve atom yoğunluğu sebebiyle yüksek derecede iyonize olmuş atomlar yaklaşık olarak bir gün içerisinde tekrar elektronlar ile birleşirler. Artık, neredeyse tüm atomlar birinci veya ikinci iyonize durumdadır. Bu aşamadaki iyonlaşma durumu, süpürülmüş bir YAO maddesinin ejekta kütesine baskın olduğunda oluşan ters bir şokun geçişine kadar sürer.

Ters şok dalgası plazmadan geçtiğinde, bir parçacığın kinetik hareketi kademeli olarak rastgele hale gelir ve ısısal harekete dönüşür. Plazmanın bileşenleri arasında, büyük elektrik yüküne sahip yüksek kütleli iyonlar önce rastgele dağıtılır ve ısıtılır (iyon sıcaklığı; kT_i). Daha sonra, iyonlardan ısısal taşıma ile elektronlar "ısınır" (elektron sıcaklığı; kT_e). Son olarak, ısıtılmış elektronlar kademeli bir şekilde iyonları daha da iyonize eder (iyonizasyon sıcaklığı; kT_z). SNK'lardaki plazma yoğunluğunun çok düşük olması nedeniyle ($\sim 1 \text{ cm}^{-3}$), dengeye ulaşmak için geçmesi gereken süre çok fazladır ($\sim 10^4 - 10^5$ yıl). Böylelikle, genç SNK'larda ($< 10^3$ yıl) $kT_i > kT_e > kT_z$ ilişkisi görülür. $kT_e > kT_z$ ilişkisi, düşük iyonlaşma (underionized) durumudur ve pek çok SNK'da tipik olarak bu durum görülmektedir. $kT_e < kT_z$ durumu ise aşırı iyonlaşma (overionized) olarak bilinmektedir ve son yıllarda KM SNK'larda keşfedilmiştir. Aşırı iyonlaşan plazma ilk defa Kawasaki vd. (2002) tarafından ASCA X-ışın uydu verisi kullanılarak, W49B ve IC 443 KM SNK'larında keşfedilmiştir. Düşük iyonlaşma durumunda iyonizasyon yeniden birleşmeye baskın iken, aşırı iyonlaşmada yeniden birleşme süreci iyonlaşma sürecine baskındır. Yeniden birleşme sürecinin iyonlaşma sürecine baskın olduğu bu plazma türüne YB plazma denilmektedir.

KM SNK'lardaki YB plazmanın oluşumu için, seyrelme (rarefaction; Itoh ve Masai 1989) ve ısısal iletim (Thermal conduction; Cox vd. 1999; Shelton vd. 1999) olmak üzere iki model önerilmiştir. Seyrelme modelinde, hızlı adyabatik genişleme (adiabatic expansion), plazmanın şiddetli bir şekilde soğumasına (adiabatic cooling) ve dolayısıyla aşırı iyonlaşmasına yol açar. Bu model, patlamadan önce ata yıldızın etrafında yıldızı çevreleyen yoğun bir maddenin (circumstellar material; CSM) olmasını gerektirir. Isısal iletim modelinde ise, SNK ile ortamdaki soğuk gazın etkileşmesinin bir sonucu olarak, hızlı elektron soğuması (electron cooling) ve böylece YB plazmanın oluştuğu önerilmiştir.

NASA (National Aeronautics and Space Administration)'ın 1999 yılında fırlatılan

Chandra X-ışın Gözlemevi, yüksek açısal çözünürlüğe (0.5 açılı saniyesi) sahip olmasıyla ön plana çıkmaktadır. Gelişmiş CCD Görüntüleme Tayfçekeri (ACIS; Advanced CCD Imaging Spectrometer) ve Yüksek Çözünürlüklü Kamera (HRC; High Resolution Camera) olmak üzere iki enstrümanı bulunmaktadır. *Suzaku X-ışın Gözlemevi* ise, 2005 yılında göreve başlamıştır ve beşinci Japon X-ışın uydusudur. X-ışın Görüntüleme Tayfçekeri (XIS; X-ray Imaging Spectrometer), Sert X-ışın Dedektörü (HXD; Hard X-ray Detector) ve X-ışın Tayfçekeri (XRS; X-ray Spectrometer) olmak üzere üç bilimsel alete sahiptir. 2022 yılında fırlatılması planlanan gelecek nesil X-ışın uydularından *XRISM* uydusunun Resolve dedektörü, *Suzaku* ve *Chandra*'dan sırasıyla ~ 17 ve 21 kat daha yüksek enerji çözünürlüğüne sahiptir. Yüksek tayfsal ve açısal çözünürlüklü CCD'lere sahip olmasıyla öne çıkan *Athena*'nın ise, 2034 yılında göreve başlatılması planlanmaktadır. Bu uyduda, *Suzaku* ve *Chandra*'dan sırasıyla ~ 48 ve 60 kat daha yüksek enerji çözünürlüğüne sahip X-IFU dedektörüne sahiptir.

Bu tez çalışmasında, DA 530, CTB 37A ve 3C 391 SNK'larının *Suzaku* uydusu verisi ile X-ışın özellikleri araştırılmış ve gelecek nesil X-ışın uyduları olan *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU* analizleri yapılmıştır. Seçilen üç kalıntı da KM SNK sınıfındadır. DA 530, yüksek galaktik enlemlerde bulunması, sönük bir SNK olması ve daha önce *Suzaku* X-ışın tayfinin analiz edilmemiş olması nedeniyle seçilmiştir. SNK 3C 391 ve CTB 37A ise, molekül bulutları (MB) ile etkileştiği bilinen ve daha önce YB plazmanın keşfedildiği bildirilen SNK'lardır. Bu kalıntılarda keşfedilen YB plazma, ya X-ışın tayfinda ışımsal yeniden birleşme sürekliliğini (radiative recombination continuum; RRC) temsil eden RRC tayfsal modeliyle ya da SPEX yazılımındaki *nei j* tayfsal modeli ile duyurulmuştur. Bu tez çalışmasında, farklı olarak, XSPEC yazılımındaki *vvrnei* modeli kullanılmaktadır. Bu model parametrelerinden hesaplanan yeniden birleşme zaman ölçeği t_{recomb} kullanılarak, YB plazmanın oluşum senaryolarından adyabatik genişleme (seyrelme, rarefaction) modelinin geçerli olup olmadığı değerlendirilmektedir. Hesaplanan t_{recomb} ile SNK'nın yaşı kıyaslanır ve bu iki yaş değeri birbirlerine yakın değerler ise, adyabatik soğuma modelinin o kalıntıdaki YB plazmanın olası kökeni olabileceği söylenir. Diğer yandan, ısısal iletim modelinde ise; ısısal iletim yaşı t_{cond} hesaplanır. SNK'nın hesaplanan yaşının t_{cond} ile kıyaslanması modelin test edilmesini sağlar. t_{cond} , SNK'nın yaşından daha büyük ise, bu kalıntıdaki YB plazmanın kökeninin ısısal iletim modeli olmadığı söylenebilir.

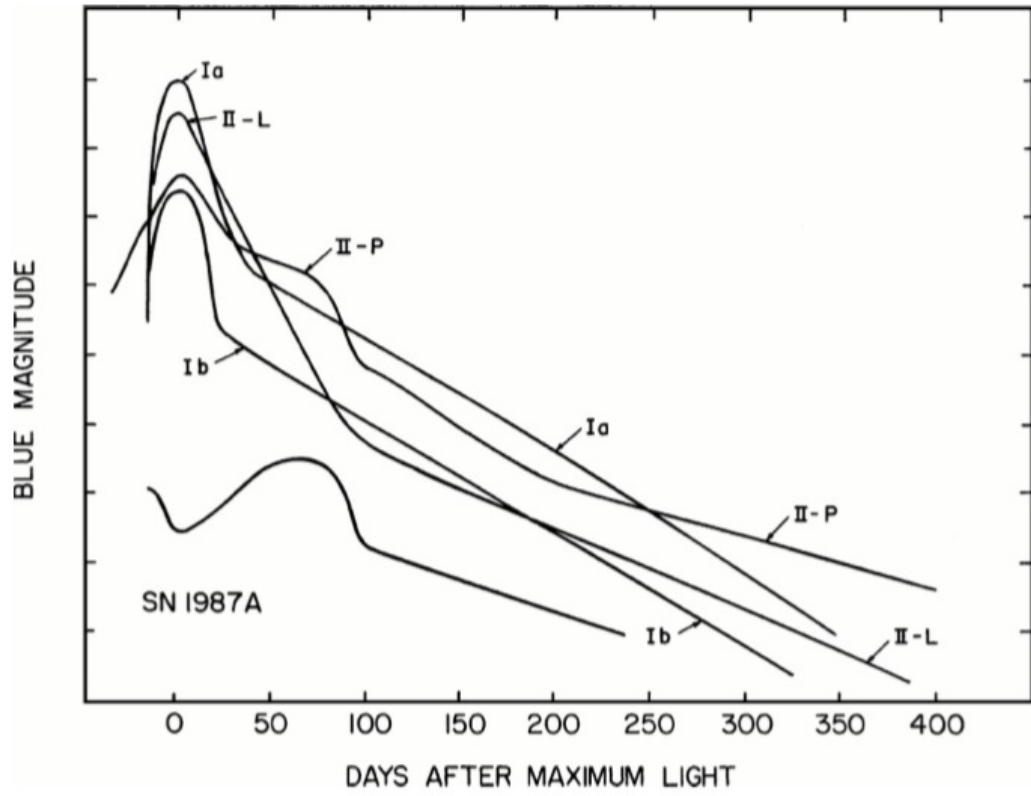
Bu tez çalışması şu şekilde ilerlemektedir. Bölüm 2'de SN'lar ve SNK'ların literatür taraması verilmiştir. Bölüm 3'te SNK'ların X-ışın verilerinin analizi, simülasyonları ve elde edildiği X-ışın uydularının özellikleri açıklanmıştır. Bölüm 4'te ise, X-ışın analizleri sonucunda elde edilen bulgular sunulmuş ve bu bulguların tartışması yapılmıştır. Son olarak, Bölüm 5'te çalışmadan elde edilen sonuçlar özetlenmiş ve literatürdeki diğer YB gösteren plazmalar ile kıyaslanması yapılmıştır.

2. KAYNAK TARAMASI

2.1. Süpernovalar

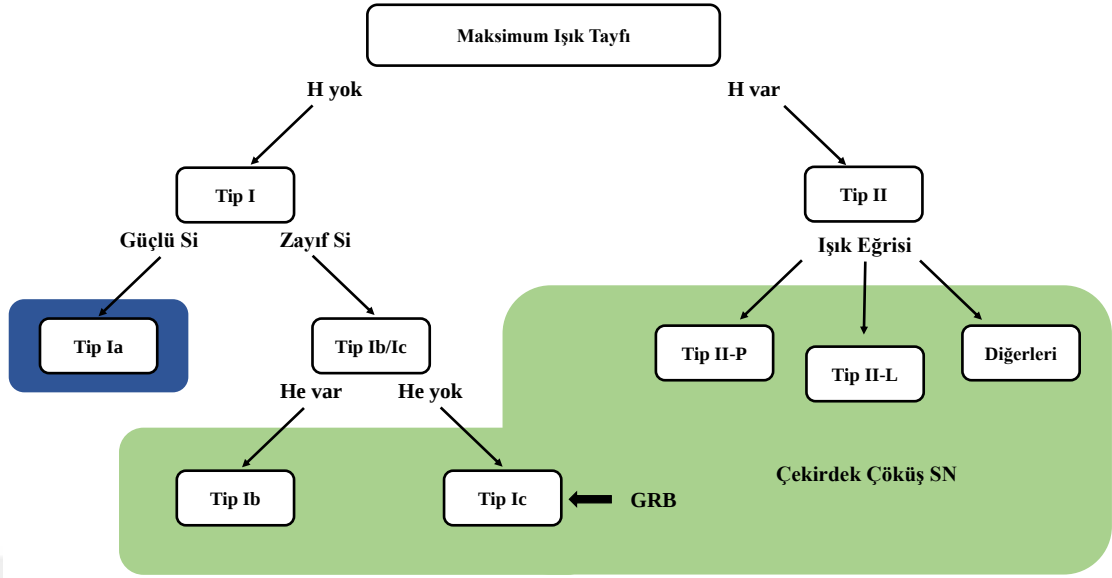
Süpernova (SN) terimi Baade ve Zwicky (1934) tarafından, çoğu zaman ev sahibi galaksiden bile daha parlak yıldız patlamalarını novalardan ayırt etmek için kullanılmıştır. Bu fenomenin, ya evrimsel ömrünün sonunda olan bir yıldızın patlaması olduğu ya da bir çift yıldız sisteminde, kütle aktarımı sonucunda kararlı halini koruyamayan beyaz cücenin patlaması olduğu bilinmektedir ve tipik SN patlama enerjisi 10^{51} erg mertebesinde. Her ne kadar modern tahminler bir galakside birkaç on yılda bir SN meydana gelmesi gerektiğini tahmin etse de (van den Bergh ve Tammann 1991), kendi galaksimizde son 1000 yılda insan uygarlıkları tarafından gözlenen ve kaydedilen birkaç SN olayı meydana gelmiştir. Bunların arasından, SN1006 (Kurt), SN1054 (Yengeç), SN1181 (3C 58), SN1572 (Tycho's SNR), SN1604 (Kepler's SNR), SN1667 ve SN1680 (Cas A) sayılabilir. Tüm evrende ise, SN olayları pek de nadir bir olgu değildir. Örneğin, 2017 yılında, 7108 SN olayı kaydedilmiştir ve bu yaklaşık olarak günde 19.5 SN patlamasının keşfedildiği anlamına gelmektedir (Vink 2020).

Tayflarının görünümüne göre bir SN sınıflandırması ilk olarak Minkowski (1941) tarafından yapılmıştır: Tip I ve Tip II SN'leri. Optik tayfta hidrojen balmer serisinin soğurma çizgileri yoksa, SN, Tip I olarak sınıflandırılır (Minkowski 1939, 1940). Tip I SN'ler, 6150 Å'da güçlü Si II soğurma özelliğinin varlığına veya yokluğuna göre alt sınıflara ayrılırlar (Elias vd. 1985). Güçlü Si çizgi tayfına sahip SN'ler, Tip Ia olarak tanımlanırken, diğer Tip I SN'lerin başka alt sınıfları da vardır: Tayfı He çizgileri içeren Tip Ib SN'leri ve He çizgileri olmayan Tip Ic SN'leri (Wheeler vd. 1987). Günümüzde, Tip Ia SN'lerinin beyaz cüce içeren bir çift sistemdeki kütle transferi sebebiyle oluşan patlama olduğu düşünülmektedir. Madde, beyaz cücenin çekirdeği kritik yoğunluğa (2×10^9 g cm⁻³) ulaşana değin beyaz cüce üzerinde toplanır ve bu kontrolsüz bir Ca ve O füzyonu ile sonuçlanır ki; bu da beyaz cücenin patlamasına neden olur. Tip Ib SN'lerin atalarının, tüm hidrojen zarflarını kaybeden büyük kütleli yıldızlar olduğu düşünülmektedir. Örneğin, Wolf-Rayet yıldızları olası ata yıldızlardır. Tip II SN'leri, anakoldaki kütlesi $\sim 8 M_{\odot}$ 'den büyük bir yıldızın patlamasıdır. Yıldız evrimi boyunca nükleer füzyon işleminin sona eren demir çekirdek, kararlı halini daha fazla sürdüremeyecek kadar büyür. Böylece çekirdek çökmeye başlar ve bir SN'ye dönüşerek kütle çekimsel enerjisini serbest bırakır.



Şekil 2.1. SN Tip Ia, Ib, II-L, II-P ve SN 1987A için şematik ışık eğrileri. Tip Ib için çizilen ışık eğrisi aynı zamanda Tip Ic'yi de içerir ve bir ortalamayı temsil eder (Filippenko 1997)

Tip II SN'lerin alt sınıfları, Şekil 2.1'den de görülebileceği gibi ışık eğrilerinin şekli ile ayırt edilir. ~100 gün boyunca neredeyse sabit bir parlaklık üreten belirgin bir "plato" olanlar, Tip II-P olarak adlandırılırken, tepe noktasından zamanla, büyüklüğü neredeyse doğrusal bir düşüşe sahip olanlar Tip II-L olarak adlandırılır (Barbon vd. 1973). Ayrıca, iki gözlemsel kriterin kombinasyonuna dayanan ve sınıflandırma şemalarında yeri net olmayan Tip II-b SN'leri de bulunmaktadır. Bu iki kriter optik tayf ve ışık eğrisidir. Bunlara ek olarak, genellikle SN sınıflandırma şemalarında yer verilmeyen bir tür daha vardır: Tip II-n SN'ler. Tip II-n SN'lerin tayfları, muhtemelen ata yıldız tarafından kaybedilen önemli miktarda kütle için neden olduğu yoğun bir çevresel maddeden (circumstellar) geldiği düşünülen dar hidrojen salma çizgileri ile karakterize olur. Bir Tip II-n SN olan SN 2001ic'nin tayfı, daha sonra bir Tip II-n SN'ye dönüşen bir Tip Ia SN olduğu için diyagramdaki yeri net değildir (Hamuy vd. 2003).



Şekil 2.2. Süpernovaların maksimum ışık tayflarına, eğrilerine ve patlama mekanizmalarına göre sınıflandırmasını gösteren bir genelleştirilmiş şema

2.1.1. Süpernovaların patlama mekanizmaları

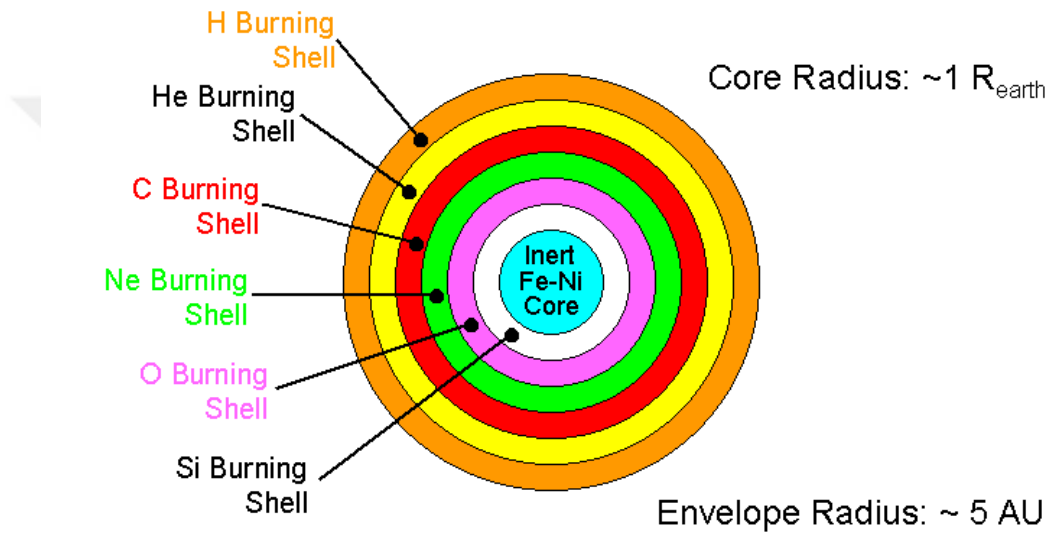
Günümüzde SN'ler, patlama mekanizmasına göre iki alt gruba ayrılır: Tip Ia SN (veya termonükleer SN'ler) ve çekirdek çöküşü SN'ler. Tip Ia SN'leri, bir C/O beyaz cücesinde patlayıcı C ve O yanmasının tetiklenmesiyle oluşurken, çekirdek çöküşü SN'leri, büyük kütleli bir yıldızın çekirdeğinin çökmesi sonucunda oluşur. Tip II SN'leri her zaman çekirdek çöküşü sınıfındayken, Tip I SN'leri çekirdek çöküş veya termonükleer SN sınıfında olabilir. Bütün bu sınıfları içeren bir sınıflandırma şeması Şekil 2.2'de verilmiştir.

Çekirdek çöküşü süpernovaları

Anakol evresindeki kütleleri $M \geq 8 M_{\odot}$ olan yıldızların ölümü çekirdek çöküşü SN'lerini işaret eder (örneğin, Woosley ve Janka 2005). Çökmeden hemen önce yıldız, art arda gelen farklı yanma evrelerinin ürünleri ile farklı katmanlardan oluşur ve bu yapıya soğan halkası yapısı denir (Şekil 2.3). Demirin nükleer füzyonundan enerji elde edilememesi nedeniyle, çekirdekte demir grubu çekirdeklerinin oluşturulması yıldız sonunun başlangıcıdır. Çekirdek çöküşü sonucunda, anakol kütlesi $8 M_{\odot} \lesssim M \lesssim 25 M_{\odot}$ aralığında olan yıldızlar ön nötron yıldızı (proto-neutron star) veya anakol kütlesi $M \gtrsim 25 M_{\odot}$ olan yıldızlar ise kara delik oluşturabilirler. Patlama sonucunda serbest bırakılan kütle çekimsel enerjinin çoğu nötrino şeklindedir ($E \approx GM^2 / R_{ns} \approx 10^{53}$ erg; R_{ns} : Nötron yıldızının yarıçapı). Bu durum, Kamiokande (Hirata vd. 1987) ve Irvine-Michigan-Brookhaven

(Bionta vd. 1987) Cherenkov su nötrino dedektörleri tarafından SN 1987A'dan gelen nötrinoların tespiti ile doğrulanmıştır.

Dış katmanlarında $\gtrsim 10^{51}$ erg enerji depolanmasını gerektiren SN patlama mekanizması henüz iyi anlaşılmamıştır. Bir proto-nötron yıldızının oluşumu, çöküşü aniden sonlandırır ve içeri düşen maddenin arasından şok dalgası yönlendirir. Şok dalgasının proto-nötron yıldızından kaçan nötrinoların bir kısmının emilmesiyle daha yüksek enerjilere sahip olabileceği düşünülmektedir, ancak nötrino emilimini içeren çoğu sayısal model, bir SN patlamasının yeniden oluşturulmasında hâlâ başarısız olmaktadır (Janka vd. 2007).



Şekil 2.3. Çekirdek çökmesinden hemen önce, devasa bir yıldızın içi soğan halkalarına benzer şekilde, en içte en ağır element ve en dışta en hafif element olacak şekilde sıralanır (Pogge, Ohio State University)

Tip Ia süpernovaları

Tip Ia SN'lerine aynı zamanda "termonükleer SN'ler" de denir. Tip Ia SN'lerinin C/O beyaz cücelerinde meydana gelen termonükleer patlamaları olduğu düşünülür. Patlama enerjisi, yıldız çekirdeğinin çökmesiyle serbest bırakılan kütle çekimsel enerjiden değil patlayıcı nükleer yanmadan kaynaklanır. Her ne kadar Tip Ia SN'sinin tepe parlaklığında bir miktar değişim olsa da bu değişim Tip II SN'lerinkinden çok daha azdır. Bu, tüm Tip Ia SN'lerin benzer cisimlerin patlaması sonucu oluştuğu fikrine paraleldir: Chandrasekhar limitine ($1.38 M_{\odot}$) yakın kütleli C/O beyaz cüceleri.

İlk defa Hoyle ve Fowler (1960), Tip Ia SN'leri için termonükleer füzyon mekanizmasını önermiştir. Yozlaşmış (dejenere olmuş) yıldız çekirdeklerinin üzerine madde

birikmesiyle, Tip Ia SN'leri ürettiğini ve geride hiçbir yıldız kalıntısı bırakmadığını önermiştir. Fikir, Arnett (1969) tarafından karbon süpersonik yanma ("detonation") SN modelinde geliştirilmiştir. Arnett (1969), orta kütleli yıldızların $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C}$ reaksiyonunu patlayıcı bir şekilde ateşlediğini ve yıldızın karbon yanmasının patlaması sonucunda patlama kararsızlığı nedeniyle tamamen bozulduğunu belirten Tip Ia modelini önermiştir. Ancak bu model, örneğin hidrojen salmasının olmaması gibi gözlemlerle uyuşmamaktadır.

Tip Ia SN'ler için alternatif bir mekanizma iki C/O beyaz cücesinin birleşmesidir (Webbink 1984; Iben ve Tutukov 1984). Bununla birlikte, bu modelin bir simülasyonu, bir madde birikiminin merkezin dışında bir karbon parlamasını ateşlediğini ve karbon yakmanın merkezi bölgeden içe doğru yayıldığını göstermektedir (Saio ve Nomoto 1985). Bunun sonucu olarak, beyaz cüce patlamaz, ancak bir O-Ne-Mg beyaz cücesine dönüşür. Bu nedenle, bu model Tip Ia SN'leri için uygun bir model olarak görülmemektedir.

Günümüzde, düşük veya orta kütleli bir yıldızın dış katmanlarını attıktan sonra beyaz cüce haline geldiği düşünülmektedir. Nomoto vd. (1976, 1984), C + O beyaz cüce biriktirmesinde yavaş ses altı karbon yakma ("parlama/alev alma") modelini önermiştir. Bu model, Tip Ia SN'lerinin tayflarının yanı sıra gözlenen ışık eğrilerini de başarıyla açıklamıştır. Ayrıca, her olayın mutlak tepe parlaklığını kalibre etmek için kullanılabilen parlaklık tepesi ve ışık eğrisinin tepeden sonraki düşüş oranı arasında bir deneysel ilişki vardır (Phillips vd. 1992). Tip Ia SN'leri, evrenin genişlemesinin hızlandığına kanıt olabilecek mükemmel mesafe göstergeleridir (Perlmutter vd. 1998; Garnavich vd. 1998). Tip Ia atalarının beyaz cüceler olduğuna dair doğrudan gözlem yoktur fakat eski yıldız popülasyonları arasında yalnızca Tip Ia SN'lerinin meydana gelebilmesi, büyük kütleli yıldızların ataları olamayacağına işaret eder. Onların görelî tek düzeliği en iyi şekilde dar bir kütle aralığına sahip olduğu varsayılarak açıklanabilmektedir (Mazzali vd. 2007).

2.1.2. Nükleosentez (Nucleosynthesis)

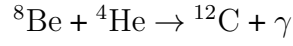
Yıldız nükleosentezi

Isısal basınç ve kütle çekimi arasındaki denge ile bir yıldız hidrostatik dengede kalır. Denge bozulup, kütle çekimsel büzülme ile yıldızın merkez sıcaklığı kritik değeri aşarsa, bir termonükleer füzyon reaksiyonu başlayacaktır. Büyük kütleli bir yıldızın ($>8 M_{\odot}$) nükleosentezi ve evrim süreci aşağıda özetlenmiştir.

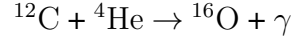
Hidrojen yanma (CNO döngüsü): Yıldız evriminin başında, hidrojen çekirdekleri birleşerek, CNO döngüsüne göre ^4He 'yi oluşturur.

Helyum yanma (Üç alfa) süreci: Sıcaklık $\sim 10^8 \text{ K}$ 'e yükseldiğinde, üç ^4He çekirdeği karbon çekirdeğine dönüşür (üç alfa işlemi).



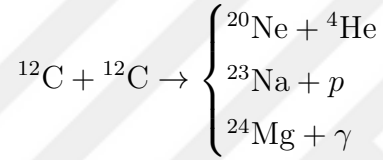


Ayrıca, bazı ${}^{12}\text{C}$ çekirdekleri, bir oksijen üretmek için ${}^4\text{He}$ ile birleşebilir,



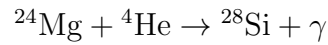
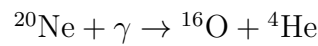
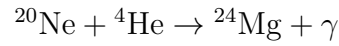
Sonuç olarak, helyum yanması ile karbon ve oksijen üretilir.

Karbon yanması: Sonraki aşamada, karbon yanması aşağıdaki eşitlikle gerçekleşir,



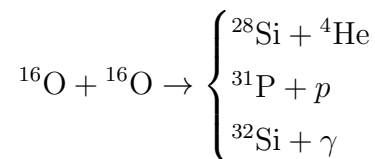
Karbon yanması için gerekli sıcaklık 6×10^8 K'dir ve bunun sonucunda neon, sodyum ve magnezyum üretilir.

Neon yanması: Ana nükleer reaksiyonlar aşağıdaki gibidir:



Reaksiyonun başlaması için gerekli sıcaklık $\sim 1.3 \times 10^9$ K'dir.

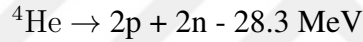
Oksijen yanması: Ana nükleer reaksiyonlar aşağıdaki gibidir:



Reaksiyonun başlaması için gerekli sıcaklık 3×10^9 K'dir. ^{28}Si 'un ^4He 'u yakalaması ile ^{32}S , ^{36}Ar ve ^{40}Ca üretilir.

Silisyum yanması: Silisyum yanması için sıcaklığın 4×10^9 K'den daha fazla olması gerekir. Bu işlemde, bir miktar ^{28}Si ile ^4He 'den ^{44}Ti , ^{48}Cr , ^{52}Fe ve ^{56}Ni gibi demir grubu elementleri üretilir. Ürünlerin çoğu ^{56}Ni elementidir.

Yukarıda açıklanan kademeli yanma süreçleri sonunda yıldızın çekirdeğinde ^{56}Fe üretilir. Sıcaklık 5×10^9 K'nin üstündedir. Bu aşamada yıldız, "soğan yapısı" denen katmanlı bir yapıya sahiptir (bakınız Şekil 2.3). ^{56}Fe , nükleon başına en düşük bağlanma enerjisine (8.8 MeV) sahip olduğundan, daha fazla ekzotermik reaksiyon meydana gelmez. Yıldız büzölmeye başlar ve demir çekirdeğin sıcaklığı yükselir. Sonunda, yıldız çekirdeğinde aşağıdaki reaksiyon meydana gelir:



Bu reaksiyon, endotermik bir reaksiyon olduğundan yıldız çekirdeğindeki sıcaklık ve basınç hızla düşer. Böylece, önceki bölümlerde anlatılan çekirdek çöküşü SN'si meydana gelir.

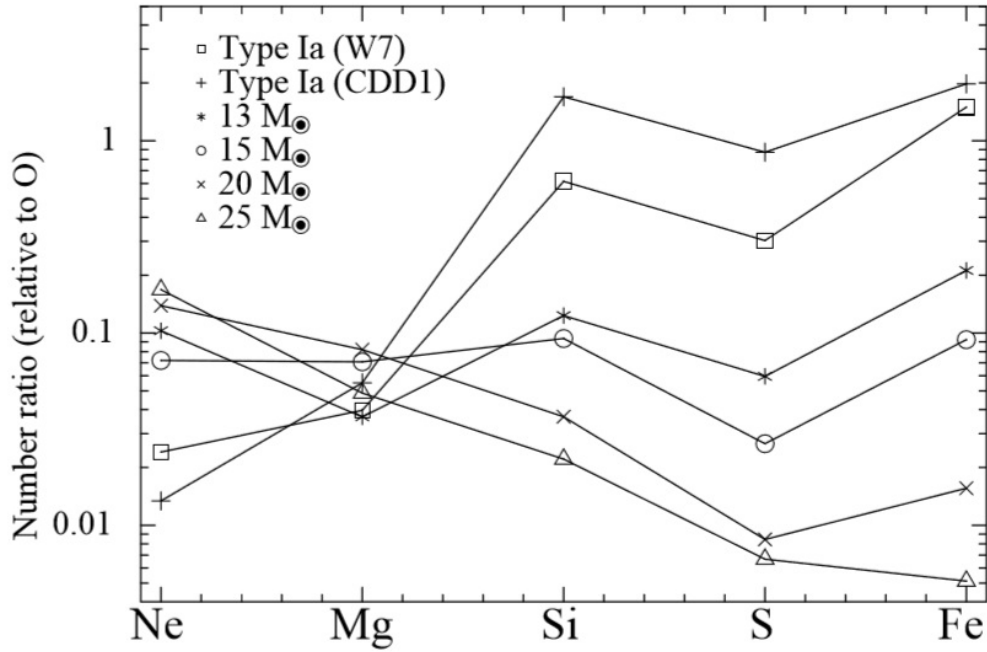
Patlayıcı nükleosentez

SN patlaması, sadece ana yıldızdaki bir çekirdekte değil, aynı zamanda SN patlaması sırasında yıldız kabuğuna nüfuz eden şok dalgasının patlayıcı yanmasıyla da sentezlenen ağır elementleri yayar. Patlayıcı nükleosentezdeki en önemli parametre sıcaklıktır. Patlayıcı nükleosentez Çizelge 2.1'de özetlenmiştir. Patlayıcı yanma bölgelerinin kenar-

Çizelge 2.1. Patlayıcı nükleosentezde yanma bölgeleri, ana ürünler ve reaksiyonların başlama sıcaklıkları (Thielemann vd. 1996)

Yanma bölgesi	Ana Ürünler	Reaksiyon Başlama Sıcaklığı (10^9K)
C/Ne yanması	O, Mg, Si, Ne	2.1
O yanması	O, Si, S, Ar, Ca	3.3
Tamamlanmamış Si yanması	Si, S, Fe, Ar, Ca	4
Tamamlanmış Si yanması	Fe, He	5

ları şu yarıçaplara karşılık gelir: bitmiş Si yanması (3700 km), bitmemiş Si yanması (4980 km), patlayıcı O yanması (6430 km) ve patlayıcı Ne/C yanması (11,750 km). Bu yarıçaplardaki elementlerin kütleleri, $20 M_{\odot}$ 'lik bir kütle için, yukarıdaki sırayla 1.7, 1.75, 1.81 ve



Şekil 2.5. Çeşitli nükleosentetik modeller için toplam ejektada oksijene göre bolluklar: Tip Ia (W7 ve CDD1 modeli) verisi Iwamoto vd. (1999), çekirdek çöküşü (ata yıldız kütleleri 13, 15, 20 ve 25 $M_{\odot}$ olan) verisi ise Thielemann vd. (1996)’dan alınmıştır

2.2. Süpernova Kalıntıları (SNK)

Bir süpernova kalıntısı (SNK veya supernova remnant; SNR), bir SN patlamasından kaynaklanan dağınık, genişleyen bir bulutsudur. Bir SNK, SN patlamasında ata yıldızdan atılan malzemenin yanı sıra, patlayan ata yıldızdan şok dalgasının geçişi ile süpürülen yıldızlararası malzemeden oluşur. Green (2019) tarafından yapılan kataloglandırmaya göre, galaksimizde yaklaşık 300 SNK bulunmaktadır.

2.3. SNK’ların Morfolojik Sınıflandırılmaları

SNK’ların patlama kökeninin belirlenmesinin zor olması nedeniyle, SNK’lar kendine özgü morfolojik sınıflandırma sistemine sahiptir. SNK’lar X-ışın ve/veya radyo morfolojilerine göre üç farklı sınıfa ayrılır: Kabuk tipi SNK’lar (Shell type SNRs), Plerionlar (Plerions veya Crab-like veya Merkezi Doldurulmuş Tip) ve Kompozit SNK’lar (Composite SNRs). Son zamanlarda, bu çalışmanın da konusu olan Karışık Morfolojili (KM) SNK’lar (Mixed-Morphology (MM) SNRs veya thermal composite) yeni bir morfoloji türü olarak görülür. Bu sınıfların örnekleri Şekil 2.6’da verilmiştir. Çizelge 2.2’de ise morfolojilerinde kabuk yapısını gösterip göstermemesine ve merkezi ışımayla doldurulmuş olup olmamasına göre sınıfların özellikleri gösterilmiştir.

Çizelge 2.2. SNK'ların sınıflandırılması

	Kabuk Benzeri?	Merkezi Doldurulmuş?
Kabuk Tipi SNK	evet	hayır
Plerion Tipi SNK	hayır	evet
Kompozit SNK	evet	evet
Karışık Morfolojili SNK	(Radyo)	hayır
	(X-ışını)	evet

2.3.1. Kabuk tipi SNK'lar

Kabuk tipi SNK'lar, hem X-ışınlarında hem de radyo dalga boylarında parlak bir kabuk morfolojisine sahiptir. Bu sınıfta gözlenen hemen hemen tüm SNK'ların serbest genişleme ve adyabatik evresi arasında olduğu kabul edilir. Radyo salması esasen yıldızlararası galaktik manyetik alan ile etkileşen rölativistik elektronların sinkrotron salması ile oluşur (Jun ve Norman 1996a, 1996b). X-ışın salması ise, esas olarak YAO'nun ısısal plazmasından ve sırasıyla patlama dalgası ve ters şokla ısıtılan ejektadan gelir (Chevalier 1982). Kabuk tipi SNK'ların temsili için, SNK Cas A ve SNK Tycho (Şekil 2.6a) gösterilebilir.

2.3.2. Plerionlar (Yengeç benzeri SNK'lar)

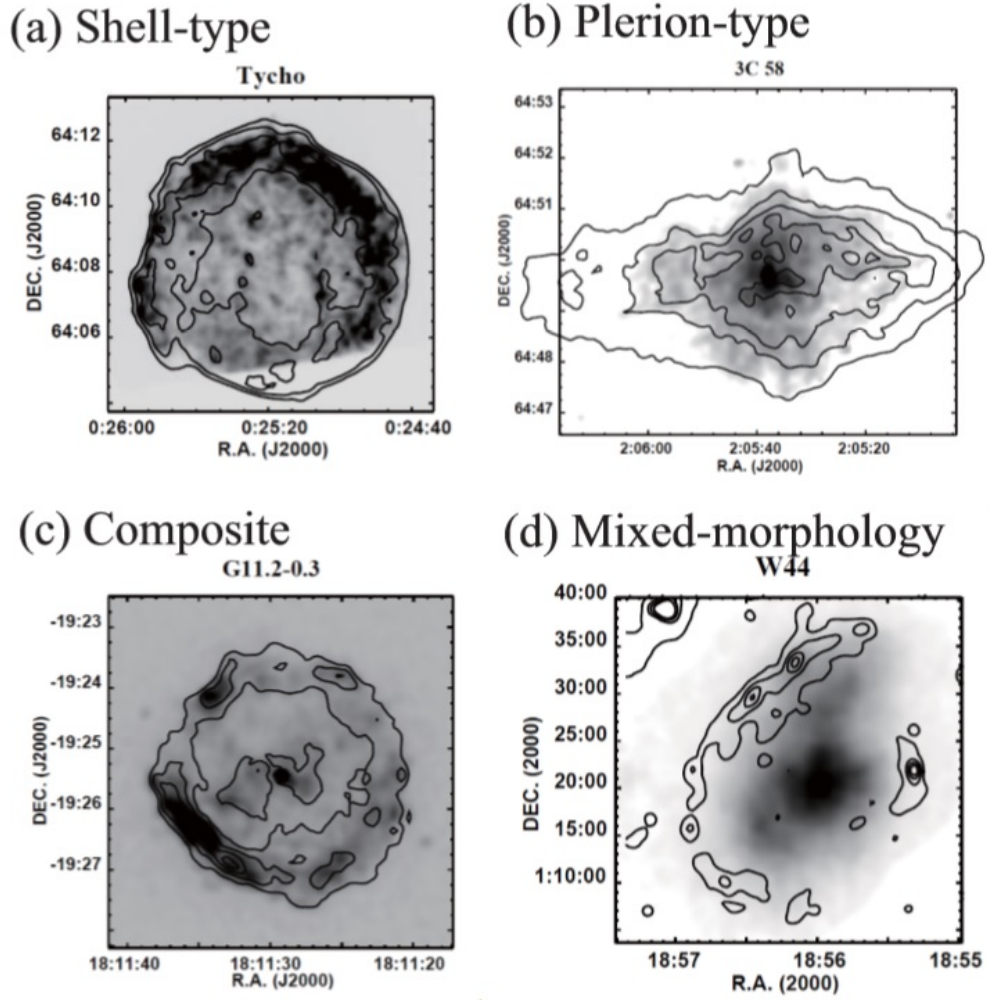
Bu türe, merkezi doldurulmuş SNK'lar, pulsar rüzgarı bulutsular (pulsar wind nebula; PWN) veya plerionlar da denilmektedir. Bu türdeki SNK'ların morfolojilerinde, radyo ve X-ışın dalga boylarındaki ışımayla doldurulmuş bir merkez görülür. Radyo salması ile ilişkili X-ışını salması, ısısal olmayan ışıma kökenlidir. Radyo ve X-ışını salması, merkezi nötron yıldızından ve/veya nötron yıldızının etrafındaki bulutsulardan kaynaklanmaktadır. Bu türün en bilinen örneği, Yengeç SNK'sıdır. Diğer örnekleri arasında ise CTB 87 ve 3C 58 vardır (Şekil 2.6b).

2.3.3. Kompozit SNK'lar

Kompozit SNK'lar, X-ışın ve radyo dalga boylarında hem parlak bir kabuk hem de merkezi doldurulmuş morfoloji gösterirler. Hem kabuk hem de plerion yapısı gösterdiği için bu SNK'lara kompozit SNK'lar denilmiştir. Kabuktan gelen X-ışınları ısısal kökenli iken, merkezden gelen ışıma bir PWN'ye işaret eden ısısal olmayan ışımadır. Geçmişte, kompozit SNK'lar merkezden gelen ışımanın kökenine göre iki ayrı sınıfa ayrılmıştır: merkezden ısısal olmayan X-ışınları geliyorsa geleneksel kompozit türü, merkezden ısısal X-ışınları geliyorsa karışık morfolojili (KM) SNK'lar. Günümüzde, KM SNK'lar tamamen ayrı bir sınıf olarak incelenmektedir ve kompozit SNK terimi doğrudan geleneksel kompozit türünü işaret etmektedir. Geleneksel kompozit türündeki SNK'lara Vela SNK'sı, CTB 109 ve G11.2–0.3 (Şekil 2.6c) örnek gösterilebilir.

2.3.4. Karışık morfolojili SNK'lar

Bu grup, radyo ve X-ışın dalga boylarında bakıldığında diğer gruplardan farklı görünür. Bir örneği Şekil 2.6d'de verilmiştir. X-ışın salmasının büyük kısmı ısısal ışıma kökenlidir ve hem süpürülen YAO'dan hem de ejektadan kaynaklanır. Popülasyonları, tüm Galaktik SNK'ların $\sim 10\%$ unu ve X-ışını ile tespit edilen Galaktik SNK'ların $\sim 25\%$ ini temsil eder. Bu morfolojinin hangi fiziksel mekanizma ile oluştuğu hala iyi anlaşılamamıştır. Literatürde bu sınıfın karışık morfolojisini açıklamak için iki oluşum mekanizması önerilmiştir. Bunlardan ilki bulut buharlaşma modelidir (cloud evaporation model; White & Long 1991). Bu senaryoda homojen olmayan bir YAO önerilir. SN merkezinde bulunan birçok küçük bulut vardır ve bunlar patlama dalgasının simetrisini bozmayacak kadar küçük ve şok dalgasının geçişinden hayatta kalabilecek kadar yoğunluğa sahiptir. Bu bulutlar belirli bir zaman aralığında buharlaşırsa (SNK'nın yaşına benzer veya daha uzun bir süre) kalıntının sıcak iç kısmının yoğunluğunu artıracaktır ve dolayısıyla X-ışınları yayacaktır. Diğer bir model ise, iletim modelidir (thermal conduction model; Cox vd. 1999; Shelton vd. 1999). Bu model ise, sıcak bir iç bölgeyi saran soğuk bir dış bölgenin varlığını önerir. Sıcaklık bakımından farklı olan bu iki bölge arasındaki ısısal iletim, merkezdeki parlak X-ışınlarını açıklamaktadır. Ayrıca, kabuktan gelen X-ışın salması, sıcaklık ($\sim 10^6$ K) çok düşük olduğundan, YAO tarafından soğurulur ve tespit edilemez hale gelir. KM SNK'lara ait gözlemsel özellikler, Rho ve Petre (1998), Lazendic ve Slane (2006) ve Vink (2012, 2020) tarafından belirlenmiştir: (I) Orta yaşlı (yaklaşık 10^4 yıl) kalıntılardır (örneğin, Vink 2012), (II) Moleküler yoğunluğu fazla olan bir ortamda genişlemektedirler ve çoğu, çevrelerini saran molekül bulutları ile etkileşim içerisinde (örneğin, Yusef-Zadeh vd. 2003; Slavin vd. 2017), (III) Işımaları hem SNK'dan yayılan gazdan hem de bu gazın yıldızlararası ortam ile etkileşmesinden kaynaklanmaktadır (örneğin, Lazendic & Slane 2006; Sezer vd. 2018) (IV) GeV/TeV gama ışın dalga boylarında da ışıınım yapmaktadırlar (örneğin, Abdo vd. 2009; Castro ve Slane 2010), (V) Son yıllarda KM SNK'larda yeniden birleşen (YB) plazma (literatürde, recombining plasma) keşfedilmiştir (örneğin, Vink 2012; Sezer vd. 2019; Yamaguchi 2020).



Şekil 2.6. SNK sınıflarının her biri için birer örnek görülmektedir. *Chandra* geniş bant (0.3–10.0 keV) X-ışın görüntüleri ve radyo kontürleri: **a)** Tycho SNK’sı için VLA 1.375 GHz, **b)** 3C 58 ve **c)** SNK G11.2–0.3 için VLA 21 cm ve son olarak **d)** W44 için VLA 1.4 GHz. Görüntüler Kawasaki (2003) doktora tezinden alınmıştır

2.4. SNK’ların Dinamik Evrimleri

Temel olarak, bir SNK genişleyen ejekta ve süpürülen YAO’dan oluşur. Bir SNK’nın evrim aşaması esas olarak ejektanın kütlesi (M_{Ej}) ile süpürülen YAO’nun kütlesi (M_{ISM}) arasındaki ilişki tarafından belirlenir. Burada ortamın yoğunluğunun homojen olduğu varsayılır. SNK’ların evrimi genellikle dört aşamaya ayrılır. Bunlar, serbest genişleme evresi, adyabatik evresi, ışınlımsal soğuma evresi ve yok olma evresi olarak isimlendirilmektedir.

2.4.1. Serbest genişleme evresi (Free expansion phase)

SN patlamasından sonra ejekta ortama yayılır. Bu evrede ejekta yavaşlama olmaksızın genişler. Genişleme devam ederken ejekta, önündeki YAO’yu da süpürür. Ejektanın

hızı $(5-10) \times 10^8 \text{ cm s}^{-1}$, ortamdaki ses hızından (yaklaşık 10^6 cm s^{-1}) çok daha büyük olduğundan, YAO'da ileri şok veya patlama dalgası denilen güçlü bir şok yayılır. Dolaşısıyla şok, ejektadan önce yayılır. Patlama enerjisinin (E) çoğu kinetik enerji şeklinde yayıldığından, şok cephesinin genişleme hızı (v_s) ve yarıçapı (r_s) Denklem 2.1'de gösterildiği gibi ifade edilebilir:

$$v_s = \sqrt{\frac{2E}{M_{\text{Ej}}}} = 1.0 \times 10^9 \left(\frac{E}{10^{51}} \right)^{1/2} \left(\frac{M_{\text{Ej}}}{M_{\odot}} \right) \quad (2.2)$$

$$R_s = v_s t \quad (2.3)$$

Denklem 2.3'teki t , patlamadan itibaren geçen süredir. Şok dalgası tarafından süpürülen YAO'nun kütlesi Denklem 2.4 ile verilir:

$$M_{\text{ISM}} = \frac{4}{3} \pi R_s^3 \mu m_H n_0 \quad (2.4)$$

Burada μ , m_H ve n_0 sırasıyla hidrojen başına güneş metalikliğinin ortalama atom ağırlığı, hidrojenin kütlesi ve YAO'nun hidrojen sayı yoğunluğudur. Serbest genişleme evresinde, M_{ISM} , M_{Ej} ile karşılaştırılabilir hale gelene kadar devam ettiğinden, bu evrenin zaman ölçeği Denklem 2.2, 2.3 ve 2.4 kullanılarak türetilen Denklem 2.5 ile yıl biriminde tahmin edilebilir:

$$t = 1.9 \times 10^2 \left(\frac{E}{10^{51} \text{erg}} \right)^{-1/2} \left(\frac{M_{\text{Ej}}}{M_{\odot}} \right)^{5/6} \left(\frac{\mu}{1.4} \right)^{-1/3} \left(\frac{n_0}{1 \text{cm}^{-3}} \right)^{-1/3} \quad (2.5)$$

Bu evre genellikle birkaç yüzyıl devam eder. Ancak ortam yoğunluğunun düşük olduğu durumda zaman ölçeği daha uzun hale gelir.

2.4.2. Adyabatik (Sedov) evresi (Adiabatic phase)

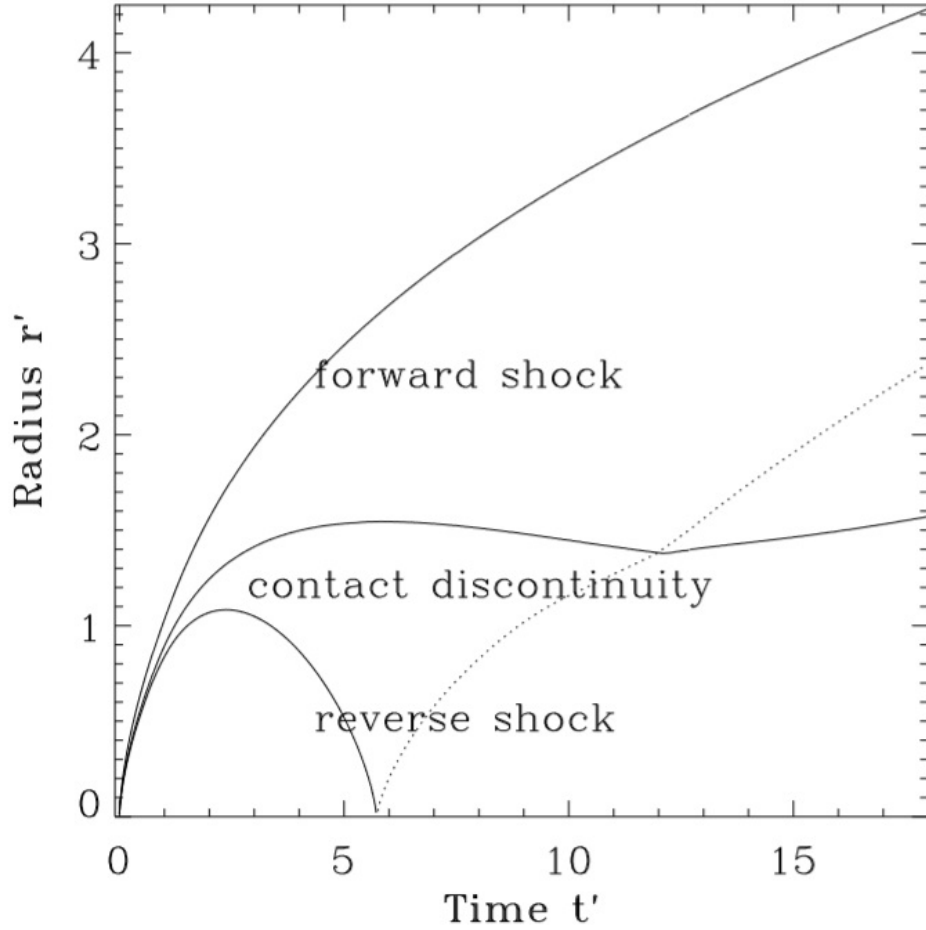
Kabuktaki maddenin yaydığı toplam enerji, iç enerji ile karşılaştırıldığında hâlâ küçüktür ki bu da kalıntının adyabatik genişlemesine neden olur. Bu adyabatik aşamada, homojen bir ortamda noktasal bir patlama tarafından oluşturulan şok dalgası ile bir SNK'nin patlama dalgası yaklaşık olarak tanımlanabilir. Shklovskii (1962), yıldızlararası madde içindeki SN patlamasının sabit ısı kapasitesine sahip bir gazda nokta patlamasına benzetilebileceğini kanıtlamıştır. Bu, kendine benzer çözüm (self-similar solution) ile Sedov (1959) tarafından açıklandığı için bu aşamaya sedov evresi de denir. Gaz akışının modeli, sadece iki parametre ile belirlenir: Çevre ortamın yoğunluğu (n_0) ve patlamanın biriktirdiği ilk enerji (E_0). Patlama dalgasının yarıçapı ($R_s \text{ cm}$), hızı ($v_s \text{ cm s}^{-1}$) ve şok cephesinin hemen arkasındaki ortalama sıcaklık ($T_s \text{ K}$), sırasıyla Denklem 2.6, 2.7 ve 2.8 ile verilir,

$$R_s = 4 \times 10^{19} \left(\frac{t}{10^4 \text{yr}} \right)^{2/5} \left(\frac{E}{10^{51} \text{erg}} \right)^{1/5} \left(\frac{n_0}{1 \text{cm}^{-3}} \right)^{-1/5} \quad (2.6)$$

$$v_s = \frac{dR_s}{dt} = 5 \times 10^7 \left(\frac{t}{10^4 \text{yr}} \right)^{-3/5} \left(\frac{E}{10^{51} \text{erg}} \right)^{1/5} \left(\frac{n_0}{1 \text{cm}^{-3}} \right)^{-1/5} \quad (2.7)$$

$$T_s = 3 \times 10^6 \left(\frac{t}{10^4 \text{yr}} \right)^{-6/5} \left(\frac{E}{10^{51} \text{erg}} \right)^{2/5} \left(\frac{n_0}{1 \text{cm}^{-3}} \right)^{-2/5} \quad (2.8)$$

Bu evrede, süpürülen YAO'nun yoğunluğu ejektaninkinden çok daha yüksektir ve bu nedenle X-ışını salmasına YAO hâkimdir. Sedov evresi birkaç on bin yıl sürer. Bu evrenin sonuna kadar, ilk patlama enerjisinin (kinetik enerji) %70'i, süpürülen YAO'nun ısısal enerjisine dönüştürülür (Chevalier 1974).



Şekil 2.7. Ön şokun, temas süreksizliğinin ve ters şok yarıçapının zamanla evrimi. Kesik çizgi, merkezdeki ters şok dalgasının yansımasının neden olduğu çıkan zayıf şok dalgasını gösterir (Wang ve Chevalier 2002)

2.4.3. Işımsal soğuma evresi (Radiative cooling phase)

2.8 denklemine göre, şok cephesinin hemen arkasındaki sıcaklık zamanla azalır. Soğuma hızı giderek artar ve evrim artık adyabatik değildir. Sıcaklık $\sim 3 \times 10^5$ K'e kadar düştüğünde, elektronlar bol miktarda karbon ve oksijenle etkin bir şekilde yeniden birleşir ve morötesinde salma çizgileri yayar. Yoğunluğun iç bölgeye göre nispeten yüksek olduğu patlama dalgasının arkasındaki madde, iç yüksek sıcaklık bölgesindeki maddeden

daha verimli bir şekilde soğur. Basınç dengesi, patlama dalgasının arkasında yoğun bir kabuğa neden olur. Ardından, yoğun kabuk iç sıcak gaz tarafından kontrol edilir. İç sıcak gazın adyabatik olarak genişlediği varsayılarak, Denklem 2.9 ve 2.10 ilişkileri türetilebilir (McKee ve Ostriker 1977);

$$R_s \propto t^{2/7} \quad (2.9)$$

$$v_s \propto t^{-5/7} \quad (2.10)$$

Bu evreye aynı zamanda basınç kontrollü kar küreme (pressure-driven snowplow; PDS) evresi de denir. Cioffi vd. (1988) tarafından Sedov evresinden PDS evresine geçişi dikkate alınarak kabuğun hareket denklemi hesaplanmıştır; $R_s \propto t^{3/10}$. İç gaz soğudukça, momentumun korunması nedeniyle kabuk genişlemeye devam eder. Momentum korunumlu kar küreme (momentum-conservation snowplow; MCS) isimli evre için ise, Denklem 2.11 ve 2.12’de verilen sırasıyla patlama dalgasının yarıçapı ve hızının zamana göre ilişkileri türetilebilmektedir;

$$R_s \propto t^{1/4} \quad (2.11)$$

$$v_s \propto t^{-3/4} \quad (2.12)$$

2.4.4. Kaybolma evresi (Disappearance phase)

Yoğun kabuğun genişleme hızı YAO’daki ses hızına düştüğünde, şok dalgası artık görünmez. Sonuç olarak, yoğun kabuktan gelen ışıma oldukça zayıflar. Yoğun kabuğun hızı, YAO’nun rastgele hareketi ile karşılaştırılabilir hale geldikten sonra, kalıntı, çevredeki ortamdan ayırt edilemez hale gelir ve YAO ile birleşir. Böylece, bu evreye “kaybolma evresi” denir. Bu evredeki SNK yaşları $\sim 10^6$ yıldan büyüktür.

2.5. Plazma Fiziği

Eşbölümsüzlük (Non-equipartition)

Enerjinin eş bölümü, istatistiksel mekanikte, ısısal dengede olan bir sistemin ortalama olarak, her bir serbestlik derecesi ile eşit miktarda enerjinin ilişkili olduğunu belirten yasadır. Eşbölüşümün anahtar kelimeleri ısısal denge ve enerjinin eşit dağıtımıdır; yani, örneğin, bir molekülün öteleme hareketi incelendiği zaman, ortalama kinetik enerjisi ile dönme hareketinin ortalama kinetik enerjisi eşittir.

2.5.1. Şokla ısıtılmış plazmalarda dengede olmama durumu

SNK plazmalarında iki dengede olmama durumu vardır: ısısal dengesizlik ve dengede olmayan iyonlaşma (non-equilibrium ionization; NEI). Çevreleyen YAO için, şok geçişi, aşırı düşük yoğunluklarından ($\sim 1 \text{ cm}^{-3}$) dolayı Coulomb çarpışmalarına giden partikül ortalama serbest yollarından çok daha kısa bir uzunluk ölçeğinde (çarpışmasız şok terimi buradan gelir) gerçekleşir. Gerçek çarpışmasız plazma sınırında, kütlesi m_a

olan "a" parçacık türünün ulaştığı T_a sıcaklığı, şok süreksizliği boyunca enerjinin, momentumun ve parçacıkların korunumu ile verilir (Denklem 2.13):

$$kT_a = \frac{3}{16} m_a v_s^2. \quad (2.13)$$

Elektronlardan çok daha ağır olan iyonlar, elektronlardan çok daha yüksek sıcaklığa sahip olacaktır (ısısal dengesizlik). Daha sonra, ısısal dengeyi sağlamak için iyonlarla Coulomb çarpışmaları ile elektronlar kademeli olarak ısıtılır. Isınan elektronlar, ağır elementleri çarpışmalarla iyonize etmeye başlar. Çarpışmalı iyonizasyon dengesine (Collisional ionization equilibrium, CIE) ulaşmak için zaman ölçeği çok uzun olduğundan, SNK'larda NEI durumundaki plazmalar görülebilmektedir.

Isısal dengesizlik

İyonlar ve elektronlar arasında Coulomb dengesinin olduğu ve bunların sırasıyla farklı T_i ve T_e sıcaklıklarında Maxwellian hız dağılımına uyum sağladığı varsayılmıştır. Böylece, elektron ve iyonlar arasındaki enerji eşbölüşümü Denklem 2.14 ve 2.15'te gösterildiği gibi yazılır (Spitzer 1962):

$$-\frac{dT_e}{dt} = \frac{T_e - T_i}{\tau_{eq}}, \quad (2.14)$$

$$\tau_{eq} = \frac{1}{2} \frac{503 A_i T_e^{1.5}}{n_e Z_i^2 \ln \Lambda} \text{ s} \quad (2.15)$$

Bu denklemlerde, A_i atomik birimde iyon kütlesi, T_e K biriminde sıcaklık, $n_e \text{ cm}^{-3}$ biriminde elektron yoğunluğu ve Z_i iyon yüküdür. $\ln \Lambda$ Coulomb logaritması olarak bilinir ve X-ışın yayan bir plazmada $n_e \approx 1$ için ~ 30 değerini alır. $T_e = 1.16 \times 10^7$ K sıcaklığı ve $A_i = Z_i = n_e = 1$ olan bir plazma için yukarıdaki denklemde verilen zaman ölçeği yaklaşık olarak 10^5 yıl değerini alır.

Dengede olmayan iyonlaşma (NEI)

Burada, bir plazmanın NEI durumundan CIE durumuna ulaşması için gerçekleşen süreç tartışılmaktadır. Bir plazmanın CIE durumuna ulaşması için bir karakteristik zaman ölçeği, Masai (1984, 1994) tarafından belirlenmiştir. Atom numarası Z olan bir element için çarpışmalı iyonizasyon oranı,

$$\frac{df_z}{d(n_e t)} = S_{z-1} f_{z-1} - (S_z + \alpha_z) f_z + \alpha_{z+1} f_{z+1} \quad (2.16)$$

$$\sum_{z=0}^Z f_z = 1 \quad (z = 0, 1, \dots, Z) \quad (2.17)$$

eşitlikleri ile yazılmaktadır. Denklem 2.16 ve 2.17'de görülen f_z , $z - 1$ kere iyonlaşmış elementin iyonik oranıdır; S_z ve α_z ise, sırasıyla, z 'inci iyonunun iyonlaşma ve yeniden

birleşme katsayılarıdır. İyonizasyon dengesine ulaşmak için geçmesi gereken karakteristik zaman ölçeği (t_{Ieq}), oran eşitliğinin çözümünden elde edilebilir (Denklem 2.18).

$$\begin{aligned} n_e t_{\text{Ieq}} &\approx \sum_{z=0}^Z (S_z + \alpha_z)^{-1} \\ &\approx [\min(S_z + \alpha_z)]^{-1} \\ &\approx 10^{12} \text{cm}^{-3} \text{s} \end{aligned} \quad (2.18)$$

Bu değer, Z veya T_e değerlerinden neredeyse tamamen bağımsızdır. SNK'ların çevresindeki maddelerin elektron yoğunluğunu $n_e \approx 1 \text{ cm}^{-3}$ varsayarak $t_{\text{Ieq}} \sim 10^{12}$ saniye $\sim 10^5$ yıl değeri elde edilebilir.

2.6. Süpernova Kalıntılarındaki Işıma Mekanizmaları

SNK plazmalarının salma modelleri sadece sıcaklığa değil aynı zamanda yoğunluğa da bağlıdır. SNK'lar için tipik olan düşük yoğunluk ($\sim 1 \text{ cm}^{-3}$) ve yüksek sıcaklıklı ($10^6 - 10^8 \text{ K}$) plazma durumlarını göz önüne alarak, aşağıdaki yaklaşımlar kabul edilmektedir:

- Düşük yoğunluk ve çarpışmalarla uyarılmış plazma (Coronal approximation). Bu yaklaşımda iyonların büyük kısmı temel seviyededir.
- Elektronlar Maxwell-Boltzmann dağılımına (Denklem 2.19) uyar.

$$f(v) = 4\pi v^2 \left(\frac{m}{2\pi k T_e} \right)^{3/2} \exp \left(-\frac{mv^2}{2k T_e} \right) \quad (2.19)$$

- Dış elektrik alan ve manyetik alan etkileri göz ardı edilmiştir.

SNK'lardaki X-ışın mekanizmaları ısısal ve ısısal olmayan ışıma olmak üzere ikiye ayrılır. Bu mekanizmalar, ilerleyen kısımlarda anlatılmaktadır.

2.6.1. Isısal ışıma mekanizmaları

Şok dalgası, ejekta ve YAO'yu $\sim 10^6 - 10^7 \text{ K}$ sıcaklıklarına kadar ısıtır. Böylece, SNK'lar ısısal bremsstrahlung ve çizgi salmaları yoluyla $kT \leq 1 \text{ keV}$ sıcaklığına sahip optikçe ince sıcak plazmadan ısısal ışıma yapar. Bu bölümde, SNK'ların ve bulundukları ortamın özellikleri hakkında bilgiler sağlayan, SNK'larda ısısal X-ışın mekanizmaları anlatılacaktır.

Süreklilik salması

SNK'lardan gelen süreklilik salması üç bileşenden oluşur: Bremsstrahlung, ışıma-ışınal yeniden birleşme sürekliliği (RRC; radiative recombination continuum) ve 2 foton bozunumu. Bu geçişler, ayrıca elektronun geçiş durumuna göre de sınıflandırılabilir:

Serbest-serbest (bremsstrahlung), serbest-bağılı (RRC) ve bağlı-bağılı (2 foton bozunumu ve floresans çizgileri).

Serbest-serbest salma: Bremsstrahlung

Bremsstrahlung ya da frenleme radyasyonu, yüklü bir parçacığın, başka bir yüklü parçacık tarafından yolundan saptırılarak yavaşlaması sonucu meydana gelen elektromanyetik ışımadır. Bir izotropik ısısal dağılımdaki (ısısal denge) birim zamanda birim hacimde ve birim frekansta salma gücü Denklem 2.20 ve 2.21 ifadeleri ile verilir.

$$\frac{dW}{dV dtd\nu} = \frac{32\pi e^6}{3mc^3} \left(\frac{2\pi}{3km} \right)^{1/2} T_e^{-1/2} A^2 n_e n_i e^{-h\nu/kT_e} \overline{g_{ff}} \quad (2.20)$$

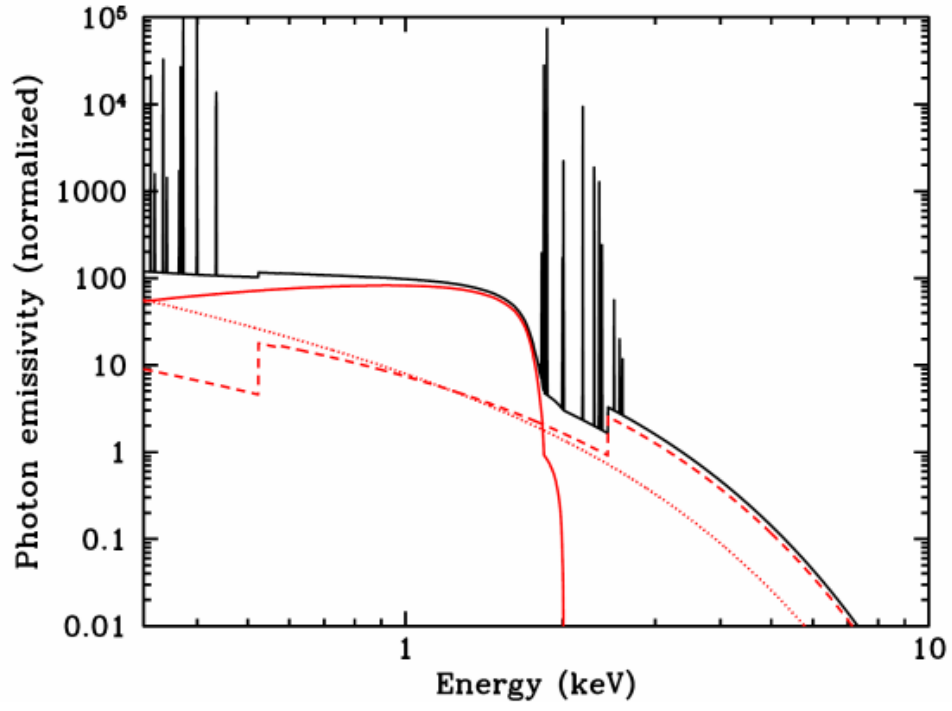
$$= 6.8 \times 10^{-38} A^2 n_e n_i T_e^{-1/2} e^{-h\nu/kT_e} \overline{g_{ff}} [\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \text{ Hz}^{-1}], \quad (2.21)$$

Denklemlerdeki, e , c , A , n_e , n_i ve $\overline{g_{ff}}$ sırasıyla elektron yükü, ışık hızı, atom numarası, elektron ve iyon yoğunlukları ve hız ortalamalı gaunt faktörüdür (Bressaard ve van de Hulst 1962; Karzas ve Latter 1961). Yukarıdaki formüle bakılacak olursa, bremsstrahlung süreklilik tayfının şekli ve şiddeti (örneğin, Şekil 2.8) elektron ve iyon yoğunluklarının belirlenmesi için kullanılabilir.

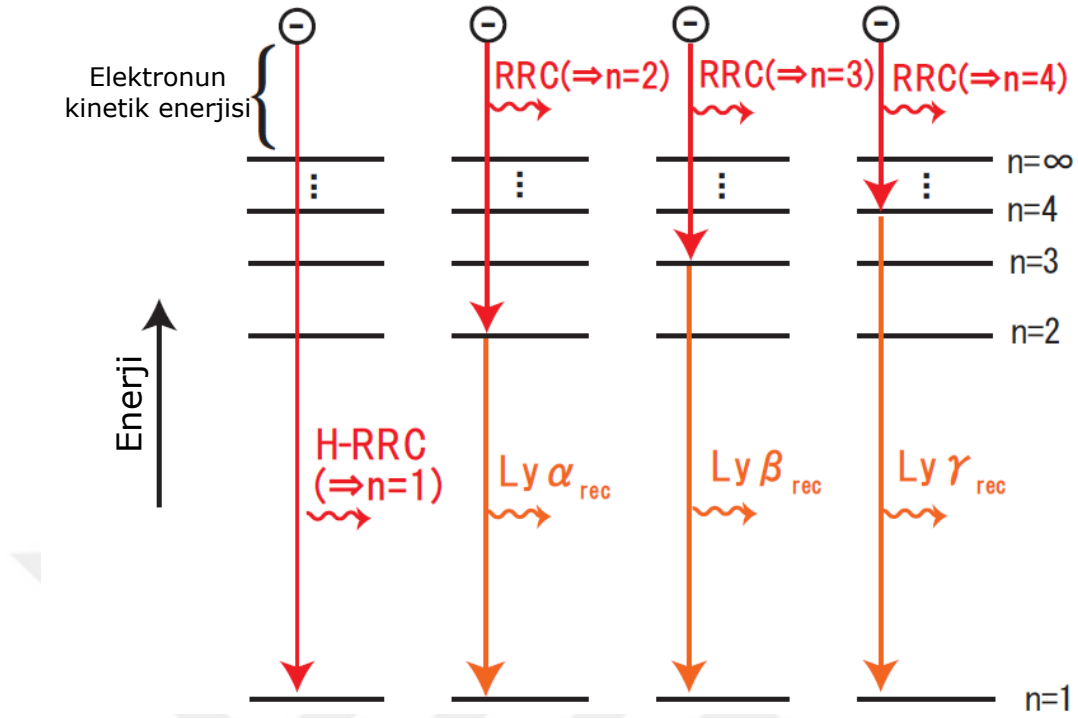
Gaunt faktörü elektron enerjisi ve ışıma frekansına bağlı bir fonksiyondur. Tipik bir X-ışın yayan plazma için Denklem 2.22'deki eşitlikle tanımlanır.

$$\overline{g_{ff}} = \left(\frac{3kT_e}{\pi h\nu} \right)^{1/2} \quad (2.22)$$

Güneş metalikliği durumunda, hidrojen ve helyum iyonlarından bremsstrahlung baskın olduğundan, tayfsal fit uydurma (spectral fitting) kodları $\int n_e n_H dV$ formülü ile normalizasyonu ele alır. Buna salma ölçüsü (EM; emission measure) denir. Bu tezde de kullanılan bir tayfsal fit uydurma kodu olan XSPEC, hacim salma ölçüsü denilen ve kaynağa olan uzaklığı da hesaplamalarına dahil eden normalizasyon faktörünü kullanır. Bu faktör, $\int n_e n_H dV / (4\pi d^2)$ eşitliği ile verilir ve buradaki d kaynağa olan uzaklıktır.



Şekil 2.8. Saf silisyum plazmadan gelen ısısal salma ($kT_e = 1$ keV ve $n_e t = 5 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$). Kırmızı düz çizgi bremsstrahlung salmasını, kırmızı kesikli çizgi RRC'yi ve kırmızı noktalı çizgi ise 2 foton salmasını gösterir. Toplam yayma ise siyah ile gösterilmiştir ve silisyum iyonlarından gelen salmayı da içerir (Vink 2012)



Şekil 2.9. RRC ve yeniden birleşme çizgileri için mekanizmayı gösteren şematik görsel. Ozawa (2010) doktora tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir

Serbest-bağlı salma: Radyatif yeniden birleşme sürekliliği (RRC)

Serbest bir elektron, atomik kabuklardan biri tarafından yakalandığında RRC salması meydana gelir. Yayılan fotonun enerjisi, $h\nu_n = E_e + \chi_n$ ile tanımlanabilir. Bu denklemden, E_e ve χ_n sırasıyla serbest elektronun enerjisi ve n seviyesindeki bir elektron için bağlanma enerjisidir. Elektron enerjisi, ısısal bir plazmada tek başına belirlenemediğinden, RRC'nin tayfsal şekli bir süreklilik olarak gözlenir, ancak seviyelerin bağlanma enerjisinde keskin bir kenara sahiptir (Şekil 2.8'e bakınız). Bu mekanizmanın şematik bir gösterimi Şekil 2.9'te gösterilmiştir. Bu mekanizma ile yayılan güç Tucker ve Gould (1996)'da açıklandığı üzere Denklem 2.23 ile verilir.

$$\frac{dE}{dV dt d\omega} = \frac{dW}{dE} = n_e n_{A,j+1} v E \cdot \sigma_n^{rec}(E_e) \cdot \frac{f(v) dv}{dE} \quad (2.23)$$

Bu denklemden, $n_e n_{A,j+1}$, E ve $\sigma_n^{rec}(E_e)$ sırasıyla atom numarası A ve iyonlaşma seviyesi durumu $j + 1$ olan iyonların yoğunluğu, yayılan fotonun enerjisi ve E_e elektron enerjisinde n seviyesine olan yeniden birleşme tesir kesitidir. $f(v)$, Denklem 2.19'da verilen Maxwell-Boltzmann dağılımıdır.

Bu eşitlikte E_{edge} elektron bağlanma enerjisi tanımını yaparak sadeleştirme yapılabilir. $E = mv^2/2$ ve $f(v)$ eşitlikleri yukarıdaki denklemden yerlerine yazılırsa Denklem

2.24 elde edilir.

$$\frac{dW}{dE} = 4n_e n_{A,j+1} E \left(\frac{E - E_{\text{edge}}}{kT_e} \right) \sqrt{\frac{1}{2\pi m k T_e}} \cdot \sigma_n^{\text{rec}}(E - E_{\text{edge}}) \cdot \exp \left(-\frac{E - E_{\text{edge}}}{kT_e} \right) \quad (2.24)$$

Bu denklem, RRC tayfını tamamen tanımlayabilmektedir.

Elektron sıcaklığının K-kenar enerjisinden çok daha düşük ($kT_e \ll E_{\text{edge}}$) olduğu durumlar için Denklem 2.25'teki yaklaşım yapılabilir:

$$\frac{dW}{dE} \propto \exp \left(-\frac{E - E_{\text{edge}}}{kT_e} \right) \quad E \geq E_{\text{edge}} \text{ durumunda.} \quad (2.25)$$

$E < E_{\text{edge}}$ iken $dW/dE = 0$ olduğu unutulmamalıdır.

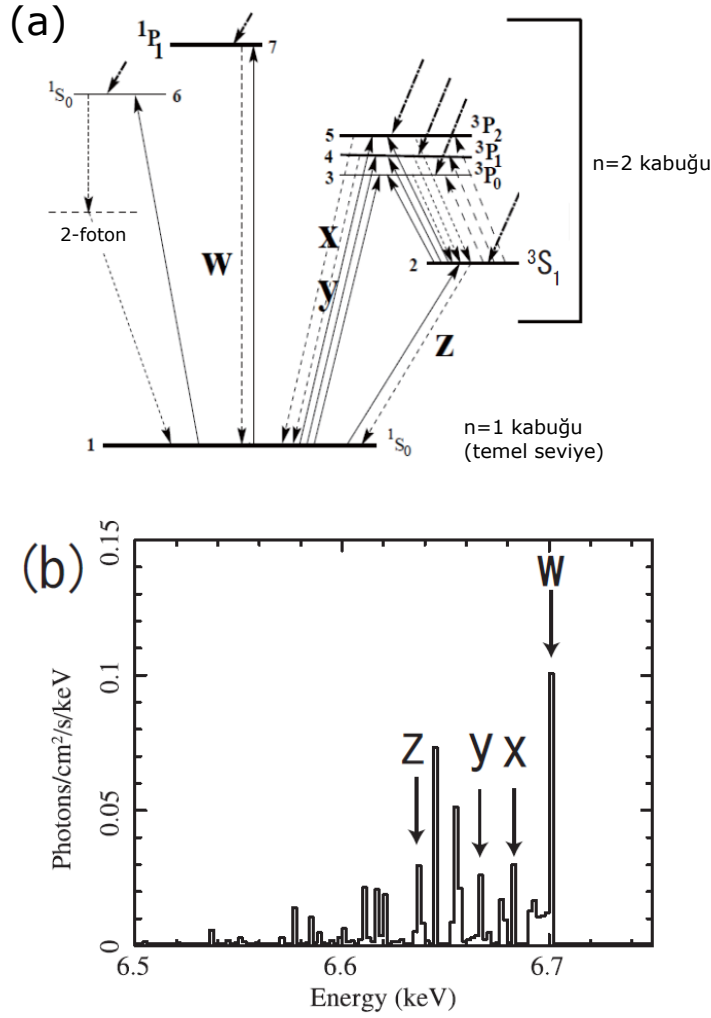
Güneş metalikliği durumunda, RRC salması görülmez çünkü hafif elementlerden (H ve He gibi) kaynaklanan bremsstrahlung salması baskındır. Ancak, plazma aşırı iyonlaşmışsa (overionized), RRC'nin kenar yapısı tanımlanabilir. H-RRC ve He-RRC için K-kabuğu kenar enerjileri (E_{edge}) Çizelge 2.3'te verilmiştir.

Çizelge 2.3. H-RRC ve He-RRC için K-kabuğu kenar enerjileri (E_{edge}). Bu değerler, He-benzeri ve H-benzeri iyonların K-kabuğu bağlanma potansiyellerine karşılık gelmektedir (Ozawa 2010)

A	Element	E_{edge} (keV)	
		He-RRC	H-RRC
12	Mg	1.763	1.958
14	Si	2.439	2.666
16	S	3.225	3.482
18	Ar	4.121	4.406
20	Ca	5.128	5.440
26	Fe	8.830	9.194

Bağlı-bağlı salma: 2 foton salması

İki bağlı durum arasındaki direkt geçiş, geçiş kuralı ile yasaklı olduğunda 2 foton süreci meydana gelir. Böyle bir durumda, yayılan iki fotonun toplam enerjisinin korunumlu olmasına rağmen, her fotonun enerjisi tek olarak belirlenemez. Bu nedenle, 2 foton süreçleri süreklilik tayfı olarak görülür (bakınız, Şekil 2.8). Bu mekanizmanın şematik gösterimi Şekil 2.10a'da, olası çizgilerin enerji ve foton sayımları ise Şekil 2.10b'de gösterilmiştir.



Şekil 2.10. a) He-benzeri iyonlar için basitleştirilmiş seviye şeması. w ve z sırasıyla rezonans ve yasaklı çizgileri, x ve y ise ara kombinasyon çizgilerini göstermektedir. Yukarı yönlü oklar çarpışmalı uyarılma geçişlerini ifade etmektedir. Kesikli çizgiler ise, ışımsal geçişlerdir ($3S_1$ 'den $3P_{0,1,2}$ seviyelerine fotonla uyarılma ve $1S_0$ seviyesinden temel seviyeye olan iki foton sürekliliği de dahil). Kalın eğri oklar yeniden birleşme (ışımsal ve dielektronik) artı kaskad süreçlerini göstermektedir. Görsel, Porquet vd. (2001)'den alınıp Türkçeye çevirilmiştir. **b)** CIE durumundaki bir plazma için $kT_e \sim 1.5$ keV elektron sıcaklığı için muhtemel tayf. Burada, bir He-benzeri Fe iyonunun $K\alpha$ enerjisi civarındaki enerji aralığı gösterilmiştir. Rezonans (w), ara kombinasyon (x ve y) ve yasaklı (z) çizgiler oklarla gösterilmiştir. Kalan çizgiler ise He, Li ve Be-benzeri Fe iyonlarının dielektronik yeniden birleşme sürecinden kaynaklı oluşmuştur. Bu şekil Ozawa (2010) tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir

Çizgi salması

İki kuantum seviyesi arasındaki bağlı-bağlı geçişler çizgi salması yayar. Bir H-benzeri iyon (iyon başına yalnızca bir elektron içeren), Denklem 2.26'daki gibi verilen belirli bir enerjideki bir çizgi salması yayar:

$$E \sim A^2 R_y \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{n'^2} \right) \quad (2.26)$$

Bu denklemde, R_y Rydberg sabiti (13.6 eV) ve n ve n' sırasıyla geçişten önce ve sonraki temel kuantum sayılarıdır. Emisyon çizgileri, $Ly\alpha$ (H-benzeri $K\alpha$; $2p \rightarrow 1s$), $Ly\beta$ (H-benzeri $K\beta$; $3p \rightarrow 1s$), $Ly\gamma$ (H-benzeri $K\gamma$; $4p \rightarrow 1s$) vb. şeklinde isimlendirilir. He-benzeri iyon durumunda ise (iyon başına yalnızca iki elektron içeren) üç farklı geçiş meydana gelebilir: rezonans ($1s2p \ ^1P_1 \rightarrow 1s^2 \ ^1S_0$), yasaklı ($1s2s \ ^3S_1 \rightarrow 1s^2 \ ^1S_0$) ve ara kombinasyon ($1s2p \ ^3P_{2,1} \rightarrow 1s^2 \ ^1S_0$) geçiş çizgileri. Bu geçişlere ait salma mekanizmalarının detayları Porquet vd. (2001)'de verilmiştir. H-benzeri ve He-benzeri iyonların K kabuk enerji çizgileri Çizelge 2.4'te verilmiştir. Burada, çizgi salmalarının ışımsal

Çizelge 2.4. H-benzeri ve He-benzeri iyonların K-kabuğu salma çizgi enerjileri (Yamauchi 2008 doktora tezinden alınıp Türkçeye çevirilmiştir)

Element	Çizgi enerjisi (eV)							
	H-benzeri iyon			He-benzeri iyon [†]				
	$Ly\alpha$	$Ly\beta$	$Ly\gamma$	$K\alpha (r)$	$K\alpha (f)$	$K\alpha (i)$	$K\beta$	$K\gamma$
C	367	436	459	308	299	304	355	371
N	500	593	625	431	420	426	498	522
O	654	774	817	574	561	569	666	698
Ne	1022	1211	1277	921	905	914	1073	1127
Mg	1472	1745	1840	1352	1330	1343	1579	1660
Si	2006	2377	2506	1865	1840	1854	2183	2294
S	2623	3107	3277	2461	2431	2447	2884	3033
Ar	3323	3936	4151	3140	3104	3124	3685	3875
Ca	4106	4864	5130	3908	3845	3892	4582	4819
Fe	6966	8266	8732	6702	6641	6670	7798	8217

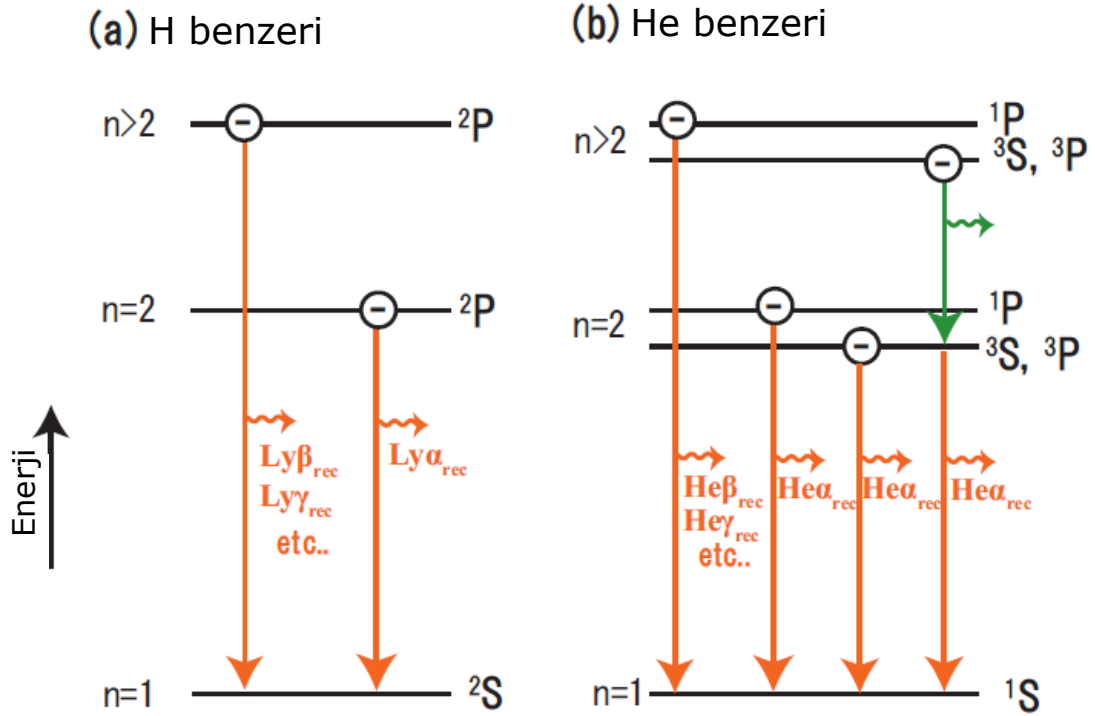
[†] r rezonans, f yasaklı ve i de ara kombinasyon çizgilerini temsil eder.

süreçlerine değinildi. Bir elektron bir iyon ile çarpıştığında, bu iyonu uyarabilir (elektron çarpmasıyla uyarılma) veya en içteki kabukta bulunan elektronu alarak iyonu iyonize edebilir (elektron çarpmasıyla iyonlaştırma). Üst seviyelerde bulunan bir elektron daha düşük bağlı seviyelere bozunursa, bu durumda bir monokromatik foton yayınlanır.

Dielektronik yeniden birleşme: Çizgi salması için önemli bir başka mekanizmadır. Bir elektron, bir iyonla uyarılmış bir seviyeye yeniden birleşir ve ardından başka bir elektron daha yüksek bir seviyeye uyarılır. Böylece iyon, daha sonra kendiliğinden

iyonize olabilen veya ışıınımsal olarak bozunabilen oldukça uyarılmış bir durumda bırakılır. İkinci durumda, uyarılmış elektronlardan biri daha düşük bir seviyeye bozunur, normal geçişten biraz daha düşük enerjide bir uydu çizgisi (satellite line) oluşturur. “Uydu” adlandırması, ana geçiş çizgisinin yakınındaki enerji için yapılmıştır, çünkü başka bir elektron hala üst seviyededir.

Kademeli bozunma: Yeniden birleşme baskın plazmalarda görülen önemli bir diğer çizgi salması mekanizmasıdır. Kademeli bozunmaya, serbest bağlı geçişlerde elektronların daha yüksek uyarılmış seviyelere yeniden birleşmesi eşlik eder. Şekil 2.11’de bu mekanizmanın H-benzeri (Şekil 2.11a) ve He-benzeri (Şekil 2.11b) iyonlar için şematik bir gösterimi verilmiştir.



Şekil 2.11. Kademeli bozunma çizgilerinin salma mekanizmasını gösteren şematik görsel. **a)** H benzeri iyonlar için basitleştirilmiş seviye gösterimi görülmektedir. Uyarılmış seviyelerde yakalanan serbest bağlı durumundaki elektronların çoğu, doğrudan temel duruma geçer ve ışıma yeniden birleşme (kademeli bozunma) çizgileri üretir. **b)** He benzeri iyonlar için seviye gösterimi. Uyarılmış “singlet” seviyelerde yakalanan elektronların çoğu, doğrudan temel duruma geçer. Aksine, “triplet” seviyelere giren elektronların çoğu, bir kez $n=2$ (yeşil ok) üçlü seviyelerine geçiş yapar ve daha sonra ışıma geçişleri için seçim kuralları nedeniyle temel duruma geçer. Bu şekil Ozawa (2010) tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir

2.6.2. Isısal olmayan ışıma mekanizmaları

Sinkrotron ışıması

Manyetik alan tarafından ivmelendirilen yüklü parçacıklar ışıma yaparlar. Ultra rölativistik parçacıklar durumunda, bu ışıma sinkrotron ışıması olarak bilinir. B manyetik alanındaki yüklü $E (= \gamma mc^2)$ enerjili bir parçacığın birim frekans başına sinkrotron ışıma gücü Denklem 2.27 ile verilir.

$$P(\omega; E) = \frac{\sqrt{3}}{2\pi} \frac{e^3 B \sin \alpha}{m_e c^2} F\left(\frac{\omega}{\omega_c}\right) \quad (2.27)$$

Denklem 2.27'deki α elektronun hızı ile manyetik alan arasındaki açıdır ve $F(x)$ Rybicki ve Lightman (1986) tarafından verilen boyutsuz bir fonksiyondur. Bu ışmanın karakteristik frekansı olan ω_c , Denklem 2.28 ile verilmektedir.

$$\omega_c = \frac{3\gamma^2 e B \sin \alpha}{2m_e c} \quad (2.28)$$

$F(x)$ fonksiyonu $x \sim 0.29$ değerinde tepe noktasına ulaştığı için, $P(\omega)$ da $\sim 0.29\omega_c$ değerinde ışıma tepe noktasına sahiptir. Bu nedenle, E_e enerjili bir rölativistik elektron için, $\varepsilon = h\nu_{\text{sync}} = 0.29h\omega_c$ olduğu göz önüne alınarak, Denklem 2.29 ile keV biriminde verilir.

$$\varepsilon \sim 1.2 \left(\frac{B}{1\mu G} \right) \left(\frac{E_e}{100\text{TeV}} \right)^2 \quad (2.29)$$

$\sim 1 \mu G$ manyetik alanda, ~ 10 GeV enerjili elektronlar, radyo dalga boyunda sinkrotron fotonu yayınlırlar. Elektronlar $\sim \text{TeV}$ enerjilerine sahipken, foton enerjileri $\sim \text{keV}$ kadardır. Denklem 2.37'nin ω üzerinden integrali ile toplam yayılan güç Denklem 2.30'daki eşitlik olarak elde edilir.

$$P_{\text{sync}} = \frac{4}{3} \sigma_T c \beta^2 \gamma^2 U_B \quad (2.30)$$

Bu denklemde, σ_T Thomson tesir kesitidir ve U_B ise manyetik enerji yoğunluğudur ($= B^2/8\pi$).

Bir elektron dağılımından sinkrotron ışımasının tayfını hesaplamak amacıyla, güç yasasına sahip bir elektron dağılımı varsayılarak Denklem 2.31 elde edilir.

$$N_e(E)dE = C E^{-p} dE \quad (2.31)$$

Birim hacimde ve birim frekansta toplam yayılan güç, tek parçacık için sinkrotron ışıma formülünün tüm enerjiler üzerinde elektron dağılımının çarpımının integrali ile Denklem 2.32 ifadesi türetilir.

$$\begin{aligned} P_{\text{tot}}(\omega) &= \int_0^\infty P(\omega; E) N_e(E) dE \\ &= \frac{\sqrt{3}}{2\pi} \frac{e^3 C}{m_e c^2} \left(\frac{3ec}{(mc^2)^3} \right)^{(p-1)/2} \frac{\Gamma(\frac{p}{4} + \frac{19}{12}) \Gamma(\frac{p}{4} - \frac{1}{12})}{p+1} (B \sin \alpha)^{(p+1)/2} \omega^{-(p-1)/2} \\ &\propto B^{(p+1)/2} \omega^{-(p-1)/2} \end{aligned} \quad (2.32)$$

Bu denklemde, $\Gamma(y)$ y bağımsız değişkeninin gama fonksiyonudur. Elektronların sinkrotron ışımasının tayfsal indeksi, elektron dağılımı indeksi p ile Denklem 2.33'te gösterildiği gibi ilişkilidir.

$$s = \frac{p-1}{2} \quad (2.33)$$

$I(\epsilon) \propto \epsilon^{-r}$ ile tanımlanan sinkrotron tayfının güç yasası foton indeksi Γ ,

$$\Gamma = \frac{p+1}{2} \quad (2.34)$$

ile verilir. $I(\epsilon)$, ϵ enerjili bir fotondan gelen ışıma şiddetidir. Elektronun tayfsal indeksinin 2 olduğu durumda, sinkrotron ışımasının foton indeksi 1.5 olur.

Isısal olmayan Bremsstrahlung

Bremsstrahlung, serbest bir elektronun bir iyonla Coulomb etkileşimi sonucu ortaya çıkan ışımadır. Isısal olmayan durumda, elektronların rölativistik limitte olduğu, yani ışık hızına yakın hızlarda hareket ettiği kabul edilir. E enerjili bir elektrondan gelen ışıma şiddeti Denklem 2.35'te verilmiştir.

$$I(\nu; E) = \frac{16}{3} \frac{Z^2 n_p e^6}{(m_e c^2)^2} \ln \left(\frac{b_{\max}}{b_{\min}} \right) \theta(E - h\nu) \quad (2.35)$$

Bu denklemde n_p plazmanın sayı yoğunluğudur ve Z ile e plazma parçacıklarının yüküdür. $\theta(E - h\nu)$ fonksiyonu ise Denklem 2.36 ile belirlenir.

$$\theta(E - h\nu) = \begin{cases} 1, & (E > h\nu) \\ 0, & (E < h\nu) \end{cases} \quad (2.36)$$

Burada, $b_{\max}$ ve $b_{\min}$ çarpışma parametreleridir ve Denklem 2.37'deki ifadelerle belirlenirler.

$$b_{\max} = 1.4a_0 Z^{-1/3}, \quad b_{\min} = \frac{\hbar}{m_e c} \quad (2.37)$$

Burada bulunan a_0 bir sabit olup, Denklem 2.38 ile cm biriminde değeri belirlenebilir.

$$a_0 = \frac{\hbar^2}{m_e c^2} = 0.5293 \times 10^{-8} \quad (2.38)$$

2.35 denklemi tekrardan daha sade bir biçimi Denklem 2.39'da verilmiştir.

$$I(\nu; E) = A \theta(E - h\nu) \quad \text{ve} \quad A = \frac{16}{3} \frac{Z^2 n_p e^6}{(m_e c^2)^2} \ln \left(\frac{1.4a_0 m_e c}{\hbar Z^{1/3}} \right) \quad (2.39)$$

E enerjili bir fotondan birim zamanda toplam yayılan foton sayısı ise, Denklem 2.40'taki ifadeyle tanımlanmaktadır.

$$\phi(\epsilon; E) d\epsilon = \frac{I(\nu; E)}{h\nu} d\nu \equiv \frac{A \theta(E - \epsilon)}{h} \frac{d\epsilon}{\epsilon} \quad (2.40)$$

Burada $\varepsilon = h\nu$ 'dür. Burada sinkrotron radyasyonu ile aynı olan elektron güç yasası dağılımı ele alınır (Denklem 2.31). ε_0 üzerinde enerjiye sahip olan fotonun yayması Denklem 2.41 ile ifade edilir.

$$J_\gamma(> \varepsilon_0) = \int_{\varepsilon_0}^{\infty} d\varepsilon \int_0^{\infty} dE N_e(E) \phi(\varepsilon; E) = \frac{CA}{h(p-1)^2} \varepsilon_0^{1-p} \quad (2.41)$$

Foton tayfı, yaymanın foton enerjisi ile türevlenmesinden Denklem 2.42'deki şekilde elde edilir.

$$N(\varepsilon) = -\frac{dJ_\gamma}{d\varepsilon} = \frac{CA}{h(p-1)} \varepsilon^{-p}. \quad (2.42)$$

Böylece, bremsstrahlung'un foton indeksinin elektron sayı indeksi ile aynı olduğu elde edilir (Eşitlik 2.43).

$$\Gamma = p. \quad (2.43)$$

Ters Compton saçılması

Yüksek enerjili elektronlar, Compton saçılması yoluyla düşük enerjili fotonları saçar veya fotonları yüksek enerjilere uyarır. Bir elektrondan gelen ters Compton saçılmasının toplam gücü Denklem 2.44'te verilmiştir.

$$P_{IC} = \frac{4}{3} \sigma_T \beta^2 c \gamma^2 U_{ph}, \quad (2.44)$$

U_{ph} , enerjisi artırılmış fotonların enerji yoğunluğu ise Denklem 2.45 ile tanımlanmaktadır.

$$U_{ph} \equiv \int \epsilon \nu d\epsilon \quad (2.45)$$

Bu güç formülü, yalnızca Thomson rejiminde ($\gamma \epsilon_0 \ll m_e c^2$) geçerlidir. Sinkrotron gücü ile ters Compton gücünü karşılaştırmak Denklem 2.46'daki genel ifadeyi verir.

$$\frac{P_{sync}}{P_{IC}} = \frac{U_B}{U_{ph}} \quad (2.46)$$

Bu genel ifadenin anlamı, sinkrotron salması ve ters Compton saçılması ile kaybedilen enerji miktarlarının oranı ile manyetik alan enerji yoğunluğu ve foton enerji yoğunluğu arasındaki oran aynı miktardadır. U_{ph} 'nin sabit olduğu durumda, P_{sync} ile P_{IC} 'yi karşılaştırarak doğrudan manyetik alan şiddeti bulunabilir.

Birim zamanda saçılan fotonların sayısı $c \sigma_T n_{ph}$ 'dir. Denklem 2.44'e bu eşitliği bölerek, saçılan fotonların ortalama enerjileri Denklem 2.47'de verilen eşitlik ile bulunabilir.

$$\bar{\epsilon} = \frac{4}{3} \gamma^2 \epsilon_0 \quad (2.47)$$

Denklemde $\beta = 1$ alınmıştır. Örneğin, 5 TeV ($\gamma = 10^7$) enerjili bir elektron bir kozmik arka plan fotonu olarak saçılırsa ($\epsilon_0 = 2.7 \text{ K} = 2.3 \times 10^{-4} \text{ eV}$), saçılan fotonun enerjisi Denklem 2.47 ile 10 GeV olarak hesaplanır.

Ters Compton saçılmasının tayfı, Jones (1968) tarafından, Denklem 2.48 ile hesaplanmıştır.

$$q(\epsilon) = \int d\epsilon_0 n(\epsilon_0) \int d\gamma N(\gamma) C(\epsilon, \gamma, \epsilon_0) \quad (2.48)$$

Bu denklemdeki, $n(\epsilon_0)$ enerjisi artırılan fotonların diferansiyel tayfıdır ve $N(\gamma)$ ise elektronun diferansiyel tayfıdır. $C(\epsilon, \gamma, \epsilon_0)$, Compton çekirdeğidir (Kernel) ve Jones (1968) tarafından Denklem 2.49'daki formül ile verilmiştir.

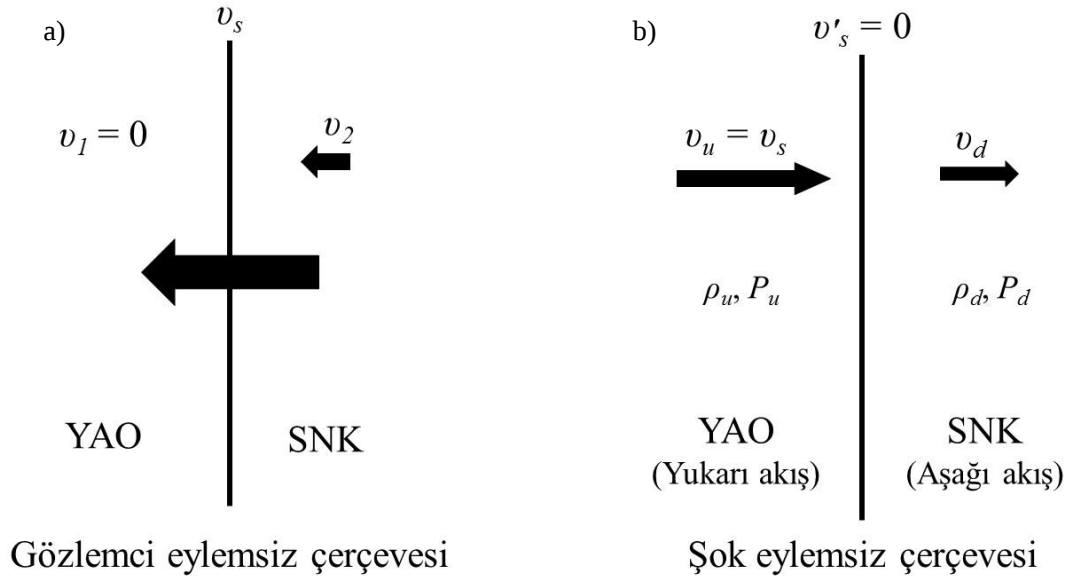
$$C = \frac{2\pi r_e^2 c}{\gamma^2 \epsilon_0} \left[2\kappa \ln \kappa + (1 + 2\kappa)(1 - \kappa) + \frac{(4\epsilon_0 \gamma \kappa)^2}{2(1 + 4\epsilon_0 \gamma \kappa)} (1 - \kappa) \right] \quad (2.49)$$

Bu denklemdeki κ 'nın değeri, Denklem 2.50 ile hesaplanabilen bir sabittir.

$$\kappa = \frac{\epsilon}{4\epsilon_0 \gamma (\gamma - \epsilon)} \quad (2.50)$$

2.7. Süpernova Kalıntılarının Isısal Evrimleri

Bir SNK'nın şok sonrası bölgesinde, sıcaklık parçacıkların kütleleriyle orantılıdır. Bu nedenle, iyon sıcaklığı şok ısıtmasından hemen sonra elektron sıcaklığından 1000 kat daha yüksektir. Elektronlar daha sonra Coulomb çarpışmaları yoluyla iyonlar tarafından ısıtılır. Yüksek sıcaklıklı elektronlar kademeli olarak ağır element atomlarını iyonlaştırır. Bir sonraki alt başlıklarda, bu konular özetlenecektir.



Şekil 2.12. Gözlemci hareketsiz çerçevesi **a)** ve şok hareketsiz çerçevesi **b)** içindeki şok önünün etrafından şematik bir görünüm. Yamaguchi (2008) doktora tezinden alınıp, Türkçeye çevirilmiştir

2.7.1. Şok dalgasıyla ısıtma

Şok dalgasıyla ısıtma, kinetik enerjiden ısısal enerjiye olan enerji korunumu olarak anlaşılabilir. Bu süreç, burada kısaca özetlenecektir.

Bir SNK'nın kabuğu süpersonik hızlarda genişlediğinde, bir şok dalgası oluşur, gaz sıkıştırılır ve ısıtılır. Oluşan bu şokun durgun olduğu durumdaki koordinat sistemi ele alınıp, Şekil 2.12'deki gibi aşağı akış ve yukarı akış bölgeleri tanımlanmıştır. Gaz hızının teğetsel bileşeni iki tarafta da sıfır olarak kabul edildikten sonra, şok ön cephesi boyunca kütle, momentum ve enerjinin korunumu sırasıyla Denklem 2.51, 2.52 ve 2.53'teki eşitlikler ile ifade edilebilmektedir.

$$\rho_u v_u = \rho_d v_d \quad (2.51)$$

$$\rho_u v_u^2 + P_d = \rho_d v_d^2 + P_u \quad (2.52)$$

$$\frac{1}{2} v_u^2 + \omega_u = \frac{1}{2} v_d^2 + \omega_d \quad (2.53)$$

Denklemlerdeki ρ , v , P ve ω sırasıyla, hem aşağı akış hem de yukarı akış için yoğunluk, hız, basınç ve entalpidir. Eğer akıcı madde ideal gaz ise, entalpi Denklem 2.54 ile verilir.

$$\omega = C_p T = \frac{\gamma P}{(\gamma - 1)\rho} \quad (2.54)$$

Denklemdaki γ özgül ısı oranıdır ($= C_p/C_v$). Böylece, Denklem 2.51, 2.52, 2.53 ve 2.54'ten aşağı akış ve yukarı akışın fiziksel durumu arasındaki ilişkiler Denklem 2.55, 2.56 ve 2.57'deki eşitlikler ile elde edilir.

$$\frac{\rho_u}{\rho_d} = \frac{v_d}{v_u} = \frac{(\gamma + 1)P_u + (\gamma - 1)P_d}{(\gamma - 1)P_u + (\gamma + 1)P_d} \quad (2.55)$$

$$\frac{P_u}{P_d} = \frac{(\gamma + 1)\rho_u - (\gamma - 1)\rho_d}{(\gamma + 1)\rho_d - (\gamma - 1)\rho_u} \quad (2.56)$$

$$\frac{T_d}{T_u} = \frac{P_d \rho_u}{P_u \rho_d} = \frac{P_d (\gamma + 1)P_u + (\gamma - 1)P_d}{P_u (\gamma - 1)P_u + (\gamma + 1)P_d} \quad (2.57)$$

Gazın hızları için Denklem 2.58 ve 2.59'daki eşitlikler elde edilir.

$$v_u^2 = \frac{1}{2\rho_u} [(\gamma - 1)P_u + (\gamma + 1)P_d] \quad (2.58)$$

$$v_d^2 = \frac{1}{2\rho_d} \frac{[(\gamma + 1)P_u + (\gamma - 1)P_d]^2}{(\gamma - 1)P_u + (\gamma + 1)P_d} \quad (2.59)$$

Şokun şiddetli olduğunu varsayarak ($P_d/P_u \gg 1$), Denklem 2.55, 2.57, 2.58 ve 2.59 sırasıyla, aşağıdaki 2.60, 2.61, 2.62 ve 2.63 eşitlikleri şeklinde yazılabilir.

$$\frac{\rho_u}{\rho_d} = \frac{v_d}{v_u} = \frac{\gamma - 1}{\gamma + 1} \quad (2.60)$$

$$\frac{T_u}{T_d} = \frac{P_d}{P_u} \frac{\gamma - 1}{\gamma + 1} \quad (2.61)$$

$$v_u^2 = \frac{(\gamma + 1)P_d}{2\rho_u} \quad (2.62)$$

$$v_d^2 = \frac{(\gamma - 1)^2 P_d}{2(\gamma + 1)\rho_u} \quad (2.63)$$

Bu denklemlerde v_u , v_s 'ye eşittir, bu nedenle, yukarı akışın durgun çerçevesindeki şok hızı, 2.60 ve 2.63 denklemleri kullanılarak, ortalama şok sonrası sıcaklığı Denklem 2.64'te verilen şekilde türetilebilir.

$$kT_d = \mu m_H \frac{P_d}{\rho_d} = \frac{2(\gamma - 1)}{(\gamma + 1)^2} \mu m_H v_s^2 \quad (2.64)$$

Burada k , μ ve m_H , sırasıyla Boltzmann sabiti, ortalama atom ağırlığı ve hidrojenin kütesidir. Rölativistik olmayan tek bir atomik gaz için ($\gamma = 5/3$), hız ve yoğunluk oranı (aşağı ve yukarı akış boyunca) sırasıyla, $\rho_d/\rho_u = 4$ ve $v_d/v_u = 1/4$ 'tür. Şok sonrası sıcaklık ise Denklem 2.65'teki eşitlik ile verilir.

$$kT_d = \frac{3}{16} \mu m_H v_s^2 \quad (2.65)$$

3. MATERYAL VE METOT

Bu tez çalışması kapsamında kullanılan X-ışın uydu verileri HEASARC (High Energy Astrophysics Science Archive Research Center) isimli açık arşivden alınmıştır. Alınan verilerin indirilmesi ve işlenmesi için kullanılan yöntemler aşağıda anlatılmıştır.

Yapılan analizler, görüntü analizi ve tayfsal analiz olmak üzere iki bölümden oluşmaktadır.

3.1. Görüntü Analizi

HEASARC isimli açık arşivden indirilen ham uydu verileri, başlangıçta ".evt" formatındadır. Bu çalışmada kullanılan veriler, *Suzaku* uydusunun ekibi tarafından ön indirgemeleri yapılmış verilerdir. Bu verilerden, bir fits uzantılı görüntü dosyası, bir rmf uzantılı yanıt matris dosyası (RMF; Redistribution Matrix File), bir arf uzantılı yardımcı yanıt dosyası (ARF; Ancillary Response File) ve iki pi uzantılı tayf dosyası üretilir. Bu dosyaları üretmek için XSELECT aracı kullanılır. XSELECT aracı altında bir görüntü oluşturulur ve bu görüntü SAOImageDS9 programında açılır. Öncelikle *Suzaku* uydusunun dedektörlerinde (XIS0, XIS1 ve XIS3) bulunan kalibrasyon bölgeleri filtrelenir ve bilimsel veriden çıkarılır. En basit açıklamayla, SNK'yı kapsayan bir bölge seçilir (bazı özel durumlarda birden fazla; örneğin, tüm SNK ve SNK'nın farklı bölgeleri). Bu bölge seçildikten sonra geriye kalan kısımlar yine XSELECT aracında filtrelenir ve SNK'nın tayf verisini içeren pi dosyası üretilir. Daha sonra aynı şekilde bir SAOImageDS9'da görüntü açılır ve bu defa SNK'nın seçildiği bölge filtrelenir ve geriye kalan alanlardan bir pi uzantılı tayf dosyası üretilir. Bu tayf dosyası, arka plan katkısını modellemek ve katkıyı çıkartmak için önemlidir ve bazı durumlarda SNK haricindeki tüm bölgelerden seçilmez (örneğin, arka plan ışımasına katkı yapan nokta kaynakların varlığı durumunda). Bu işlemlerin ardından, sırasıyla RMF dosyası ve ARF dosyası üretmek için `xisrmfgen` ve `xissimarfgen` (Ishisaki vd. 2007) komutları kullanılır. Bu üretilen dört dosya (iki tane pi dosyası, rmf dosyası ve arf dosyası) daha sonra XSPEC programında tanıtılacaktır.

Chandra uydusunun verileri yine HEASARC açık arşivinden indirilmiştir. İndirilen veriler, CIAO isimli yazılım yardımıyla indirgenmiştir. *Chandra X-ışın Gözlemevi* daha önceki kısımlarda anlatıldığı üzere, görece yüksek açısal çözünürlüğe sahip olduğundan, kalıntıların sınırlarını ve tayfsal analiz bölgelerini belirlemek için iyi bir veri kaynağıdır. HEASARC arşivinden indirilen veriler, CHANDRA_REPRO komutu ile ayıklanmıştır. Daha sonra, Chandra X-ray Center¹ web sitesinde anlatıldığı gibi pozlama düzeltilmiş (exposure-corrected) görüntüler her bir kalıntı için oluşturulmuştur.

¹https://cxc.harvard.edu/ciao/threads/expmap_acis_multi/index.html

3.2. Tayfsal Analiz

Bir önceki bölümde üretilen dört dosya XSPEC aracında açılır. Bu dosyaların üzerinde tayfsal modelleme yapılmadan önce verilerin üzerinde kalıntının ışıma özelliklerine göre ön düzeltmeler yapılır. Örneğin, enerji aralığı belirlemek ve kaynağın X-ışınlarındaki foton miktarına göre foton gruplandırması yapmak gibi. Bu ön düzeltmelerden sonra, aşağıda anlatılan arka plan katkılarının hesaplanması için arka plan analizi yapılır. Arka plan analizi ile elde edilen model parametreleri de dahil edilerek gözlemsel verilerin üzerine SNK'nın plazma durumunu incelemek, parametrelerini hesaplamak ve bulunduğu ortamın parametrelerini belirlemek için tayfsal XSPEC modelleri uygulanır.

• X-ışınlarında arka plan katkısı

X-ışın analizlerinde, tıpkı diğer dalga boylarında olduğu gibi düzeltilmesi gereken arka plan katkıları vardır. Bu nedenle de analizlere başlamadan önce, uydu verilerine olan bu katkıların hesaplanması gerekir. Arka plan katkıları beş alt kategoriye ayrılabilir.

Kozmik X-ışın arka planı

Kozmik X-ışın Arka Planı (buradan sonra CXB; Cosmic X-ray Background), CXB tayfi, sert X-ışın yüzey parlaklığında baskındır ve Kushino vd. (2002)'nin önerdiği metod ile hesaplanmaktadır. Yaptıkları hesaplamalarda, 2-10 keV yüksek enerji bandındaki salma (Power-law) bileşeninin foton indeksini ~ 1.41 ve yüzey parlaklığını ise $5.41 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ aç} \text{ dakikası}^{-2}$ olarak belirlemişlerdir.

Galaktik çıkıntı X-ışın salması

Galaktik çıkıntı X-ışın salmasının (buradan sonra GRXE; Galactic Ridge X-ray Emission) büyük bir bölümü yaygın bir kökene sahiptir (Ebisawa vd. 2001, Ebisawa vd. 2005). GRXE'ye "Galaktik X-ışın Arka Plan Salması" da denir. GRXE tayfi, orta kütleli elementlerin yüksek derecede iyonlaşmış iyon çizgileri içerir (Ebisawa vd. 2008). Galaktik diskin yakınlarında bulunan SNK'ların arka planlarında baskın bir GRXE görülür. Bu nedenle, yüksek enerjideki bir süreklilik ile arka plan tayflarından salma çizgileri beklenir (Uchiyama vd. 2013). Genelde GRXE tayfi, serbest soğurma parametrelili yüksek sıcaklıklı ve düşük sıcaklıklı CIE plazma modellerinin (örneğin, XSPEC'te `appec`) toplamıyla verilir. GRXE'nin akısı, güçlü bir şekilde galaktik enlemlere bağlılık gösterir (Uchiyama vd. 2013, Yamauchi vd. 2016).

Yerel sıcak kabarcık

Belirli bir basınçtaki, sıcak gazla (10^6 K) doldurulmuş bir düzensiz yerel kabarcık, yerel X-ışınları üretebilir ve soğuk yıldızlararası gazdan kaynaklı bir soğurulmaz. Yerel sıcak kabarcık (LHB; Local Hot Bubble), CIE durumundadır ve soğurulmamış ısısal bir bileşen (örneğin, XSPEC'te `appec`) ile modellenenebilir (Liu vd. 2017).

Galaktik hale

Galaktik halenin (GH; Galactic Halo) CIE durumunda olduğu kabul edilir ve bu sebeple de XSPEC'te *ap_{ec}* modeli kullanılır. 0.1-1 keV'taki yaygın yumuşak X-ışın arka planı gözlemlerine göre, Galaktik haledaki plazmanın sıcaklığı $(1-3) \times 10^6$ K'dir (Henley ve Shelton 2013). GH'nin kökeni belirsiz olsa da iki ana süreç varsayımı vardır: Galaktik diskteki SN kaynaklı çıkışlar (veya atımlar) ve galaksiler arası ortamdan malzeme birikmesi.

Ön plan salması

Düşük enerjili bir salma (≤ 2 keV), Galaktik merkez ile ilişkili olmayan, düşük veya hiç soğurma olmamasına işaret eder. Ön plan salmasının (FE; Foreground Emission) kökeni bilinmemektedir, fakat yerel Galaktik plazma veya dM yıldızlarının olası köken olabileceği düşünülmektedir (Ryu vd. 2009). FE genellikle ihmal edilen bir soğurma parametrelili CIE modeli (örneğin, XSPEC'te *ap_{ec}*) ile temsil edilir.

3.3. X-ışın Uyduları

1940'larda Güneş'in koronasının güçlü bir X-ışın kaynağı olduğu bulunmuştur. 1960'larda, balon ve roketlerle yapılan birçok ölçümden, Güneş Sisteminin ötesinden gelen X-ışın emisyonu keşfedilmiştir.

İlk X-ışın kâşifi, 12 Aralık 1970'de fırlatılan, NASA (National Aeronautics and Space Administration)'ın *UHURU* uydusudur. *Einstein* ve *EXOSAT* dahil olmak üzere diğer bazı uydular, hassasiyet, açısal ve tayfsal çözünürlük bakımından daha iyi özelliklere sahiptir. Bu uydular ile, yeni kaynaklar kataloglandırılmıştır ve yaygın X-ışın kaynakları, zamanla ışınmasında değişim gösteren kaynaklar gibi yeni keşifler yapılmıştır.

1990 yılında başlatılan ve "Röntgen Uydusu" *ROSAT* tarafından yürütülen *ROSAT* All-Sky Survey (RASS) *UHURU*'ya kıyasla daha iyi özellikleri sayesinde X-ışın literatürünü önemli ölçüde geliştirmiştir. Neredeyse 90 000 X-ışın kaynağı ve ekstrem mor öte kaynağı kaydedilmiştir; bunlar yıldızları, nötron yıldızlarını, aktif galaktik çekirdeklerini, galaksi kümelerini ve bu çalışmanın da konusu olan SNK'ları içerir.

ASCA ve *BeppoSAX* gibi daha sonraki uydular, daha yaygın enerji aralığı ve çözünürlüğüyle, aynı anda tayf ölçüm ve görüntüleme yapabilme kapasitesine sahipti.

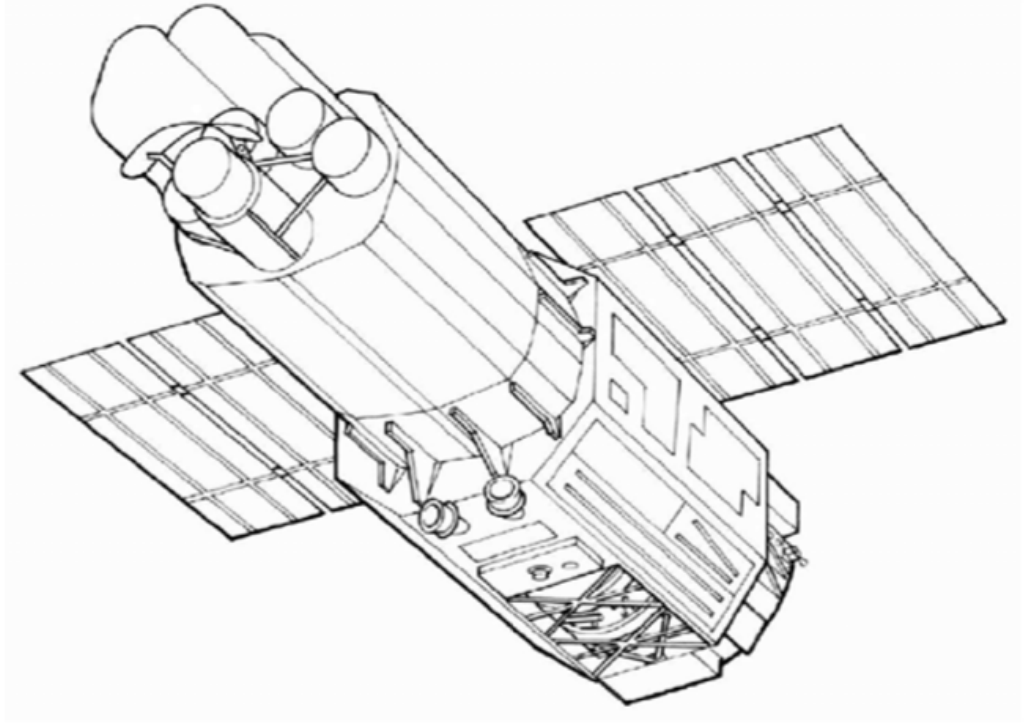
Yeni nesil X-ışın gözlemleri için, ikisi de 1999'da fırlatılan *Chandra* (NASA) ile *XMM-Newton* (ESA; European Space Agency) teleskopları ve 2005'de fırlatılan *Suzaku* (JAXA; Japan Aerospace Exploration Agency) uyduları kullanılmaktadır. X-Ray Multi-Mirror observatory (*XMM-Newton*), özellikle geniş toplama ve görüş alanına sahipken, *Chandra* son derece iyi açısal çözünürlüğe sahiptir ve *Suzaku* ise düşük X-ışın olmayan arka plana (NXB; non X-ray background) ve diğer uydulara kıyasla yüksek tayfsal çözü-

nürlüğe sahip olmasıyla avantajlıdır. Son olarak 2012 yılında fırlatılmış olan NASA'nın *NuSTAR* uydusu, 2015'te fırlatılan ISRO'nun çoklu dalga boyu özellikli *ASTROSAT* uydusu, *Suzaku*'nun varisi olan 2016'da fırlatılmış *Hitomi* uydusu, 2019'da Rus-Alman işbirliği ile henüz yenice fırlatılmış olan ve X-ışın enstrümanı olan *eROSITA*'yı taşıyan Spektrum-Roentgen-Gamma (SRG) uydusu, 2023 yılında fırlatılması planlanan *XRISM* uydusu ve ESA'nın 2030 ortalarında fırlatmayı planladığı *XMM-Newton*'un varisi *Athena* uydusu vardır.

3.3.1. *Suzaku*

Suzaku (Mitsuda vd. 2007) uydusu Japon-Amerikan işbirliği ile geliştirilmiş, Japon X-ışın astronomi uydularından beşincisidir. 10 Temmuz 2005 yılında, ~570 km yükseklikte ve 31°'lik eğim açısına sahip neredeyse dairesel bir yörüngeye fırlatılmıştır. Yörünge periyodu ~96 dakikadır. Teleskop eksen boyunca 6.5 m uzunluğuna sahip olan uzay aracının kütlesi ise ~1700 kg'dır. Şekil 3.1'de *Suzaku* uydusunun şematik bir gösterimi verilmiştir.

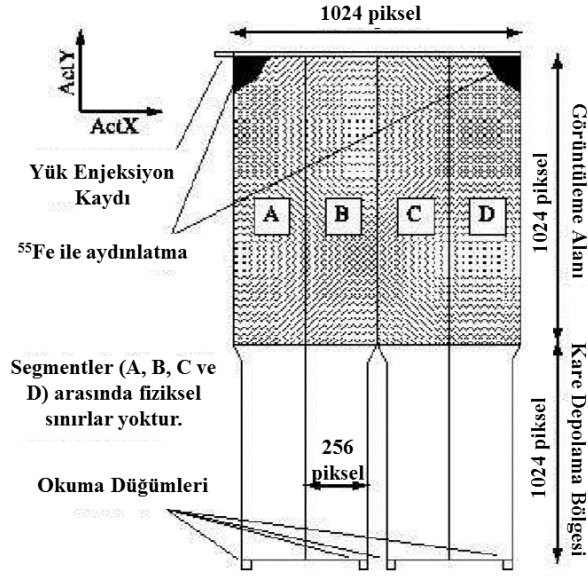
Suzaku uydusu, üç bilimsel dedektör sistemi taşır: X-ışın Görüntüleme Tayfçekeri (XIS; X-ray Imaging Spectrometer: Koyama vd. 2007), Sert X-ışın Dedektörü (HXD; Hard X-ray Detector: Takahashi vd. 2007; Kokubun vd. 2007) ve X-ışın tayfçekeri (XRS; X-ray Spectrometer: Kelley vd. 2007). XRS ve dört XIS kamerası, X-ışın Teleskop (XRT; X-ray Telescope: Serlemitsos vd. 2007) modüllerinin odak düzlemine yerleştirilmiştir. XRS'in *Suzaku* uydusunun ana enstrümanlarından biri olması planlanmaktaydı. Fakat, akışkan haldeki helyumun buharlaşmasından dolayı operasyonelliğini kaybetmiştir. HXD ise, 10-600 keV enerji aralığını kapsayan görüntüleme yapmayan bir enstrümandır. Bu tez çalışmasında, sadece XIS dedektörleri kullanılmıştır. Bu sebeple, sadece XIS dedektörü ve dört kamerası anlatılacaktır.



Şekil 3.1. *Suzaku* uydusunun şematik bir gösterimi. Ön kısımda, X-ışın teleskopları (XRT) görülmektedir. Bu görsel, Mitsuda vd. (2007)’den alınmıştır

X-Ray imaging spectrometer (XIS)

X-ışın Görüntüleme Tayfçekeri (XIS) X-ışınlarına hassas dört adet silikon CCD içerir: arkadan aydınlatmalı (back-illuminated; BI) CCD kullanan XIS1 ve önden aydınlatmalı (front-illuminated; FI) CCD kullanan XIS0, XIS2 ve XIS3. XIS2’nin görüntüleme alanının 2/3’ü 9 Kasım 2006’da aniden kullanılamaz hale gelmiştir; bu sebeple analizlerimizde XIS2 verileri bulunmamaktadır. Her XIS alıcısı, kare aktarım modunda çalıştırılan Metal Oksit Yarı İletken (MOS; Metal Oxide Semi-conductor) tipi üç fazlı CCD olan bir CCD yongasına sahiptir. CCD dört segment içermektedir (A, B, C ve D) ve her birine ait bir okuma düğümü bulunmaktadır. XIS enstrümanının karakteristiklerinin bir özeti Çizelge 3.1’de sunulmuştur. Şekil 3.2’te XIS CCD’sinin şematik bir gösterimi verilmiştir. Şekil 3.3’te ise, XIS’in eksen üzerindeki etkin alanları gösterilmiştir.



Şekil 3.2. XIS CCD'sinin şematik gösterimi (üstten bakış). Şekilde dört segment (A, B, C ve D segmentleri) ve okuma düğümleri görülmektedir (Anonymous1)

Çizelge 3.1. Suzaku XIS enstrümanının karakteristik özelliklerinin özeti (Anonymous1)

Bant aralığı	0.2-12 keV
Piksellerin sayısı (1 çipte)	1024×1024
Piksel boyutu	24μ × 24μ
Görüş alanı (FoV)	17'.8 × 17'.8
Nokta dağılım fonksiyonu (PSF)	2'
Zaman çözünürlüğü	8 s (normal mod) / 7.8 ms (P-sum modu)
Tayfsal Çözünürlük	1 keV'ta ~70 eV (FWHM)

XIS'te iki çeşit mod bulunmaktadır: Normal mod ve paralel toplam (P-sum) modu.

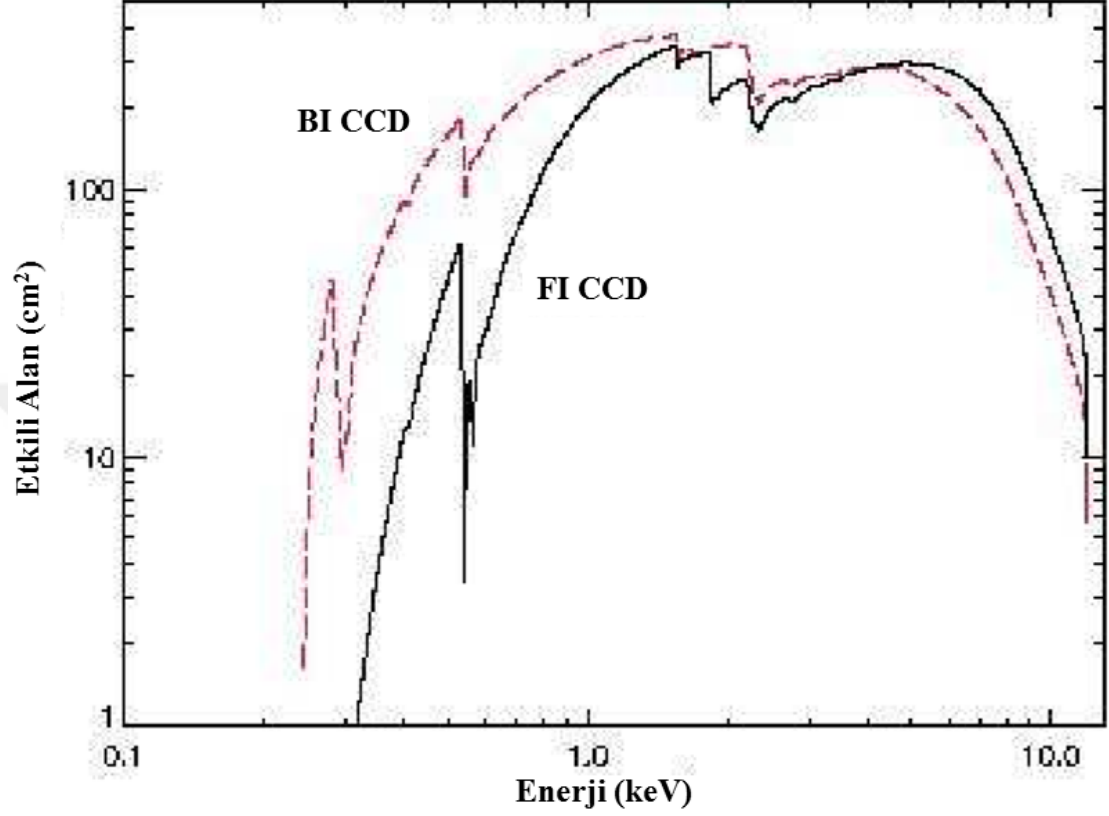
- Normal Mod

Pozlama süresi 8 saniyedir ve CCD'deki bütün pikseller her 8 saniyede bir okuma yaparlar.

- Paralel Toplam (P-sum) Modu

Birden fazla satırdan gelen piksel verileri CCD'nin Y doğrultusunda toplanır ve toplam, Pixel RAM'e tek bir satır olarak yerleştirilir. Şu anda yalnızca 128 satırlık toplama

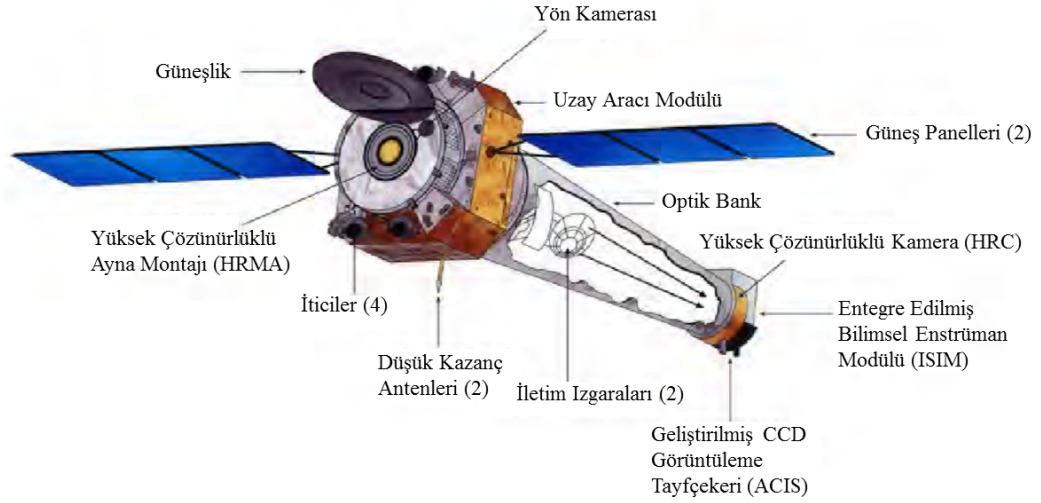
desteklenmektedir. Y koordinatı, olayın varış zamanını belirlemek için kullanılır. Sonuç olarak, Y yönünde uzaysal çözünürlük yoktur. P-sum modunun zaman çözünürlüğü $8 \text{ s}/1024 \sim 7.8 \text{ ms}$ 'dir.



Şekil 3.3. Hem FI (XIS0, 2 ve 3) hem de BI (XIS1) CCD'leri için bir XIS+XRT sisteminin etkin alanı (Anonymous1)

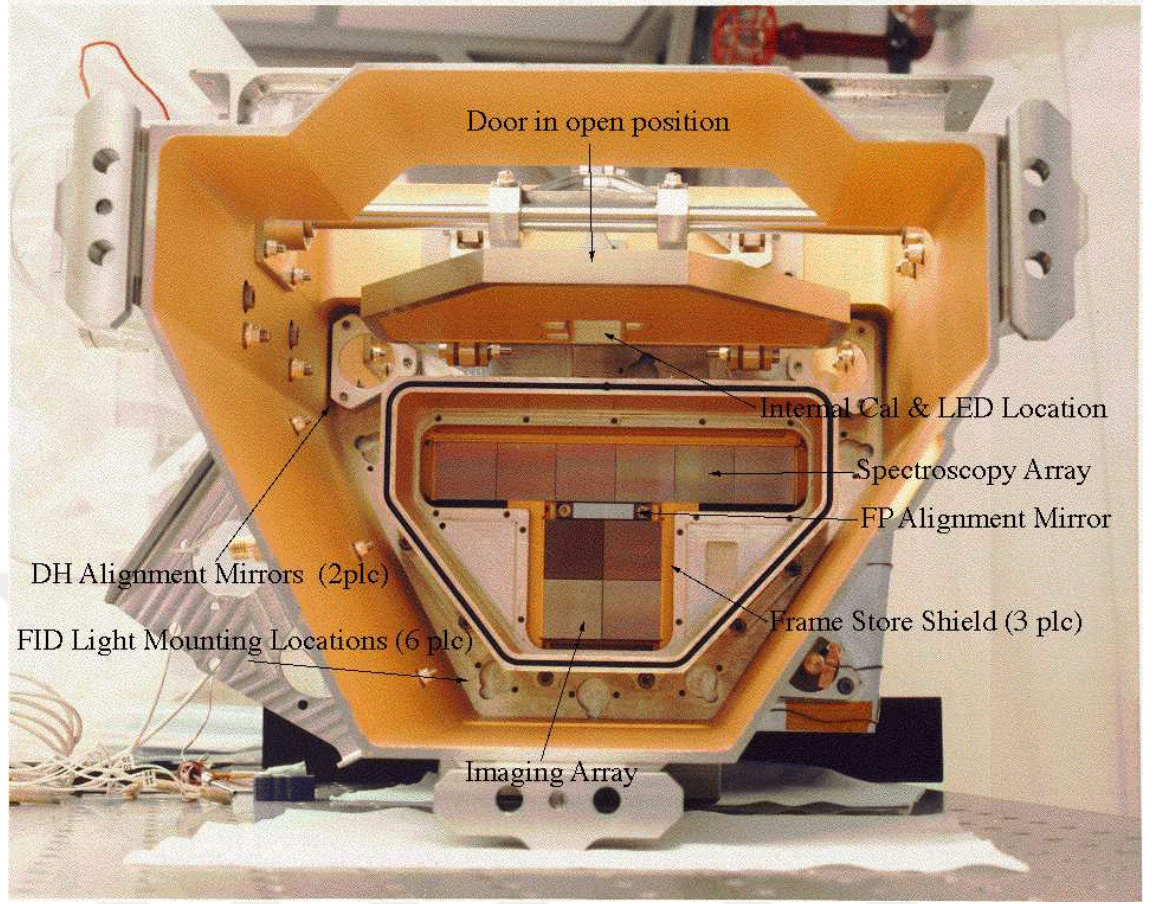
3.3.2. Chandra

Chandra X-ışın Gözlemevi (Weisskopf vd. 2002), 23 Temmuz 1999'da NASA'nın Columbia uzay mekiği ile yörüngeye atılmıştır. Gözlemevi, toplamda $\sim 5000 \text{ kg}$ 'lık bir kütleye sahiptir. *Chandra*'nın yüksek derecede eliptik yörüngesi zaman içerisinde şekil değiştirir ve 64 saatlik yörüngesel periyoduyla, maksimum 140.000 km 'lik bir yeröte (apogee) ile 10000 km 'lik minimum bir yerberi (perigee) arasında değişiklik gösterir. *Chandra* uzay aracı, bir yüksek çözünürlüklü ayna montajı (HRMA; High Resolution Mirror Assembly), iki görüntüleme dedektörü ve iki iletim ızgarası (transmission gratings) seti taşır. *Chandra*'nın en önemli özelliği, diğer X-ışın uydularının içinde en yüksek uzaysal çözünürlüğe sahip olmasıdır. Şekil 3.4'te *Chandra* uydusunun şematik bir çizimi verilmiştir.



Şekil 3.4. *Chandra* uydusunun şematik bir çizimi (Anonymous2)

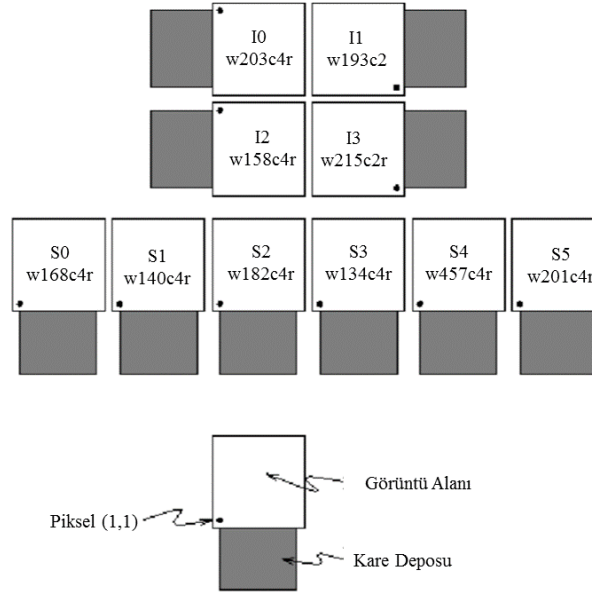
Chandra'nın iki odak düzlemi enstrümanı vardır. Bunlardan biri, bir CCD dizisi olan Gelişmiş CCD Görüntüleme Tayfçeki'dir (ACIS; Advanced CCD Imaging Spectrometer). Bu küçük dedektörlerin iki boyutlu bir dizisi, eş zamanlı olarak görüntüleme ve tayf ölçümü yapar. Yaygın nesnelerin fotoğrafları, görüntünün her bir ögesinden tayfsal bilgilerle birlikte elde edilebilir. İkinci odak düzlemi enstrümanı ise, Yüksek Çözünürlüklü Kamera'dır (HRC; High Resolution Camera). Bu enstrüman, yüksek çözünürlüklü görüntüleme, hızlı zamanlama ölçümleri ve önceki iki özelliğin kombinasyonunu gerektiren gözlemler için kullanılır. Aynaların hemen arkasına konumlandırılmış ve iki altın ızgara setinden oluşan iletim ızgaraları bulunmaktadır. Bir set düşük enerjiler (LETG; Low Energy Transmission Grating) için uyarlanmışken; diğeri yüksek enerjiler (HETG; High Energy Transmission Grating) içindir. Bu tez çalışmasında, sadece ACIS enstrümanı ile elde edilen veriler kullanılmıştır.



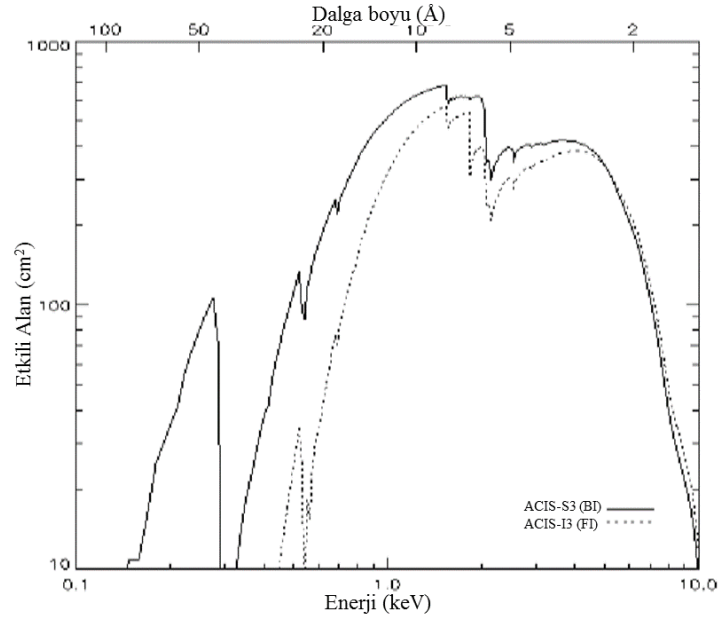
Şekil 3.5. ACIS enstrümanının bir görüntüsü. CCD çipleri kare (görüntüleme) ve dikdörtgen (tayfölçümü) şekilde dizilerdir (Anonymous3)

Geliştirilmiş CCD görüntüleme tayfçekeri (ACIS)

ACIS enstrümanının bir görünümü Şekil 3.5’da verilmiştir. ACIS, iki CCD dizisine sahiptir; biri (ACIS-I) geniş alan görüntülemesinde (16×16 açı dakikası) kullanılmak için dizayn edilmiştir ve diğeri (ACIS-S) ise HETG iletim ızgarası için bir okuyucu olarak uyarlanmıştır. ACIS-S’nin bir çipi (S3) aynı zamanda eksen üzerinde (8×8 açı dakikası) görüntüleme için de kullanılabilir ve ACIS sisteminin en iyi enerji çözünürlüğünü sunar. Şekil 3.6’de ACIS CCD çiplerinin şematik konumları gösterilmiştir. S3 ve S1 çipleri BI iken diğeri hepsi FI’dır. ACIS’in özelliklerinin bir özeti Çizelge 3.2’te verilmiştir. S3 çipi için XRT/ACIS kombinasyonunun etkili alanları Şekil 3.7’de gösterilmiştir.



Şekil 3.6. ACIS uçuş odak düzlemi için seçilen çiplerin konumları ve yönleri (Anonymous4)



Şekil 3.7. Görüntüleme dedektörleri ile birleştirilen aynaların etkili alanı, foton enerjisine bağlı olarak logaritmik ölçekte gösterilmektedir (Anonymous3)

Çizelge 3.2. ACIS enstrümanının karakteristik özelliklerinin özeti (Anonymous4)

Enerji aralığı	0.3–12 keV
Piksel sayısı (1 çipte)	1024×1024
Piksel boyutu	0'.492
Tayfsal çözünürlük (6 keV'ta)	<150 eV
Görüş alanı (FoV, ACIS-I)	16.'9×16.'9
Görüş alanı (FoV, ACIS-S)	8.'3×50.'6
Nokta dağılım fonksiyonu (PSF)	0.''5
Zamansal çözünürlük	3.2 s (TE modu); 2.8 ms (CC modu)
Tayfsal çözünürlük (FWHM; 1 keV'ta)	~70 eV

- Zamanlı Pozlama (TE; Timed Exposure) Modu

Bir CCD'nin önceden seçilmiş bir süre, kare süresi, için verileri topladığı (bütünleştirdiği) çalışma modu. Bu zaman aralığı geçtikten sonra, 1024×1024 aktif bölgeden gelen yük hızla (~41 ms) kare deposu bölgesine sembolik olarak aktarılır ve ardından 1024 seri kayıt üzerinden okunur. Bütün CCD'den gelen veriler kullanılıyorsa (tüm kareler), sembolik kare zamanı 3.2 s'dir.

- Sürekli Ölçüm (CC; Continuous Clocking) Modu

Sürekli ölçüm (CC) modu, uzaysal çözünürlüğün bir boyutu pahasına 3 ms zamanlamaya elverişli olmak için tasarlanmıştır. Bu modda, 1 piksel × 1024 piksel görüntüsü elde edilebilir ve her bir piksel görüntüsünün bütünleşme zamanı 2.85 ms'dir. Sütunun uzunluğu ile belirlenen çizgi boyunca gökyüzünde olayın ortaya çıkması dışında, sütunlardaki uzaysal dağılımla ilgili ayrıntılar kaybolmuştur.

3.3.3. Gelecek nesil X-ışın uyduları: *XRISM* ve *Athena*

- *XRISM*

XRISM (The X-ray Imaging and Spectroscopy Mission; Tashiro vd. 2018), JAXA ile NASA işbirliği ve ESA'nın katılımıyla 2022'de fırlatılması planlanan gelecek nesil bir X-ışın uydusudur. Yörünge yüksekliğinin ~550 km olması ve eğikliğinin ise 31 derece olması planlanmaktadır. Uzay aracının kütlesi 2.3 tondur. Bu X-ışın uydusuyla çalışılması hedeflenen bilimsel konular: I) Galaksilerin ve galaksi kümelerinin evrimi, II) Yerel çevrede yaygın gaz, III) Kozmik plazmaların fiziği ve dinamikleri, IV) Yozlaşmış (kompakt) objelerin oluşumu ve evrimleri, V) Yıldızların yaşamı ve ölümü olarak özetlenebilir. *XRISM* uydusunda, *Chandra*, *XMM-Newton* ve *Suzaku*'da kullanılan CCD cihazlarından 20-40 kat daha iyi tayfsal çözünürlük sağlanması hedeflenmektedir. Ayrıca bu uyduda önemli ölçüde artırılmış toplama alanı ve ızgaralı enstrümanların üzerinden bant geçişi

olacaktır.

XRISM'in Resolve ve Xtend olmak üzere iki enstrümanı vardır. Resolve, bütün bant aralığında < 7 eV FWHM'lik sabit tayfsal çözünürlüğü olan bir yumuşak X-ışın tayfçekeridir. Xtend ise, bir yumuşak X-ışın görüntüleyicidir ve $\sim 1''$ 'lık uzaysal çözünürlüğü ile *Suzaku*'da kullanılabilene benzer (yani, enerji çözünürlüğü 6 keV'ta < 250 eV) CCD kalitesinde görüntüleme ve tayf ölçümü sağlayacaktır. 0.3–12 keV enerji aralığında yüksek çözünürlüklü (≤ 7 eV) tayfsal gözlemleri gerçekleştirecek bir X-ışın mikro kalorimetre dedektörü ve 0.4–12 keV enerji aralığında geniş alan tayf ölçümünü yapabilecek bir X-ışın görüntüleme dedektörüdür. *XRISM*'in ve iki enstrümanının özelliklerinin bir özeti Çizelge 3.3'te verilmiştir.

Çizelge 3.3. *XRISM* X-ışın gözlemevinin temel parametrelerinin bir özeti (Tashiro vd. 2018)

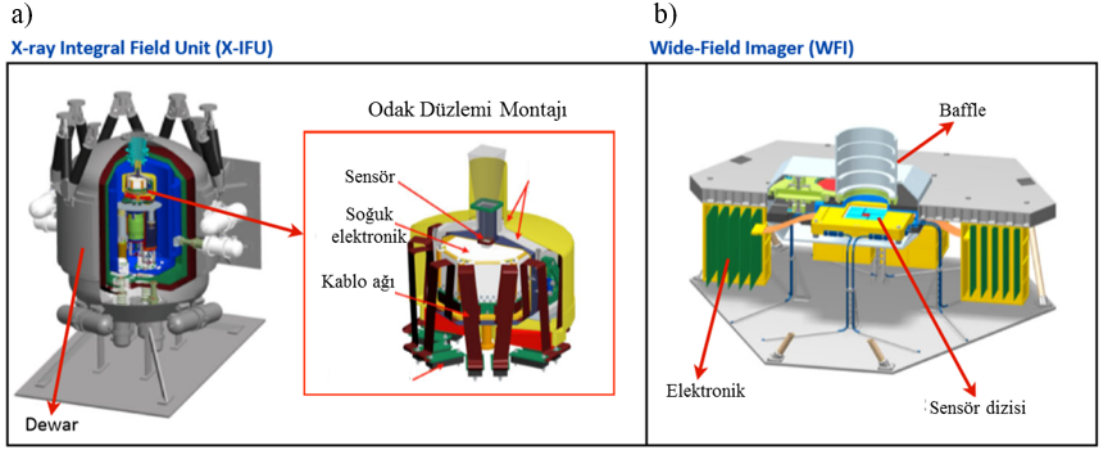
	Resolve	Xtend
Odak uzunluğu	5.6 m	5.6 m
Dedektör teknolojisi	X-ışın kalorimetre	X-ışın CCD
Enerji aralığı	0.3–12 keV	0.4–12 keV
Etkili alan (6 keV'ta)	$\geq 0.021 \text{ m}^2$	$\geq 0.03 \text{ m}^2$
Görüş alanı (FoV)	$\geq 2.9' \times 2.9'$	$\geq 30' \times 30'$
Tayfsal çözünürlük (6 keV'ta)	$\leq 7 \text{ eV}$	$\leq 250 \text{ eV}$
Açısal çözünürlük [†]	$\leq 1.7''$	$\leq 1.7''$

[†] Değerler, odaklanan X-ışınlarının yarısını kapsayan çap anlamına gelen half-power diameter (HPD) için verilmiştir.

• Athena

ESA yapımı olan *Athena* (Advanced Telescope for High-Energy Astrophysics; Nandra vd. 2013), 2030'ların ortasında fırlatılması planlanan gelecek nesil bir X-ışın uydusudur. *Athena* uydusunun "Sıcak ve Enerjik Evren" bilimsel temasının anlaşılmasına katkıda bulunmak üzere gerekli açısal çözünürlük, tayfsal çözünürlük ve tespit hassasiyeti gibi özelliklere sahip olması planlanmaktadır. Ayrıca, SN'ler ve SNK'lar, ötegezegenler, yıldızlararası ortam gibi astrofizik alanlarında da katkılar sağlaması planlanmaktadır. *Athena* uydusunun üç temel enstrümanı bulunmaktadır: I) Odak uzaklığı 12 m olan ve etkili alanı 1 keV'ta 2 m^2 olan bir X-ışın teleskobu, II) 50 mK'e soğutulmuş Geçiş Kenar Sensörlerini (Transition Edge Sensors) kullanan, yüksek çözünürlüklü görüntüleme için gelişmiş, aktif korumalı bir X-ışını mikro kalorimetre tayfçekeri olan X-ışını İntegral Alan Birimi (X-IFU; X-ray Integral Field Unit) enstrümanı ve III) Geniş görüş alanı, yüksek sayım oranı özelliği ve orta çözünürlüklü tayfsal kabiliyetine sahip bir Silikon Aktif Piksel Sensörlü (Silicon Active Pixel Sensor) kamera olan Geniş Alan Görüntüleyici (WFI;

Wide Field Imager) enstrümanı. *Athena* görevinin temel parametreleri Çizelge 3.4’da verilmiştir. *Athena*’nın iki enstrümanının şematik gösterimi ise Şekil 3.8’de verilmiştir.



Şekil 3.8. a) X-IFU’nun şematik çizimi görülmektedir. b) WFI’nın şematik çizimi görülmektedir. Şekil, Nandra vd. (2013)’ten alınıp Türkçeye çevirilmiştir

Çizelge 3.4. *Athena* X-ışın gözlemevinin temel parametreleri (Nandra vd. 2013)

	WFI	X-IFU
Odak uzunluğu	12 m	12 m
Enerji aralığı	0.3–12 keV	0.3–12 keV
Etkili alan (6 keV’ta)	0.25 m ²	0.25 m ²
Görüş alanı (FoV)	40’	5’
Tayfsal çözünürlük (6 keV’ta)	<150 eV	2.5 eV
Açısal çözünürlük	25’lık çapta 10’’	25’lık çapta 10’’

3.4. Kullanılan Yazılımlar ve Paketler

Bu bölümde, X-ışın analizleri, veri hazırlama, görselleştirme ve model fit etme için kullanılan yazılımlar ve paketler tanımlanacaktır. Tüm analizlerde, HEADAS yazılım paketi versiyon 6.26, XSELECT 2.4, FAKEIT aracı, CALDB 20181010, CIAO 4.14, XSPEC v12.10 (Arnaud vd. 1996), SAOImage DS9 8.13 (buradan sonra DS9) ve ATOMDB 3.0.9 (Foster vd. 2012) kullanılmıştır.

Suzaku XIS verilerinden görüntü ve tayf oluşturmak için HEASOFT içerisinde bulunan XSELECT aracı kullanılmıştır. Sonrasında, XIS enstrümanına ait yeniden dağıtım matrisi fonksiyonu ve yanıt dosyalarını üretmek için sırasıyla XISRMFGN ve XISSIMARFGN araçları kullanılmıştır (Ishisaki vd. 2007).

Chandra ACIS-I ve ACIS-S dosyalarının toplanması, görüntülerin oluşturulması ve yeniden işlenmesi için CIAO yazılımı içerisinde bulunan *chandra_repro*, *dmcoppy*, *mke-xpmap* ve *dmimgcalc* araçları kullanılmıştır. Oluşturulan görüntüler DS9 programında üç renkli (kırmızı, yeşil ve mavi) açılmıştır.

3.4.1. XSPEC

XSPEC programı oluşturulan tayfların ve bu tayflara uygulanan modellerin görüntülenmesi için kullanılmaktadır. Yıldızlararası ortamın soğurmasını dahil etmek için, bu yazılımın içerisinde bulunan TBabs modeli, SNK plazmalarından gelen tayfı modellemek için ise; *appec*, *vmekal*, *vnei*, *vpshock* ve *vvrnei* modelleri kullanılmıştır ve tüm element bollukları Wilms vd. (2000)'deki Güneş bolluklarına sabitlenmiştir. Tez çalışmasında, KM SNK'ların ayırt edici bir fiziksel özelliği olan YB plazmanın araştırılması için sıklıkla *vvrnei* modeli kullanılmıştır. Bu modellerin detaylı tanımlaması, sonraki kısımda verilmektedir.

XSPEC istatistiksel analizler için faydalı pek çok aracı içerisinde barındırır. XSPEC kullanılarak yapılan fit etme işlemleri, verileri tanımlayabilen bazı izin verilen değişken parametrelerle, sistemin fiziğine dayalı uygun bir model seçmeyi ve ardından modeli tayfsal verilerle eşleştirmeyi veya fit etmeyi içerir. Tayfsal model parametreleri, "en iyi fit parametrelerini (literatürde best-fit parameters)" buluncaya kadar önceden belirlenmiş bazı başlangıç değerler civarında değiştirilir. En iyi fit parametreleri, gözlemsel veriler ile tayfsal modeller arasında en iyi fiti veren parametrelerdir. Yazılım, uyum istatistiği ki-kare (χ^2)'ye dayanan en iyi istatistiksel uyumu sağlayan modifiye edilmiş Levenberg-Marquardt algoritması kullanarak bu parametreleri arar ve bunun karşılığı serbestlik derecesi (literatürde degrees of freedom; dof), ν 'yu temel alan indirgenmiş-ki-kare (χ^2_ν) olarak adlandırılır. İndirgenmiş-ki-kare istatistiğinde referans nokta 1'dir; eğer istatistik sonucu 1'e yakın ise fit istatistiksel olarak iyidir, yani uygulanan model gözlemsel verileri iyi temsil edebilmektedir. Eğer indirgenmiş-ki-kare değeri 1'den çok büyük ise model istatistiksel olarak kötüdür ve son olarak, bulunan değer 1'den küçük ise, modelin hata varyansını olduğundan fazla tahmin ettiğini gösterir. Bu sebeple, istatistiksel analiz kısmında, indirgenmiş-ki-kare değerinin yaklaşık olarak 1 olması gerekmektedir. Parametrelerin kendileri, yine kendileriyle ilişkili bir güven aralığına sahiptir; burada, parametrenin gerçek değerinin bulunduğundan emin olunabilecek (değişen güven derecelerine kadar) parametre için bir aralık verilir. Bu tez çalışması boyunca verilen tüm hatalar %90 güven seviyesinde verilmiştir (ki bu astrofiziksel veriler için tipiktir). Son olarak, XSPEC tarafından sağlanan bir diğer istatistiksel araç, ek bir model bileşeni eklemenin istatistiksel olarak makul olup olmadığını belirlemek için kullanılan bir istatistik olan f-istatistiğini hesaplayan FTEST'tir. FTEST olasılığının küçük olması, ikincil model bileşeninin eklenmesinin istatistiksel olarak doğrulandığını gösterir.

3.4.2. XSPEC plazma modelleri

SNK'lardan gelen ışımının ısısal veya ısısal olmayan ışımaya olarak iki şekilde olabileceği önceki bölümlerde anlatılmıştı. Bu tez çalışmasında KM türü SNK'lar çalışıldığı için, kullanılan modeller ısısal plazma modelleridir (bkz: Bölüm 2.3.4). Bu bölümde anlatılan tüm model bilgileri için XSPEC Kullanıcı Kılavuzu'ndan (Arnaud vd. 2022) yararlanılmıştır.

TBabs modeli

TBabs veya Tuebingen-Boulder modeli, YAO soğurma modelidir. Bu model, gaz-fazı YAO, tanecik-fazı YAO ve YAO'daki moleküllerin tesir kesitlerinin toplamı olarak X-ışın soğurmasını hesaplar (Arnaud vd. 2022). YAO tesir kesitine moleküler katkıda sadece moleküler H dikkate alınır. Gaz-fazı YAO'da tesir kesiti, farklı elementlerin fotoiyonizasyon tesir kesitlerinin toplamı olarak verilir ve element bollukları ile ağırlıklandırılmıştır. Bu model, hidrojen kolon yoğunluğunu belirlemek için kullanılır. Kolon yoğunluğu 10^{22} atom cm^{-2} birimindedir ve bakış doğrultusu boyunca gözlemlenen birim madde sayısıdır.

APEC modeli

apec (Astrophysical Plasma Emission Code), iyonizasyon dengesinde olan sıcak, optikçe ince ve çarpışmalarla iyonize olmuş plazmadan gelen tayfsal ışımaya modelidir. Bu model, çizgi salmalarını atomik veri tabanı olan ATOMDB'yi kullanarak hesaplar (Foster vd. 2021). apec tayfsal modelinin parametreleri, keV biriminde elektron sıcaklığı (kT_e), C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe ve Ni metallerinin Güneş'e göre bollukları ve cm^{-5} biriminde normalizasyon (norm)'dur. Ayrıca, bu modeli vaped ve vvaped olarak, daha fazla değiştirilebilir element bolluğu içerecek şekilde kullanmak da mümkündür.

MEKAL modeli

mekal modeli, Liedahl'ın Fe-L hesaplamaları ile Mewe ve Kaastra'nın model hesaplamalarına dayanan sıcak yaygın gazdan gelen bir ışınım tayfını modellemektedir (Mewe vd. 1985, Mewe vd. 1986, Kaastra 1992, Liedahl vd. 1995). Model, çeşitli unsurlardan kaynaklanan çizgi salmalarını içermektedir. Switch parametresi, tayfin mekal kodunu çalıştırarak mı, önceden hesaplanmış bir mekal tablosunda enterpolasyon yaparak mı yoksa ATOMDB verilerini kullanarak mı hesaplanacağını belirler. Göreli bolluklar mekal modeli için abund komutu tarafından belirlenmektedir. Vmekal varyantı, kullanıcının model için bireysel bollukları ayarlamasına izin verir. Çalışmada kullanılan parametreler, keV biriminde elektron sıcaklığı, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe ve Ni metallerinin Güneş'e göre bollukları ve cm^{-5} biriminde normalizasyon (norm)'dur.

NEI modeli

nei veya non-equilibrium ionization plazma modeli, sabit bir sıcaklık ve tek iyonizasyon parametresinin olduğunu varsayar. Bu modelin parametreleri, keV biriminde

elektron sıcaklığı (kT_e), s cm^{-3} biriminde iyonizasyon zaman ölçeği ($\tau = n_e t$), C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe ve Ni metallerinin Güneş'e göre bollukları ve cm^{-5} biriminde normalizasyon (norm)'dur. Ayrıca, modeli `vnei` ve `vvnei` şeklinde, daha fazla değiştirilebilir element bolluğu içerecek şekilde kullanmak da mümkündür.

PSHOCK modeli

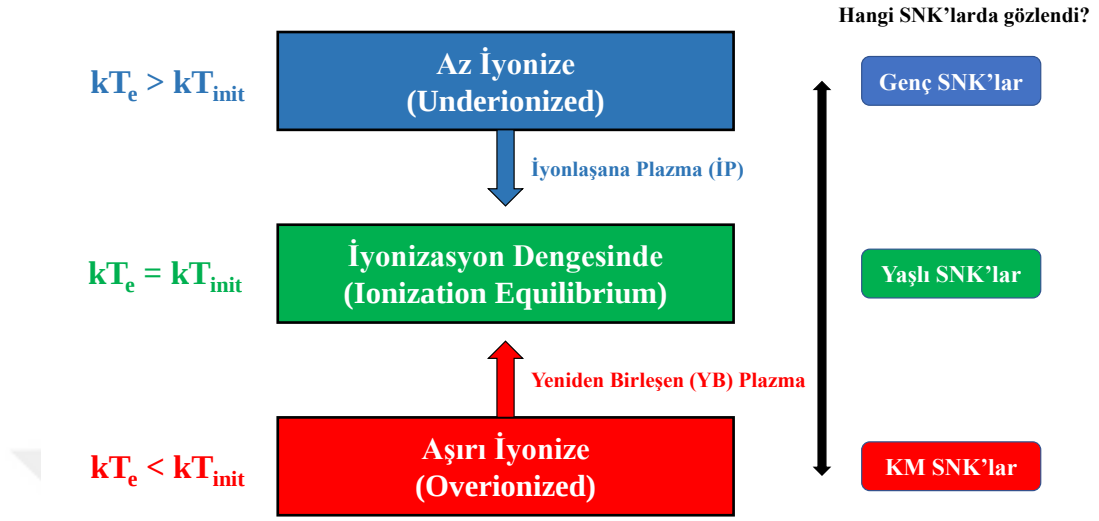
`vpshock` modeli, düzleme paralel bir şok için uygun olan farklı iyonizasyon yaşlarının üst üste bindirilmesinden oluşan ve iyonlaşma dengesinde olmayan bir sabit sıcaklıklı şoklanmış plazma modelidir (Safi-Harb vd. 2000). `nei` modeline benzer şekilde, keV biriminde elektron sıcaklığı (kT_e), s cm^{-3} biriminde iyonizasyon zaman ölçeğinin üst limiti ($\tau_u = n_e t$, burada n_e , cm^{-3} biriminde şok sonrası elektron yoğunluğu ve t , s biriminde şokun geçişinden beri geçen zamandır) ve yine aynı birimde iyonizasyon zaman ölçeğinin alt limiti (τ_l), C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe ve Ni metallerinin Güneş'e göre bollukları ve cm^{-5} biriminde normalizasyon (norm) parametrelerine sahiptir.

VVRNEI modeli

`rnei` modeli, dengede olmayan yeniden birleşen çarpışmalı plazma modelidir. Literatürde, KM SNK'larda YB plazmanın araştırılması için sıklıkla bu modele başvurulmaktadır. Bu model, geniş parametre yelpazesi sayesinde çok işlevlidir. `rnei` modeli, elektron sıcaklığının kT_{init} 'ten kT_e 'ye hızlı geçişinden sonra dengede olmayan iyonizasyon plazmasının tayfını hesaplar. Modelde bulunan iki sıcaklık parametresi olan elektron sıcaklığı kT_e ve başlangıçtaki plazma sıcaklığı kT_{init} arasındaki ilişki plazmanın durumu hakkında bir bilgi verir (Şekil 3.9): (I) $kT_e > kT_{\text{init}}$ durumunda ise, plazma İP durumundadır, (II) $kT_e = kT_{\text{init}}$ ise, plazma çarpışmalı iyonizasyon dengesindedir (CIE), ve (III) $kT_e < kT_{\text{init}}$ ise, YB plazmadır. Ayrıca, modelde, $\tau_{\text{recomb}} = n_e t$ yeniden birleşme zaman ölçeği (t aniden gerçekleşen soğumadan sonra geçen zaman), C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe ve Ni metallerinin Güneş'e göre bollukları ve cm^{-5} biriminde normalizasyon (norm) parametreleri bulunmaktadır.

Bu eşitliklerden yararlanılarak, sadece `vvrnei` modeliyle üç plazma durumu da gösterilebilmektedir. Örneğin, modelde bulunan kT_{init} parametresi kT_e 'ye ve $\tau_{\text{recomb}} = 1 \times 10^{12} \text{ s cm}^{-3}$ değerine eşitlenirse, bu model CIE modeline dönüşür. Ayrıca, başlangıç sıcaklığı $kT_{\text{init}} = 0.0808 \text{ keV}$ değerine, yani bu parametrenin alabileceği en küçük değere sabitlenirse, bu model artık NEI modeli olarak kullanılmış olur. Asıl amacı olan YB plazma için ise, $kT_e < kT_{\text{init}}$ koşulunu sağlamak amacıyla, kT_{init} değerini 1, 3, 5, 7, 10, 20 ve 50 keV gibi değerlere sabitlemek literatürde sıklıkla karşılaşılan bir yöntemdir. Tıpkı diğer modeller gibi, bu model de C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe ve Ni metallerinin Güneş'e göre bollukları ve cm^{-5} biriminde normalizasyon (norm) parametrelerine sahiptir. Ayrıca, bu model de `vrnei` ve `vvrnei` şeklinde, daha çok değiştirilebilir element bolluğu içeren formlarında kullanılabilir. Tez boyunca, `vvrnei` modeli kullanılır.

miştir.



Şekil 3.9. SNK'larda gözlenen plazma türlerinin şematik bir gösterimi. Bu görsel, Ozawa (2010) makalesindeki Şekil 4.1'in Türkçeye çevirilmesi ve literatürdeki yeni bilgilerin eklenmesi ile elde edilmiştir

3.5. DA 530

3.5.1. Literatür özeti

SNK DA 530 (veya G93.3+6.9), yüksek galaktik enlemlerde bulunması, düşük yoğunluklu bir ortamda genişlemesi ve patlama türünün henüz tam olarak anlaşılamamış olması nedeniyle ilginç bir SNK'dır. DA 530 ilk olarak radyo dalga boylarında gözlenip, kataloglandırılmıştır (Galt ve Kennedy, 1968). 1420 MHz frekansında yapılan Dominion Radio Astrophysical Observatory (DRAO) Synthesis Telescope gözlemleri, kalıntının $27' \times 20'$ açısal büyüklüğünde kabuk tipi yapısını ortaya çıkarmıştır (Roger ve Costain, 1976; Landecker vd. 1999). Lorimer vd. (1998), 76-m Lovell Radio Telescope'u kullanarak, 606 MHz frekansında radyo pulsar taraması yapmıştır, fakat herhangi bir sinyal bulamamıştır. Ayrıca, 150 MHz frekansında Low-Frequency Array Radio Telescope'u kullanarak Straal ve van Leeuwen (2019), içerisinde DA 530'un da bulunduğu bir dizi SNK'da pulsar taraması yapmıştır ve DA 530 ile ilişkili bir pulsar bulunamamıştır. Seoul Radio Astronomy Observatory 6-m Telescope ile yapılan gözlemlerde, kalıntıdan -6 ile $+5 \text{ km s}^{-1}$ 'de CO salması tespit edilmiştir ve bunun sonucunda DA 530'un kuzeydoğu (KD) sınırında büyük yayılmış bir MB olduğu sonucuna varılmıştır (Jeong vd. 2012).

DA 530, X-ışınlarında ilk defa *ROSAT* PSPC gözlemleri ile rapor edilmiştir (Lan-

decker vd. 1999). Yazarlar, bu veriler eşliğinde kalıntının parlak bir merkeze sahip morfolojisinin olduğunu ve X-ışınlarında oldukça parlak olduğunu bulmuştur. Ayrıca, kalıntının yaşını yaklaşık 5000 yıl olarak hesaplayan Landecker vd. (1999), YAO-SNK etkileşiminin açık bir kanıtı olan H I gözlemlerini de rapor etmişlerdir. Sonrasında, *Chandra* teleskobunun ACIS enstrümanından alınan X-ışın verisi ve optik/kızılöte dalga boyundaki ek gözlemsel veriyi kullanarak, Kaplan vd. (2004), DA 530'da merkezi kompakt obje (central compact object; CCO) araştırması yapmıştır, fakat herhangi bir ilişkili aday bulamamıştır. Jiang vd. (2007) *Chandra* verisini tekrar analiz ederek, kalıntının merkezine yakın bir noktada küçük ölçekli bir yüksek enerjili X-ışın kaynağı bulmuşlardır ve bunun DA 530 ile ilişkili bir PWN olabileceğini bildirmişlerdir. Ayrıca, yazarlar, kalıntının iç kısımlarında Si bolluğunun Güneş bolluğundan daha fazla olduğunu bulmuşlardır. Son olarak, kalıntının morfolojisini inceleyen Jiang vd. (2007), radyo kabuk ve merkezdeki parlak ısısal X-ışın kaynağını işaret ederek, DA 530'u bir KM türü SNK olarak sınıflandırmışlardır. Hemen sonrasında, *XMM-Newton* verisini analiz eden Bocchino vd. (2008), ön sonuçlarında, kalıntının GD bölgesinde XMM J205314.4+551528 olarak kataloglandırılan yaygın bir X-ışın kaynağını göstermişlerdir.

DRAO ile yapılan H I gözlemleri ile, Landecker vd. (1999), SNK'ya olan uzaklığı 1.0 ile 3.5 kpc aralığında hesaplamışlardır. Soğurma kolon yoğunluğuna bağlı bir yöntem geliştiren Foster ve Routledge (2003), kalıntının uzaklığını 2.2 ± 0.5 olarak elde etmişlerdir. H I verilerini kullanan Kaplan vd. (2004), DA 530'un uzaklığını 2.5 ± 0.4 kpc olarak hesaplamışlardır.

3.5.2. Gözlemler ve veri indirgeme

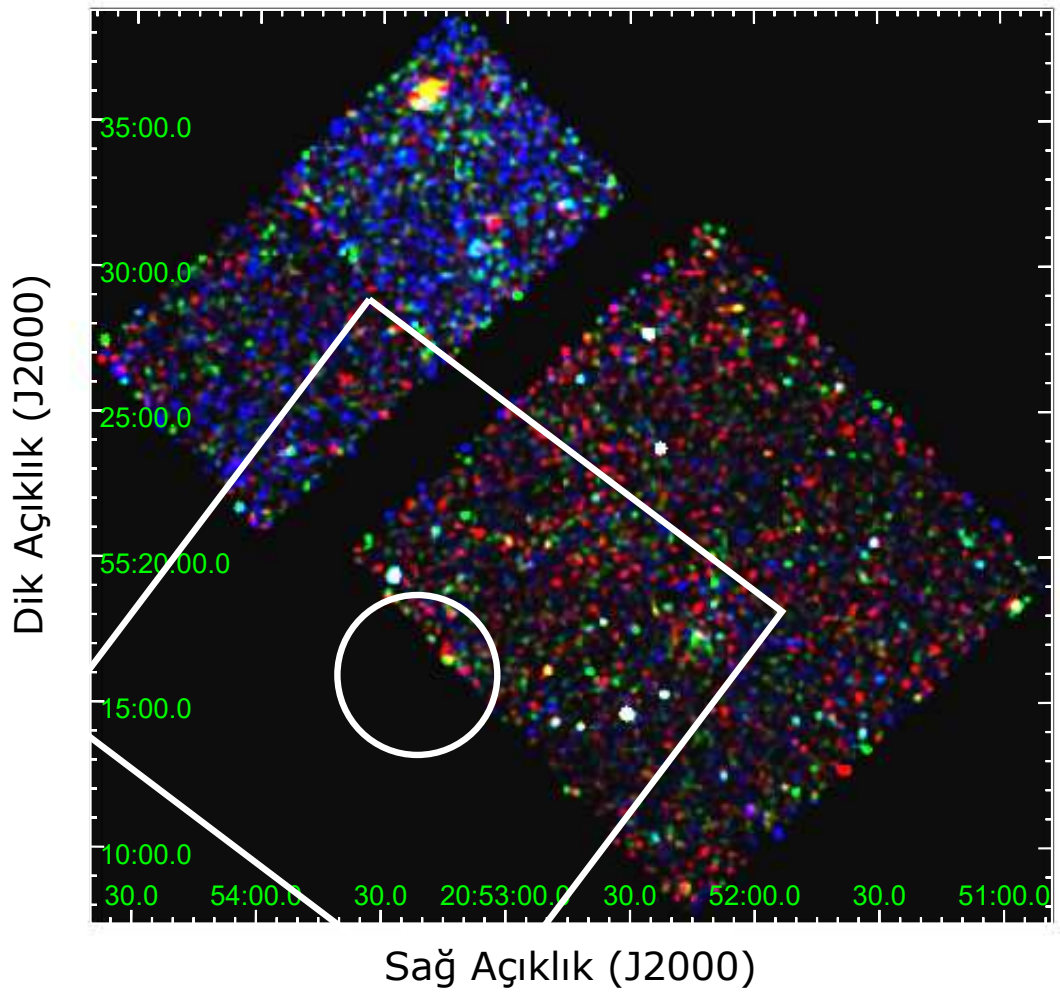
SNK DA 530, *Suzaku* tarafından birden fazla kere gözlenmiştir: (I) 2006'da beş ayrı bölgeden veri alınmıştır, (II) En güncel veri ise 2014'te, kalıntının GD, KB ve güney (G) bölgelerinden alınmıştır. Bu tez çalışmasında, kalıntının radyo dalga boylarında da en parlak bölgesi olan GD bölgesinin analizleri yapılmıştır. DA 530'un GD bölgesinin gözlemleri XIS dedektörü ile yapılmıştır ve gözlem numarası ObsID: 509039010 (Proje yürütücüsü, PY: M.Stage)'dir. Gözlem verisinin merkez noktası galaktik koordinatlar biriminden $(l, b) = (93^\circ.30, 6^\circ.76)$ 'dır ve gözlemin toplam poz süresi ~ 110 ks'dir. Gözlem esnasında, XIS0, XIS1 ve XIS3 dedektörleri aktif bir şekilde veri almıştır.

Kalıntının GD kabuğunu kapsayan *Chandra* verisi olmasa da, *Suzaku* gözleminin odaklandığı yeri göstermek amacıyla *Chandra* verisi de indirgenmiştir. Literatür taraması kısmında bahsi geçen ve tartışma kısmında da tartışılacak olan Jiang vd. (2007) makalesindeki verilerin kalıntının hangi bölgesine ait olduğunun ayırt edilebilmesi için *Chandra* X-ışın görüntüsü de tez çalışmasına eklenmiştir. Kullanılan *Chandra* verisinin gözlem numarası 2808'dir (gözlem proje yürütücüsü Kulkarni). *Chandra* verisi ACIS-I dedektörü ile alınmıştır ve gözlem merkez noktaları galaktik koordinatlar biriminde $(l, b) = (93^\circ.25,$

6°.92)'dir.

3.5.3. *Chandra*

Şekil 3.10'de DA 530'un merkez bölgesinden alınan *Chandra* verisi ile oluşturulan üç renkli görüntü görülmektedir. Görüntü oluşturulurken, *Chandra* X-ışın gözleminin veri indirgeme yazılımı olan CIAO ve içerisindeki paketler kullanılmıştır. Görüntüde, düşük enerji (0.2–1.5 keV) kırmızı ile, orta enerji (1.5–2.5 keV) yeşil ile ve yüksek enerji (2.5–8.0 keV) mavi renk ile temsil edilmiştir. Görüntüdeki yapıların daha iyi görülebilmesi için, 1.5σ 'lı ve yarıçapı $r=3$ olan bir Gaussian yumuşatma (smoothing) algoritması uygulanmıştır. Görüntü lineer ölçekte açılıp, J2000 sisteminde koordinatlandırılmıştır. Görüntü üzerindeki beyaz daire ve kutu, sırasıyla, *Suzaku*/XIS verisinden bu çalışmada analiz edilmek üzere tayf için seçilen bölgeyi ve XIS enstrümanının FoV'unu göstermektedir. *Chandra* X-ışın uydusu, kalıntının yalnızca merkezini hedefleyerek gözlem yapmıştır. Bu nedenle, tez çalışmasında *Suzaku* analizi yapılan GD kabuğu bölgesine ait bir *Chandra* verisi bulunmamaktadır.



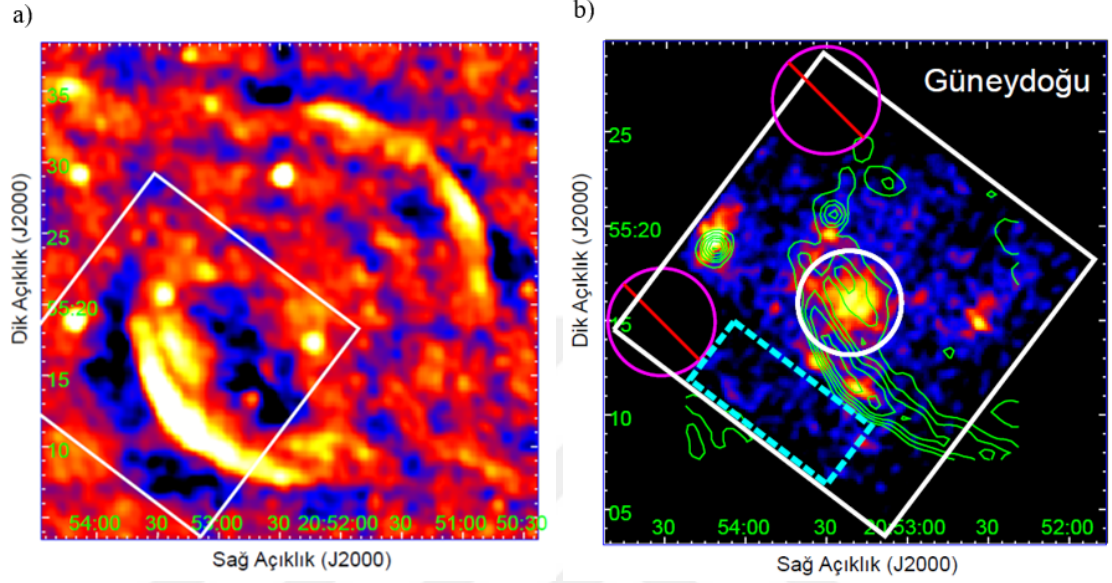
Şekil 3.10. DA 530'un merkez noktasından alınan üç renkli *Chandra* görüntüsü. Bu tez çalışmasında, kalıntının merkezi değil, GD kabuğu çalışılmıştır. Beyaz daire, *Suzaku* ile gözlenen ve bu tez çalışmasında kullanılan bölgeyi, beyaz kutucuk ise XIS FoV'ünü göstermektedir. Görüntü lineer ölçekte açılmıştır ve J2000 koordinat sistemindedir

3.5.4. *Suzaku*

• XIS Görüntüsü

DA 530 kalıntısının XIS3 ve kıyaslama için radyo görüntüleri Şekil 3.11'de verilmiştir. 0.3–10 keV enerji bandındaki XIS3 görüntüsü (solda), J2000 koordinat sisteminde gösterilmektedir ve logaritmik olarak ölçeklendirilmiştir. Görüntüye, 1.5σ 'lı ve yarıçapı 3 olan bir Gaussian yumuşatması uygulanmıştır. Görüntü üzerindeki yeşil kontürler, NVSS radyo bandı verilerini temsil etmektedir. Görüntünün köşelerindeki macenta daireler, XIS3 dedektörünün ^{55}Fe kalibrasyon bölgelerini temsil etmektedir ve bu bölgeler analizlere katkı yapmaması için çıkarılmıştır. Görüntü üzerindeki beyaz kutu, *Suzaku*/XIS

enstrümanının FoV'ünü temsil etmektedir ve bu kutu, NVSS radyo görüntüsü ile üst üste bindirilmiştir. Böylece, X-ışın analizlerinde DA 530'un bir bölgesinin (GD) analiz edildiği görülebilmektedir. Ortadaki beyaz daire, X-ışın analizleri için seçilen bölgeyi göstermektedir ve kesikli çizgilerle gösterilen camgöbeği rengi dikdörtgen arka plan bölgesini temsil etmektedir.



Şekil 3.11. a) NVSS ile 1.4 GHz frekansında gözlenen radyo süreklilik kontürleri ile üst üste bindirilmiş 0.3–10.0 keV enerji aralığındaki logaritmik ölçeklendirilmiş *Suzaku*/XIS3 X-ışın görüntüsü görülmektedir. Beyaz daire, tayfsal analizlerde kullanılmak üzere seçilen X-ışın kaynağını göstermektedir. Arka plan analizleri için seçilen bölge ise, camgöbeği rengi kesikli çizgilerle oluşturulan dikdörtgen ile gösterilmiştir. Köşelerde bulunan macenta renkli daireler ise, ^{55}Fe ile aydınlatılmış kalibrasyon bölgeleridir. Yeşil kontürler, NVSS radyo verilerini temsil etmektedir. b) SNK DA 530'un Condon vd. (1998) tarafından alınan 1.4 GHz radyo süreklilik görüntüsüdür. Görüntü lineer ölçekte açılmıştır. İki görüntüde de bulunan beyaz kare, *Suzaku* XIS'in FoV'ünü (17.8×17.8 açı dakikası²) göstermektedir. Görüntülerde kuzey yukarıyı ve doğu ise sol tarafı işaret etmektedir. Görsel J2000.0 koordinat sisteminde koordinatlandırılmıştır

3.6. Analizler ve Sonuçlar

Bu kısımda, *Suzaku*/XIS dedektörlerinden alınan DA 530 verisinin işlenmesi ile elde edilen tayf ve bu tayfa uygulanan modelin parametreleri verilmiştir.

Arka plan analizi

Arka plan analizlerinde kullanılmak üzere kalıntının görüntüsü ile aynı görüntü üzerinden bir bölge seçilmiştir ve seçilen bölge, Şekil 3.11'in sol panelinde kesikli çizgilerle oluşturulmuş camgöbeği rengi kutucuk ile gösterilmiştir. Arka plan analizi için,

Hyodo vd. (2008) makalesinde yapılan işlemler takip edilmiştir: (I) Öncelikle $xisnxbgen$ aracı kullanılarak X-ışın olmayan arka plan (non-X-ray background; NXB) hesaplanmıştır (Tawa vd. 2008). (II) Vinyet etkisi (vignetting effect), NXB çıkarılmış arka plan tayfının her bir enerji grubu için kaynak ve arka plan bölgeleri arasındaki etkin alan oranları çarpılarak düzeltilmiştir. (III) NXB düzeltmesi yapılmış kaynak tayfindan, vinyet etkisi giderilmiş arka plan tayfi çıkartılmıştır.

Tayfsal analiz

Tayfsal analizde kullanılmak üzere seçilen bölge, Şekil 3.11 sol panelinde beyaz daire ile gösterilmiştir. Seçilen dairenin çapı, $2'.75$ 'dir. Elde edilen *Suzaku* tayfi (Şekil 3.12), sonrasında, yardımcı yanıt dosyaları olan *rmf* ve *arf* dosyaları ve vinyet etkisi giderilmiş arka plan tayfını içeren *.pi* dosyası ile birlikte GRPPHA komutuyla 25 counts bin^{-1} 'lik veri setleri şeklinde gruplandırılmıştır. Bu işlemler XIS0, XIS1 ve XIS3 dedektörlerinden alınan veriye uygulanmıştır. Sonrasında, sönük bir kalıntı çalışıldığı için, görünebilirlik açısından, her ikisi de FI dedektör olan XIS0 ve XIS3'ün tayfları toplanmıştır. Daha sonra bu veri, XSPEC programında açılmıştır ve tayfsal modelleme aşamasına geçilmiştir. Veriye ilk olarak tek bileşenli soğurulmuş düzleme paralel şoklanmış plazma modeli, yani *TBabs*vpshock* modeli uygulanmıştır. Bu modelde, elektron sıcaklığı (kT_e), iyonizasyon zaman ölçeğinin üst limiti (τ_u), normalizasyon (*norm*) ve Ne, Mg, Si ve S elementlerinin bollukları serbest parametreler olarak belirlenmiştir. Geriye kalan diğer tüm elementler, Güneş bolluklarına, yani 1 değerine sabitlenmiştir. Bu modelin fit edilmesinden $N_H \sim 0.61 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ soğurma kolon yoğunluğu, $kT_e \sim 3.2 \text{ keV}$ elektron sıcaklığı ve $\tau_u \sim 2.3 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3}\text{s}$ parametreleri ve $\chi^2_\nu=1.09$ (dof=306) indirgenmiş-kikare değeri elde edilmiştir. Serbest parametre olarak ayarlanan element bollukları ise, Güneş bolluklarına eşit veya Güneş bolluklarından daha az olarak bulunmuştur (Güneş boluğu cinsinden; $\text{Ne}=0.72^{+0.27}_{-0.17}$, $\text{Mg}=0.21^{+0.26}_{-0.13}$, $\text{Si}=0.98^{+0.22}_{-0.35}$, ve $\text{S}=0.24^{+0.19}_{-0.12}$). Ayrıca, *vnei* modeli de aynı veriye uygulanmıştır ve yine istatistiksel olarak *vpshock* modeline eşit derecede uygun bir fit elde edilmiştir ($\chi^2_\nu=1.09$; dof=306). Son olarak, Bocchino vd. (2008) makalesinde tartışılan PWN senaryosunu araştırmak için, *TBabs*PL* modeli uygulanmıştır. Bu model sonucunda, $N_H \sim 0.49 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ soğurma kolon yoğunluğu ve foton indeksi $\Gamma \sim 1.88$ elde edilmiştir. Bu modelden istatistiksel olarak uyumlu bir sonuç elde edilmiştir ($\chi^2_\nu=1.10$; dof=307).

DA 530'un GD bölgesinden gelen X-ışın ışımasını daha iyi anlayabilmek için, bir *TBabs*(vpshock+PL)* modeli uygulanmıştır. Bu model, soğurma kolon yoğunluğunu $N_H \sim 0.84 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, elektron sıcaklığını $kT_e \sim 2.21 \text{ keV}$, iyonizasyon zaman ölçeğini $\tau \sim 4.48 \times 10^{22} \text{ cm}^{-3}\text{s}$ ve son olarak foton indeksi $\Gamma \sim 1.96$ olarak vermiştir. İstatistiksel olarak, $\chi^2_\nu=1.04$ (dof=304) değeri bu modelin de uyumlu olduğunu göstermektedir. Tayfsal analiz parametreleri Çizelge 3.5'de verilmiştir. Bu analizlerden elde edilen sonuçlar Bölüm 8'de tartışılacaktır.

Çizelge 3.5. DA 530'un *Suzaku* verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri

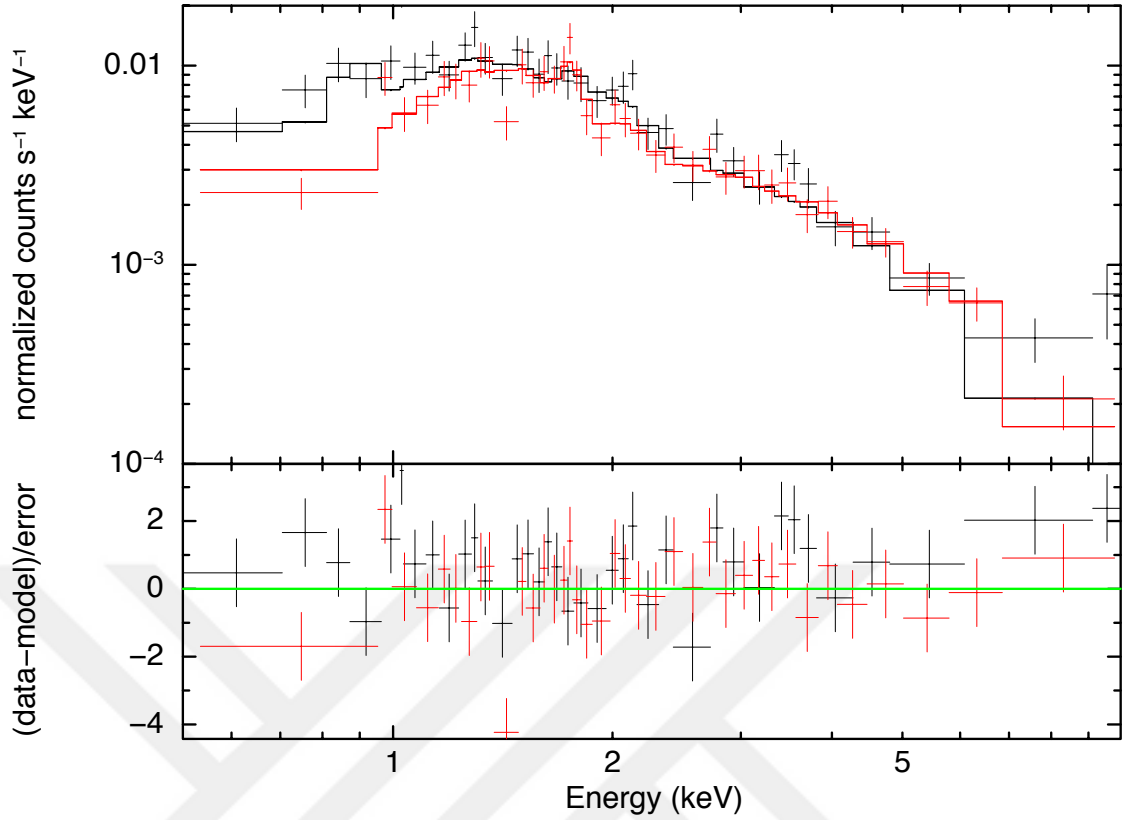
Parametre	vpshock	PL	vpshock+PL
N_H (10^{22} cm^{-2})	$0.61^{+0.14}_{-0.15}$	$0.49^{+0.16}_{-0.11}$	$0.84^{+0.09}_{-0.13}$
kT_e (keV)	$3.21^{+0.37}_{-0.41}$	...	$2.21^{+0.32}_{-0.27}$
τ_u ($10^{10} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$)	$2.32^{+0.39}_{-0.28}$	...	$4.48^{+0.72}_{-0.64}$
$\text{norm}^\dagger$ (10^{-4} cm^{-5})	$4.92^{+0.66}_{-0.85}$	...	$2.32^{+0.78}_{-0.41}$
Γ	...	$1.88^{+0.12}_{-0.13}$	$1.96^{+0.23}_{-0.33}$
$\text{norm}^\ddagger$ (10^{-5})	...	$12.5^{+1.9}_{-1.6}$	$7.42^{+0.86}_{-0.91}$
χ^2_ν (dof)	1.09 (306)	1.10 (307)	1.04 (304)

† vpshock modelinin normalizasyon birimi $10^{-14} \int n_e n_H dV / (4\pi d^2)$ 'dir; burada d SNK'ya olan uzaklıktır, n_e ve n_H sırasıyla elektron ve hidrojen yoğunluğudur ve V seçilen ışıma bölgesinin hacmidir.

‡ PL modelinin normalizasyonu, $1 \text{ keV'de cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$ birimindedir.

3.6.1. Tayf

Suzaku/XIS dedektöründen elde edilen 0.5–10 keV enerji bandındaki tayf ve bu tayfin üzerine uygulanan tayfsal model Şekil 3.12'da görülmektedir. Bu tayfta (üst panel), görünürlük açısından, FI dedektörlerin (XIS0 ve XIS3) verileri toplanarak verilmiştir (kırmızı artı işaretleri) ve BI dedektörün (XIS1) verileri siyah renkli artılar ile gösterilmektedir. Düz çizgiler ise, tayfa uygulanan vpshock tayfsal modelini göstermektedir. Tayfa bakıldığında, az sayıdaki artı işaretçisi kalıntının sönük bir kalıntı olduğunu, dolayısıyla foton sayısının az olduğunu göstermektedir. Alt panel ise, veriler ile model arasındaki uyumu göstermektedir. Bu tayfa uygulanan tayfsal modellerin parametreleri ise Çizelge 3.5'de verilmiştir.



Şekil 3.12. Üst panelde arka plan çıkartılmış *Suzaku*/XIS FI (XIS0 ve XIS3 tayflarının toplamı, kırmızı renkli) ve BI (XIS1, siyah renkli) tayfı görülmektedir. 0.5–10 keV enerji aralığındaki tayfa *vpshock* modeli (kırmızı ve siyah düz çizgiler) uygulanmıştır. Alttaki panel ise, uygulanan modelin gözlem verilerinden ne kadar saptığını göstermektedir

3.6.2. *XRISM* ve *Athena* simülasyonları

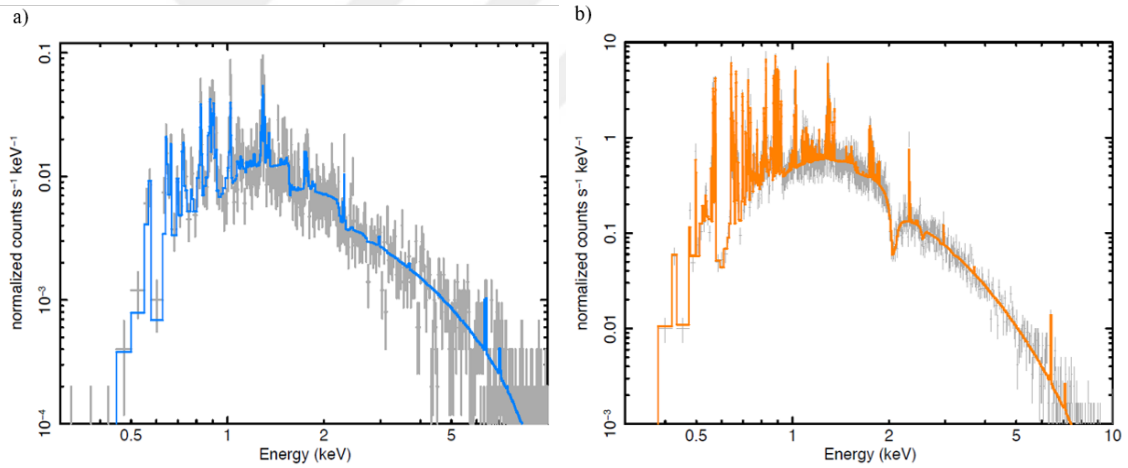
XRISM ve *Athena* gibi gelecek nesil X-ışın uyduları, DA 530 gibi X-ışınlarında sönük kalıntıların anlaşılabilmesi için kritik bir öneme sahiptir. Henüz fırlatılmamış olmasına rağmen, gelecek nesil X-ışın uydusu verisinden nasıl tayflar alınabileceğine dair bilgiler elde edilebilmektedir. *XRISM* ve *Athena*'ya ait dedektörlerin belirli enerjilere nasıl yanıt verdiğine dair bilgileri içeren resp (veya rmf) ve yardımcı yanıt (arf) dosyaları kullanılarak simülasyonlar elde edilebilmektedir.

DA 530 için, birden fazla modelin istatistiksel olarak uyumlu olduğu bir önceki alt bölümde açıklanmıştı. *Suzaku*/XIS verisini kullanarak yapılan analizden elde edilen *vpshock* modeli, *XRISM*/Resolve ve *Athena*/X-IFU simülasyonları için seçilmiştir. Simüle edilmiş *XRISM* ve *Athena* tayflarını elde etmek için, XSPEC içerisinde bulunan FAKEIT komutu kullanılmıştır. Resolve ve X-IFU simülasyonları için sırasıyla 100 ks ve 30 ks poz süreleri kullanılmıştır. Simülasyon için gerekli olan yanıt dosyaları *XRISM*² ve

²http://x-ifu-resources.irap.omp.eu/PUBLIC/RESPONSES/AEFF_ANALYSIS/

*Athena*³ uydularının web sitelerinden indirilmiştir.

Simülasyonlar sonucunda elde edilen *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU* tayfları Şekil 3.13’de verilmiştir. *XIS*’in FoV’u (17.8×17.8 açı dakikası²), *Resolve* (3×3 açı dakikası²) ve *X-IFU* (5 açı dakikası çap)’nın FoV’larından daha farklıdır ve bu da bir normalizasyon farkı doğurur. Bu fark, simülasyon gerçekleştirilirken bir katsayı hesabıyla giderilmiştir. Şekildeki her iki panelden de görülebileceği gibi 0.3–10 keV enerji aralığında, N (0.4–0.65 keV), O (0.55–0.85 keV), Ne (0.9–1.3 keV), Mg (1.3–1.85 keV), Si (~ 1.8 keV), S (~ 2.5 keV), ve Fe (~ 6.5 keV) elementlerinin güçlü salma çizgileri açığa çıkmıştır ki; bu da X-ışın dalgaboylarındaki ısımanın optikçe ince ısısal bir plazmadan kaynaklandığının göstergesidir. *Resolve* ve *X-IFU* simülasyonları ile DA 530’un patlama türünü belirlemek mümkündür. Çünkü element çizgilerinin hassas bir şekilde ölçülebilmesi ve sonrasında bu çizgilerin izlenmesi ile bir SNK’nın patlama türünü, belirli modeller (örneğin, çekirdek çöküşü için Fryer vd. 2018; Tip Ia için Badenes vd. 2003) çerçevesinde belirlemek mümkündür. Şekil 3.13’den de görülebileceği gibi *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU* uydularının yüksek enerji çözünürlükleri, SNK’lar hakkındaki bilgilerin geliştirilebilmesi için önemli bir rol oynayacaktır.



Şekil 3.13. a) 100 ks *XRISM/Resolve* ve b) 30 ks *Athena/X-IFU*’nun 0.3–10.0 keV enerji aralığındaki tayf simülasyonları. Bu simülasyonlarda, *Suzaku/XIS* verisine uygulanan *vpshock* modeli kullanılmıştır. Açık gri renkli işaretçiler veriyi temsil ederken; açık mavi çizgi *Resolve* için, turuncu çizgi ise *X-IFU* için fiti temsil etmektedir

3.7. CTB 37A

3.7.1. Literatür Özeti

CTB 37A (veya G348.5+0.1) bir KM sınıfı SNK olmasının yanı sıra MB’ler ile etkileşimi, yakınlarında birden fazla SNK bulunması -yani bir kompleks içerisinde olması-

³<https://xrism.isas.jaxa.jp/research/proposer/obsplan/response/index.html>

ve birden fazla yüksek enerjili ısısal olmayan X-ışın kaynağı içermesi nedeniyle de çok önemli ve ilginç bir SNK'dır. Bu sebeptendir ki; bu SNK'nın X-ışın tayfının kökeninin iyi anlaşılması büyük önem taşımaktadır.

CTB 37'nin radyo dalga boyundaki iç içe geçmiş karmaşık yapısı, ilk defa, Owens Valley Radyo Gözlemevi tarafından yürütülen 960 MHz'deki araştırma ile kataloglanmış- tır (Wilson ve Bolton 1960; Wilson 1963). Milne ve Hill (1969), birden fazla radyo fre- kans aralığında yaptığı gözlemler ile, CTB kompleksinin iki ayrı radyo kaynağından oluş- tuğunu -CTB 37A ve CTB 37B (veya G348.7+0.3)- çözümlemişlerdir. Sonrasında, CTB 37A'nın, 408 MHz gözlemleri ile radyo frekansında ışıması olan bir SNK olduğu keşfedil- miştir (Clark vd. 1975; Milne ve Dickel 1975; Downes 1984; Kassim vd. 1991). Milne vd. (1979) ve Downes vd. (1984)'ün geniş radyo frekans aralığındaki gözlemleri, kalıntının alışılmadık (unusual) kabuk morfolojisini ortaya koymuştur. Whiteoak ve Green (1996) CTB 37A'nın açısal boyutunu 19×16 açı dakikası olarak hesaplamışlardır. Milne vd. (1979) bu kalıntının kabuğundan yayılan olası bir jet olduğunu ve CTB 37B kalıntısı ile CTB 37A arasında bir "köprü" öne sürmüşlerdir. Fakat Kassim vd. (1991) böyle bir jetin olmadığını, ancak bu bakış doğrultusunda daha önce tanımlanmamış bir başka SNK'nın olabileceğini önermişlerdir. VLA ile yapılan 6, 20 ve 90 cm dalga boylarındaki gözlem- lerden yararlanarak, Kassim vd. (1991), SNK'nın homojen olmayan bir ortamda genişle- diğini rapor etmişlerdir. Ayrıca, yazarlar, CTB 37A'nın bulunduğu bölgenin üç SNK'dan oluşan bir bölge olduğunu öne sürmüşlerdir: CTB 37A, CTB 37B ve G348.5-0.0. Kas- sim vd. (1991) söz konusu köprüünün, CTB 37A ile veya üst üste binen üçüncü kalıntı ile fiziksel olarak bağlantılı olmadığını, bunun G348.7+0.3'nin GD kısmından sızan plazma olabileceği fikrini ortaya atmışlardır.

Yamauchi vd. (2008), ASCA verisini kullanarak kalıntıdan gelen X-ışın tayfını ana- liz etmiş ve SNK'nın yıldızlararası ortam maddesi tarafından yoğun bir şekilde soğurul- duğunu bulmuşlardır ($N_H \sim 2 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$). Yazarlar ayrıca kalıntının X-ışın boyutunun radyo yapısı ile orantılı olduğunu bildirmişlerdir. Kalıntının X-ışın tayfına en iyi uyum sağlayan modeli, $kT_e \sim 2.2 \text{ keV}$ elektron sıcaklıklı ve Güneş bolluklarında veya $kT_e \sim 2.8 \text{ keV}$ elektron sıcaklıklı ve $\text{Si} = 4.3_{-2.3}^{+6.1}$ bolluklu soğurulmuş (fotoelektrik soğurma) MEKAL modeli olarak tespit etmişlerdir. *Chandra* ve *XMM-Newton* verisini kullanarak, Aharonian vd. (2008a), kalıntının kuzeydoğu bölgesinde ısısal X-ışınlarını ve kuzeybatı bölgesinde CXOU J171419.8-383023 isimli küçük miktarda yayılmış ısısal olmayan X-ışın kayna- ğını bildirmişlerdir. Ayrıca bu çalışmada, CXOU J171419.8383023 isimli bir başka sert X-ışın kaynağı da bulunmuş ve isimlendirilmiştir. Yazarlar, Yamauchi vd. (2008)'e ben- zer olarak, soğurulmuş VMEKAL modelini uygulayıp, $N_H \sim 3 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ değerine sahip yüksek soğurma kolon yoğunluğu ve $kT \sim 0.81 \text{ keV}$ sıcaklık bulmuşlardır. Ayrıca, yazar- lar, kalıntının klasik bir KM SNK türü üyesi gibi görünmediğini bildirmişlerdir ve X-ışın ile radyo dalga boylarındaki yayılma (break-out) morfolojisine sebep olabilecek bir ho- mojen olmayan bir YAO'nun varlığını önermişlerdir.

Sezer vd. (2011), *Suzaku* verisini kullanarak kalıntının 0.3–10 keV bandındaki X-ışın tayfını analiz etmişlerdir ve kalıntıya en iyi uyum sağlayan modelin iki bileşeninin olduğunu bulmuşlardır: Güneş bolluklarına sahip $kT_e \sim 0.63$ keV elektron sıcaklıklı VMEKAL modeli ile $\Gamma \sim 1.6$ foton indeksli power-law (PL) modeli. Ayrıca, bu kalıntıda, önceki çalışmalardaki gibi, yüksek soğurma kolon yoğunluğunu elde etmişlerdir ($N_H \sim 2.9 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$). Yazarlar, kalıntının parlak ısısal X-ışın merkezini çevreleyen kabuk radyo morfolojisinden ve uzaysal ve tayfsal özelliklerinin incelenmesinden, CTB 37A'nın bir KM SNK olduğunu bildirmişlerdir.

Yamauchi vd. (2014), *Suzaku* verisini kullanarak, kalıntının X-ışın tayfını analiz etmişler ve bu plazmada YB plazmanın varlığını ilk defa bildirmişlerdir. Yazarlar önce CXOU J171419.8–383023 isimli kaynağın tayfına en iyi uyum sağlayan modeli, foton indeksi $\Gamma \sim 1.94$ olan bir PL modeli olarak belirlemişlerdir. Daha sonra CTB 37A'nın yayılmış X-ışın plazmasından gelen tayfı 1.0–10.0 keV enerji aralığında analiz etmişlerdir. Yazarlar bu tayfa, CIE+PL, 2 CIE+PL, IP+PL ve YB+PL modellerini uygulamışlardır. Her modelde bir bileşen olarak bulunan PL modeli için, daha önceden elde ettikleri sonucu ($\Gamma \sim 1.94$) kullanmışlardır. Ayrıca, YB plazma modeli için ise, bir başka X-ışın tayf analiz aracı olan SPEX'i ve bu araç içerisinde bulunan *nei j* isimli YB plazma modelini kullanmışlardır. Buldukları sonuca göre, kalıntının tayfını en iyi temsil eden model iki bileşenlidir: YB plazma modeli ve PL modeli. YB plazma modelinde, elektron sıcaklığının $kT_e \sim 0.49$ keV, başlangıç elektron sıcaklığının $kT_{e(\text{başlangıç})} \sim 5$ keV (sabit) ve Mg, Al, Si, S, Ar ve Ca elementlerinin Güneş'ten fazla bolluklarının olduğunu, diğerlerinin ise Güneş element bolluklarında olduğunu tespit etmişlerdir. Yamauchi vd. (2014), SNK plazmasının büyük ekseninin yarıçapını (~ 11.6 pc), 0.49 keV (elektron sıcaklığı) sıcaklıktaki ses hızına bölerek, SNK'nın dinamik yaşının 2.4×10^4 yıl olduğunu hesaplamışlardır. Plazmanın şeklinin elipsoid olduğunu varsayarak, hacmini $1.1 \times 10^{59} f \text{ cm}^{-3}$ olarak hesaplamışlardır (burada, f doldurma katsayısıdır). YB plazma modelinin hacimsel emisyon ölçüsünü kullanarak ortalama hidrojen yoğunluğu $n_H \sim 0.82 f^{-0.5} \text{ cm}^{-3}$ olarak belirlemişlerdir. Daha sonra, yeniden birleşme zamanını ise, $4.2 \times 10^4 f^{0.5}$ yıl olarak hesaplamışlardır ki; bu da daha önce hesaplanan dinamik yaş ile tutarlıdır. Bu sonuçlara dayanarak, plazmanın $4.2 \times 10^4 f^{0.5}$ yıl önceki erken dönemlerinde yüksek sıcaklıkla (> 1.6 keV) tamamen iyonize olduğunu, ve daha sonra plazmanın daha düşük bir sıcaklığa soğutulması nedeniyle YB plazma evresine geçtiğini önermişlerdir. Ayrıca, düşük enerjideki yayılmış plazmadaki RRC'nin diğer YB tespit edilmiş SNK'lardakinden düşük olmasını, CTB 37A'nın belki de YB SNK'lar arasında en yaşlısı olabileceği şeklinde yorumlamışlardır.

Pannuti vd. (2014), *Spitzer Uzay Teleskobu*'yla yürütülen Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire (GLIMPSE) tarama görevinden alınan verilerle tespit edilen ve içlerinde CTB 37A'nın da bulunduğu dört Galaktik SNK'nın X-ışın özelliklerini çalışmışlardır. CTB 37A'nın X-ışın analizleri için *Chandra* ve *XMM-Newton* verisini

kullanmışlardır. *XMM-Newton* verilerinde, yayılmış yumuşak X-ışın kaynağı için *apec* ve *NEI* modellerini uygulamışlardır. *apec* modelinin istatistiksel olarak kabul edilebilir bir uyum gösterdiğini; *NEI* modelinin ise, iyonizasyon zaman ölçeğinin değerinin yüksek çıktığını bildirmişlerdir. Bu iki durumu göz önünde bulundurarak, yumuşak X-ışın kaynağı yayan plazmanın ısısal dengeye yaklaştığı sonucuna varmışlardır. Ayrıca, yazarlar, *Chandra* veri analizlerini yapmışlardır. *Chandra* analizini yaparken KB, KD ve GD olmak üzere üç X-ışın bölgesini (Pannuti vd. 2014'teki Şekil 21'e bakınız) ayrı ayrı analiz etmişlerdir. KB bölgesinde, $\Gamma \sim 1.18$ ve $N_H \times 4.08 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ değerlerine sahip bir ısısal olmayan soğurulmuş PL modeli uygulamışlardır. KD ve GD bölgelerinde ise, *apec* ve *NEI* ısısal modellerini uygulamışlardır ve istatistiksel olarak uyumlu sonuçlar elde etmişlerdir. *XMM-Newton* ile elde ettikleri sonuca benzer sonuçlar elde etmişler ve KD ve GD bölgelerinde X-ışın yayan plazmanın iyonizasyon dengesine yakın olduklarını bildirmişlerdir. Ayrıca, iki bölgedeki soğurma kolon katsayısı değerleri ($N_H \sim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$) birbirleri ile kıyaslanabilir değerdedir. Yazarlar, KD bölgesine uygulanan tayfsal model fitinden elde edilen sıcaklık değerinin ($kT = 0.55 - 0.57 \text{ keV}$) GD bölgesi için uygulanan tayfsal modelden elde edilen sıcaklık değerinden ($kT = 0.78 - 0.83 \text{ keV}$) dikkate değer bir biçimde daha fazla olması gerektiğini bildirmişlerdir. Yazarlar ayrıca, hem *XMM-Newton* hem de *Chandra* görüntülerinde bulunan (Pannuti vd. 2014'ün Şekil 19 ve 20'ye bakınız) ve Aharonian vd. (2008a) tarafından CXOU J171428.5–383601 olarak kataloglandırılan ayrık X-ışın kaynağı üzerine de yorum yapmışlardır: Bu kaynağın CTB 37A'nın SN patlaması sırasında oluşan bir nötron yıldızı olabileceğini önermişlerdir. Bunu incelemek için, *Chandra*'nın ACIS-I tayfını kullanmışlar; fotoelektrik soğurma modeli PHABS ile PL modeli uygulamışlardır. Elde ettikleri sonuç istatistiksel olarak uygundur. PL modelinin Γ değeri bir pulsar için beklenen değer ile tutarlıdır ve soğurma kolon yoğunluğu da ısısal X-ışın plazmanınkiyle uyumludur. Bu tayfsal sonuçlarını, bu kaynağın CTB 37A ile ilişkili bir nötron yıldızı olabileceği şeklinde yorumlamışlardır ve ek gözlemlerin gerekliliğini vurgulamışlardır. Pannuti vd. (2014), ayrıca, CTB 37A'nın *Chandra* tayfının yeterince iyi sinyal-gürültü oranına sahip olmadığını ve bu sebeple de YB plazma için temiz bir kanıtlarının olmadığını bildirmişlerdir. Aşırı yüksek enerjili ($E > 100 \text{ GeV}$) gama ışın kaynağı olan HESS J1714-385, CTB 37A ile çakışmaktadır. Buradan gelen gama ışınlarının kalıntının şok dalgası ile kalıntıyı çevreleyen yoğun maddenin etkileşimi sonucu oluştuğu fikri öne sürülmüştür (Aharonian vd. 2008a).

Fermi-LAT gözlemlerini kullanarak, Castro ve Slane (2010), CTB 37A'dan gama ışınlarını tespit etmiştir. Gama ışın kaynağının tayfı, $E_{\text{cut}} = 4.2 \text{ GeV}$ enerjisinde üstel kesme değerine sahip ve foton indeksi $\Gamma \sim -1.46$ olan PL modeliyle fit edilmiştir. Bu kaynağın 0.1–100 GeV bandındaki ışıması, 11.3 kpc'lik uzaklık varsayılarak, $\sim 1.3 \times 10^{35} \text{ erg s}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Benzer şekilde, yazarlar, bir pulsarın katkısına ilişkin kanıt eksikliğini ve kalıntı için mazer salmasının varlığını göz önünde bulundurarak, gama ışınlarının SNK ve MB'ler arasındaki etkileşimlerden kaynaklandığını öne sürdüler.

1720.5 MHz frekansında çeşitli teleskoplardan gözlemler yapan Frail vd. (1996), OH mazer noktalarının, CTB 37A'nın içinden parlak kenardaki kabuğuna kadar olan bölgeler boyunca yayıldığını bildirmişlerdir. İki tanesi haricindeki bütün noktalardaki hızlar, H I ölçümleri ile verilen CTB 37A için üst hız limitinin (-65 km s^{-1}) birkaç km s^{-1} içindedir. Ayrıca, Frail vd. (1996) $\sim -22 \text{ km s}^{-1}$ hıza sahip, diğer noktalardan uzakta olan bir mazerin SNK G348.5–0.0'dan kaynaklandığını önermişlerdir.

Reynoso ve Mangum (2000), Kitt Peak 12 m Teleskobu'nu kullanarak, CTB 37A'ya doğru CO (1–0) salması tespit etmişlerdir. Elde ettikleri haritalara göre, kalıntının kuzey kısmında $\sim -22 \text{ km s}^{-1}$ hızına sahip ve $\sim -65 \text{ km s}^{-1}$ hızında, kaynağın kuzeybatı ve ortasında yoğunlaşan iki ayrı CO bulut görülmektedir. Bu CO bulutları OH mazer grupları ile uzaysal ve hız bağlamında uyuşmaktadır. Caswell vd. (1975) Hidrojenin 21-cm soğurma ölçümleri ile CTB 37A'nın uzaklığını 6.7 ile 13.7 kpc aralığında sınırlanmışlardır. Sonrasında, SNK ile ilişkili MB'lerin hız ölçümlerinden Reynoso ve Mangum (2000), kalıntının uzaklığını 11.7 kpc olarak hesaplamışlardır. Tian ve Leahy (2012), H I ölçümlerinin $\sim -107 \text{ km s}^{-1}$ hızında bir pik gösterdiğini ve bu sebeple de kalıntının uzaklığının $d \geq 6.3 \text{ kpc}$ alt limitine sınırlanacağını belirtmişlerdir. Ayrıca, CTB 37A yönündeki CO bulutunun -145 km s^{-1} 'lik bir hızda pik yapmasından yola çıkarak, bu CO bulutunun SNK'nın arkasında kaldığını ve bu sebeple de uzaklık için üst limitin 9.5 kpc olduğu sonucuna varmışlardır.

3.8. Gözlemler ve Veri İndirgeme

SNK CTB 37A, 20 Şubat 2010 yılında *Suzaku* ile 53.8 ks'lik poz süresi ile gözlenmiştir (Gözlem numarası: 504097010 ve gözlem proje yürütücüsü: K.Koyama). Gözlemin merkez noktası galaktik koordinatlar biriminden $(l, b) = (348^\circ.44, 0^\circ.1)$ 'dir. Gözlemler esnasında, XIS0, XIS1 ve XIS3 dedektörleri aktif olarak veri toplamıştır.

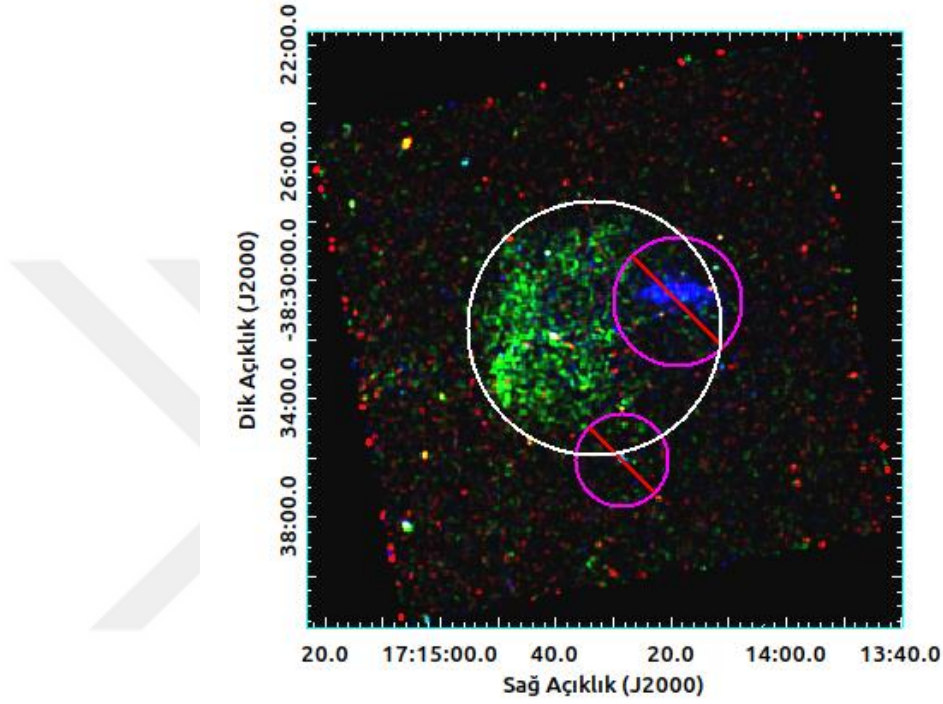
Chandra uydusu verisi ise, 7 Ekim 2006 yılında $\sim 20 \text{ ks}$ 'lik poz süresi ile alınmıştır (Gözlem proje yürütücüsü: Nakajima).

3.8.1. *Chandra*

Şekil 3.14'de CTB 37A'nın *Chandra* uydusu ile alınmış ve işlenilmiş üç renk görüntüsü görülmektedir. Görüntüyü oluşturmak için, CIAO yazılımı ve içerisinde bulunan paketler kullanılmıştır. Oluşturulan görüntüde, düşük enerji 0.2–1.5 keV (kırmızı), orta enerji 1.5–2.5 keV (yeşil) ve son olarak yüksek enerji 2.5–8.0 keV (mavi) enerji aralığında seçilmiştir. Daha sonra, DS9 programında açılıp, görüntüye $\sigma = 1'.5$ olan bir Gauss fonksiyonu ile yumuşatma uygulanmıştır. Görüntü doğrusal ölçekte olup, koordinatlandırması J2000.0 koordinat sistemindedir.

Şekil 3.14'deki beyaz daire, SNK'yı kapsayan *Suzaku* X-ışın tayf analizlerinde

kullanılacak bölgeyi temsil etmektedir. *Chandra* uydusunun yüksek açısal çözünürlüğü sayesinde, *Suzaku* uydusu ile yeterince iyi derecede çözümülenemeyen iki X-ışın kaynağı burada iyi bir şekilde ayırt edilebilmiştir. CTB 37A'nın tayfına X-ışın katkısı yapmaması için, bu iki kaynağın olduğu bölgeler *Chandra* görüntülerinden sınırları belirlenerek çıkarılmıştır (macenta daireler).



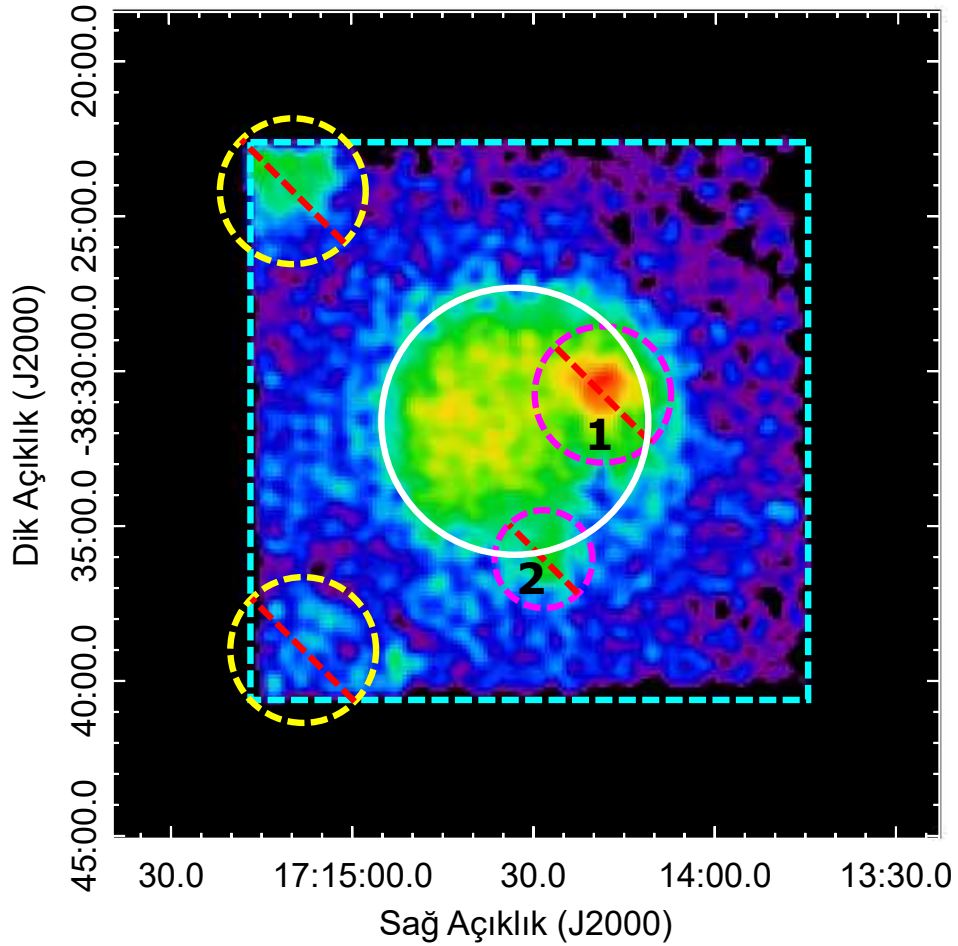
Şekil 3.14. SNK CTB 37A'nın *Chandra* ACIS dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş X-ışın görüntüsü. Beyaz daire X-ışın analizleri için seçilen tüm SNK bölgesini temsil etmektedir. Görüntü J2000.0 koordinat sisteminde koordinatlandırılmıştır ve doğrusal ölçektedir

3.8.2. *Suzaku*

• XIS görüntüsü

Şekil 3.15'de CTB 37A kalıntısı için 0.3–10.0 keV enerji aralığında elde edilen XIS1 görüntüsü verilmiştir. Görüntü XSELECT aracı ile oluşturulup, DS9 isimli programda açılmıştır. X-ışın görüntülerini çalışırken, literatürde de sıklıkla görülebileceği üzere, görüntü logaritmik ölçekte açılmıştır. Görüntüdeki yaygın objenin, yani SNK'nın, sınırlarını daha iyi seçebilmek için 1.5σ 'lı ve yarıçapı 3 olan bir Gaussian yumuşatma algoritması kullanılmıştır. Ayrıca, görüntüde J2000 koordinat sistemi kullanılmıştır. Görüntü üzerinde beyaz çember ile gösterilen bölge, X-ışın analizleri için seçilen bölgeyi, yani SNK'dan gelen ışımının olduğu bölgeyi temsil etmektedir. Görüntü üzerindeki kesikli

daireler, tayfsal analizlerde kullanılan tayfa dahil edilmeyen bölgeleri temsil etmektedir. Bunun sebebi, mavi kesikli çizgilerin XIS kalibrasyon bölgeleri olmasıdır ve macenta renkli iki daire ise, CTB 37A'nın literatür özetinde de anlatılan iki sert X-ışın kaynaklarıdır.



Şekil 3.15. CTB 37A'nın *Suzaku* XIS1 dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş 0.3–10 keV enerji aralığındaki görüntüsü. Beyaz daire X-ışın analizleri için seçilen tüm SNK bölgesini temsil etmektedir. Köşelerdeki sarı kesikli daireler, ^{55}Fe kalibrasyon bölgelerini gösterirken, 1 ve 2 olarak numaralandırılmış macenta renkli kesikli daireler *Chandra* uydusu ile keşfedilip, isimlendirilmiş iki kaynağı göstermektedir. 1 ve 2 kaynakları sırasıyla, CXOU J171419.8–383023 ve CXOU J171428.5–383601'dir. Bu kesikli daireler, X-ışın analizlerinde, tayfa ek katkı yapmaması için çıkartılmıştır

3.9. Analizler ve Sonuçlar

Bu kısımda, *Suzaku*/XIS dedektörlerinden alınan CTB 37A verisinin işlenmesi ile elde edilen tayf ve uygulanan modelin parametreleri verilmiştir.

Arka plan analizi

Arka plan analizlerinde kullanılmak üzere seçilen bölge, Şekil 3.15’de camgöbeği renkli kesikli çizgilerle gösterilen dikdörtgendir. Arka plan bölgesi seçilirken, SNK’dan gelen ışıma ve iki *Chandra* kaynağından gelen ışıma çıkartılmıştır. Arka plan analizleri için, CTB 37A’nın galaktik konumu (G348.5+0.1) göz önünde bulundurularak üç arka plan bileşeni varsayılmıştır: CXB, GRXE ve FE.

Uchiyama vd. (2013), GRXE’nin optikçe ince üç plazmadan oluştuğunu bulmuştur: düşük sıcaklıklı plazma (LP; low-temperature plasma), yüksek sıcaklıklı plazma (HP; high-temperature plasma) ve FE. Bunlara ek olarak, 6.4 keV enerjisinde 0.457 eşdeğer genişliğine sahip nötr Fe salması ve $\Gamma = 2.0$ foton indeksli PL bileşenlerine sahip YAO’da bulunan soğuk maddeden (CM; cold matter) gelen ışıma vardır. CXB bileşeni için ise, daha önceden anlatıldığı gibi $\Gamma \sim 1.41$ foton indeksli ve 2–10 keV enerji aralığındaki yüzey parlaklığı $5.41 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ aç} \text{ı dakikası}^{-2}$ olan PL modeli kullanılmıştır (Kushino vd. 2002). Tüm bu bilgiler eşliğinde arka plan tayfına uygulanan son model şu şekildedir:

$$Abs_{FE} \times kT_{FE} + Abs_{GRXE} \times (kT_{LP} + kT_{HP} + PL_{CM} + \text{Gaussian}) + Abs_{CXB} \times (PL).$$

Abs_{FE} ve Abs_{GRXE} sırasıyla FE ve GRXE arka plan bileşenlerinin galaktik H I soğurma kolon yoğunluklarıdır ve bunları temsil etmek için TBabs modeli kullanılmıştır. Abs_{CXB} ise, CXB arka plan bileşeninin galaktik H I soğurma kolon yoğunluğudur. Bu parametre, Abs_{GRXE} ’nin iki katına sabitlenmiştir, çünkü CXB bileşeni tüm galaksi boyunca yayılmıştır. Uchiyama vd. (2013) makalesindeki sonuçları kullanarak, Abs_{FE} ve kT_{FE} ’yi sırasıyla $0.56 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ve 0.59 keV değerlerine sabitlenmiştir. GRXE’nin parametreleri ise, Uchiyama vd. (2013)’teki değerlere, yani $kT_{LP} = 1 \text{ keV}$ ve $kT_{HP} = 7 \text{ keV}$ değerlerine sabitlenmiştir. Bu arka plan modeli Çizelge 3.6’da verilmiştir ve istatistiksel olarak uyumludur ($\chi^2_\nu \sim 0.92$, dof: 1637). Son olarak, bu model XSPEC’te bulunan FAKEIT komutu kullanılarak simüle edilmiştir ve arka plan tayf dosyası olarak kullanılmıştır.

Çizelge 3.6. CTB 37A kalıntısının arka plan tayfı için elde edilen en iyi fit parametreleri

Bileşen	Parametre (birim)	Değer
TBabs	N_H (10^{22} cm^{-2})	$2.27^{+0.35}_{-0.34}$
LP	kT_e (keV)	1 (sabit)
	Z_{hepsi}	1 (sabit)
	norm ($10^{-2} \text{ foton cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$1.29^{+0.25}_{-0.23}$
HP	kT_e (keV)	7 (sabit)
	Z_{hepsi}	1 (sabit)
	norm ($10^{-3} \text{ foton cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$1.17^{+1.40}_{-1.21}$
CM	Γ	2.0 (sabit)
	norm ($10^{-4} \text{ foton cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$5.59^{+6.41}_{-5.55}$
	$EW_{6.4}$ (eV)	457 (sabit)
	norm ($10^{-5} \text{ foton cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$5.11^{+2.07}_{-2.05}$
FE	N_H (10^{22} cm^{-2})	0.56 (sabit)
	kT_e (keV)	0.59 (sabit)
	Z_{hepsi}	1 (sabit)
	norm ($10^{-3} \text{ foton cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$2.78^{+0.30}_{-0.34}$
CXB	N_H (10^{22} cm^{-2})	4.5 (sabit)
	Γ	1.412 (sabit)
	Yüzey Parlaklığı ($\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ açı dakikası}^{-2}$)	5.41×10^{-15} (sabit)

Tayfsal analiz

Tayfsal analizlerde kullanılmak üzere seçilen bölge, Şekil 3.15’de 4.3 açı dakikası çapına sahip beyaz daire ile gösterilmiştir ve XSELECT aracı ile bu bölgeden CTB 37A’nın tayfı elde edilmiştir. Tayf elde edilirken, macenta renkli iki *Chandra* kaynağı bölgesi çıkarılmıştır. Elde edilen tayf (Şekil 3.16), sonrasında, yardımcı yanıt dosyaları olan rmf ve arf dosyaları ve modellenmiş arka plan tayfını içeren .pi dosyası ile birlikte GRPPHA komutunda 30 counts bin⁻¹’lik veri setleri şeklinde gruplandırılmıştır. Bu işlemler XIS0, XIS1 ve XIS3 dedektörlerinden alınan verilere uygulanmıştır. XSPEC programında açılmıştır ve tayfsal modelleme aşamasına geçilmiştir. Tayfsal analizler için, 1–7 keV enerji aralığı kullanılmıştır.

Öncelikle, tek bileşenli modeller, yani *apec*, *nei*, *rnei* ve *PL* modelleri denenmiştir. Bu modeller verinin 5 keV’den sonrasını iyi temsil edemeyip, yüksek χ^2_ν değerleri göstermiştir. Bu sebeple, sonraki aşama olarak iki bileşenli modeller uygulanmıştır. 0.3–10.0 keV enerji aralığında çalışan Sezer vd. (2011)’in çalışmasında yapıldığı gibi, CTB 37A’nın tayfına *vmekal*+*PL* modeli uygulanmıştır, bu tez çalışmasında farklı olan şey arka plan modellemesinin yapılmış olmasıdır. Yine de uygulanan model, Sezer vd. (2011)’in çalışmasındakiyle neredeyse aynı olan $kT_e \sim 0.66 \text{ keV}$ ve $\Gamma \sim 1.6$ çıktılarını

vermiştir ve istatistiksel olarak uyumludur ($\chi^2_\nu \sim 1.21$, dof: 405). X-ışın ışıması yapan plazmanın özelliklerini daha iyi anlayabilmek için, başka modellere de başvurulmuştur. Örneğin, $vnei$ modeli veya $vpshock$ ile ikinci bir bileşenin olduğu durumlar incelenmiştir. $vnei+vnei$ modeli haricindeki modeller, ya yüksek χ^2_ν değerlerine sahip olduğu için istatistiksel olarak reddedilmiştir ya da fiziksel olarak makul olmayan çıktılar verdiği için (örneğin, ~ 10 keV sıcaklıklı bir NEI plazmanın Güneş bolluklarında olması) kabul edilmemiştir. $vnei+vnei$ modeli, $\chi^2_\nu \sim 1.17$ (dof: 401) değeriyle istatistiksel olarak uyumludur ve ~ 3.4 keV sıcaklıklı plazmasının Güneş'ten biraz fazla Si ve S bollukları içermesi sebebiyle alternatif bir model olarak seçilebilmektedir. Bu modele ait parametreler Çizelge 3.7'te verilmiştir.

Literatürde yaygın bir bakış açısı olarak, bir KM SNK olan CTB 37A'nın bir kompleks içerisinde bulunması ve MB'lerle etkileşmesi dikkate alındığında, YB plazmanın olabileceği düşünülebilir. Bu sebeple, $vvrnei$ modeli ile ikinci bir bileşenin toplamı olan modeller araştırılmıştır. $vvrnei+vpshock$ modeli haricindeki modeller, $vnei$ ve $vpshock$ modelindekilere benzer sebeplerden dolayı plazmayı en iyi temsil eden model olarak seçilmemiştir. $vvrnei+vpshock$ modeli ise, kT_e yüksek sıcaklıklı bir şoklanmış düzleme paralel, Güneş bolluklarının üstünde Si ve S bolluklarına sahip bir plazmadan gelen ışıma ile başlangıçta $kT_{init} \sim 3$ keV sıcaklığa sahip bir plazmanın $kT_e \sim 0.48$ keV elektron sıcaklığına düşen YB plazmanın varlığını göstermektedir. Bu model için elde edilen $\chi^2_\nu \sim 1.13$ (dof: 401) değeri, modelin istatistiksel olarak uyumlu olduğunu gösterirken, fiziksel olarak da bir çelişki görülmemektedir. Elde edilen parametreler Çizelge 3.7'de verilmiştir.

Çizelge 3.7. CTB 37A'nın *Suzaku* verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri

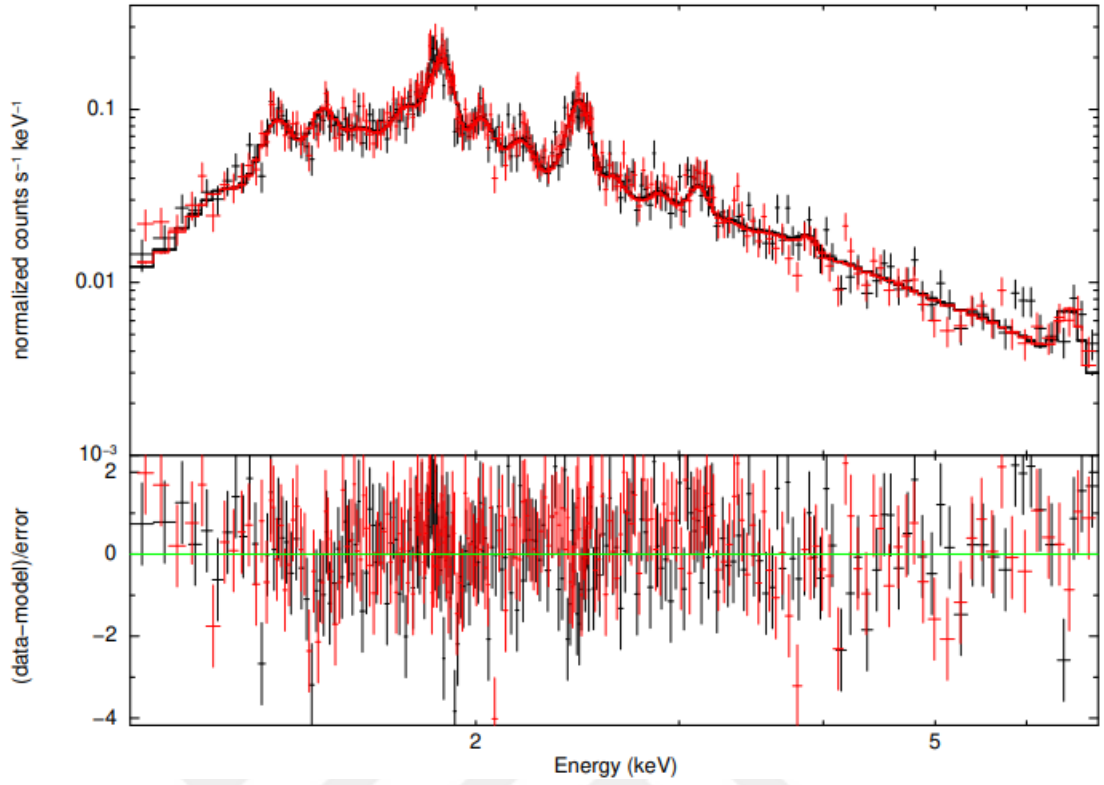
Parametre	vpshock+vvrnei	vnei+vnei
N_H (10^{22} cm^{-2})	$4.0^{+0.19}_{-0.20}$	$4.11^{+0.14}_{-0.13}$
kT_e (keV)	$5.73^{+1.69}_{-1.31}$	$3.41^{+0.48}_{-0.54}$
Si	$2.36^{+0.64}_{-0.59}$	$1.70^{+0.35}_{-0.36}$
S	$1.77^{+0.49}_{-0.38}$	$1.23^{+0.33}_{-0.31}$
τ_u ($10^{10} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$)	$5.06^{+3.82}_{-2.38}$	$9.95^{+0.26}_{-0.19}$
norm [†] (10^{-2} cm^{-5})	$0.69^{+0.17}_{-0.12}$	$1.09^{+0.28}_{-0.22}$
kT_e (keV)	$0.48^{+0.12}_{-0.11}$	$0.66^{+0.07}_{-0.07}$
kT_{init} (keV)	3 (sabit)	...
τ ($10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$)	$6.94^{+2.07}_{-1.57}$	$2.56^{+1.50}_{-0.92}$
norm [‡] (cm^{-5})	$0.20^{+0.13}_{-0.07}$	$0.11^{+0.03}_{-0.02}$
χ^2_ν (dof)	1.13 (401)	1.10 (307)

[†] vpshock modelinin normalizasyonunun birimi $10^{-14} \int n_e n_H dV / (4\pi d^2)$ 'dir; burada d SNK'ya olan uzaklıktır, n_e ve n_H sırasıyla elektron ve hidrojen yoğunluğudur ve V seçilen ışıma bölgesinin hacmidir.

[‡] vvrnei modelinin normalizasyonunun birimi $10^{-14} \int n_e n_H dV / (4\pi d^2)$ 'dir; burada d SNK'ya olan uzaklıktır, n_e ve n_H sırasıyla elektron ve hidrojen yoğunluğudur ve V seçilen ışıma bölgesinin hacmidir.

3.9.1. Tayf

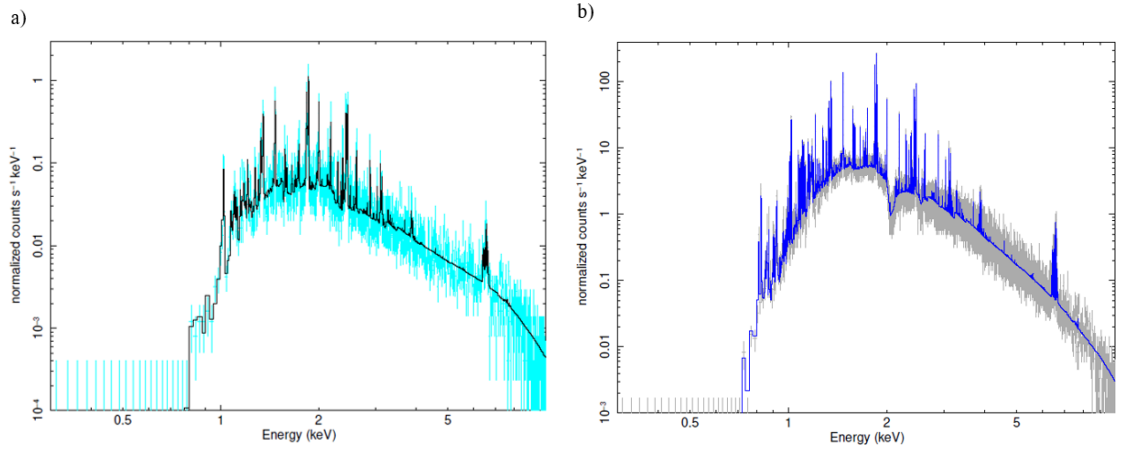
Şekil 3.16'da, *Suzaku*/XIS dedektörlerinin verileri kullanılarak üretilen 1–7 keV enerji aralığındaki tayf (üst panel) ve tayfa uygulanan tayfsal model vvrnei+vpshock modeli görülmektedir. Görünürlük açısından, yalnızca XIS0 (siyah artı işaretçiler) ve XIS3 (kırmızı artı işaretçiler) dedektörlerinin verileri gösterilmiştir. Siyah ve kırmızı renkli düz çizgiler ise, sırasıyla XIS0 ve XIS3 dedektörlerinin verilerine uygulanan tayfsal modeli temsil etmektedir. Alt panelde ise, veriler ile model arasındaki fark görülmektedir.



Şekil 3.16. Üst panelde; arka plan ışıması modellenmiş, 1–7 keV enerji bandındaki *vvrnei+vpshock* modeli ile temsil edilmiş *Suzaku* XIS0 (siyah) ve XIS3 (kırmızı) tayfları görülmektedir. Alt panelde ise; veri ile uygulanan model arasındaki sapma görülmektedir

3.9.2. *XRISM* ve *Athena* simülasyonları

XRISM/Resolve ve *Athena/X-IFU*'nun belirli enerjilere verdikleri yanıtı içeren *rsp* ve *rmf* dosyaları ve *Suzaku/XIS* verilerine uygulanan en iyi tayfsal modeli (*vvrnei+vpshock*) kullanılarak gelecek nesil X-ışın uydularının simülasyonları yapılmıştır. Simülasyonları gerçekleştirmek için *FAKEIT* aracı kullanılmıştır. *XIS*'in FoV'u ile *Resolve* ve *X-IFU*'nun FoV'ları arasındaki farktan kaynaklanabilecek normalizasyon farkı, simülasyon gerçekleştirilirken giderilmiştir. Bu simülasyon çıktıları Şekil 3.17'da verilmiştir. Şekil 3.17'da, sol tarafta 100 ks poz süreli *XRISM/Resolve*'un ve sağ tarafta ise 30 ks poz süreli *Athena/X-IFU*'nun simülasyonları görülmektedir. Simülasyonlar 0.3–10 keV enerji bandında gerçekleştirilmiştir.



Şekil 3.17. a) CTB 37A kalıntısının 0.3–10.0 keV enerji aralığındaki 100 ks Resolve ve **b)** 30 ks X-IFU tayf simülasyonları. Bu simülasyonlar için, *Suzaku*/XIS verisine uygulanan vpshock+vvrnei modeli kullanılmıştır. Sol tarafta camgöbeği renkli işaretçiler simüle edilmiş Resolve verisini temsil ederken, sağ taraftaki açık gri renkli işaretçiler X-IFU için simülasyonun ön gördüğü veriyi temsil etmektedir. Siyah çizgi Resolve için, koyu mavi çizgi ise X-IFU için fiti temsil etmektedir

3.10. 3C 391

3.11. Literatür Özeti

SNK 3C 391 (G31.9+0.0 veya Kes 77) düzensiz patlama morfolojisi gösteren Galaktik bir KM SNK'dır (Rho ve Petre 1996; Chen ve Slane 2001). Radyo dalga boyundaki görüntülerde KB'den GD'ye morfolojiye bakılarak SNK'nın yüksek yoğunluklu bölgeden düşük yoğunluklu bölgeye doğru yayıldığı söylenebilir (Reynolds ve Moffett 1993). Kalıntının morfolojik özelliklerinin SNK Cas A'nın morfolojik özellikleri ile kıyaslanması ve ejektanın element bolluklarının izlenmesinden, Su ve Chen (2005), kalıntının $\gtrsim 25 M_{\odot}$ kütleli ata yıldızın patlamasından kaynaklanan bir asimetrik çekirdek çöküş SN'si olduğu sonucuna varmışlardır. SNK'nın yaşı, Chen vd. (2004) ile Leahy ve Ranasinghe (2018) tarafından 4–9 kyr aralığında belirlenmiştir.

3C 391'in 5 aç dakikalık bir yarıçapa sahip parçalı kabuk yapısı, radyo bandında VLA ile yapılan gözlemler ile keşfedilmiştir. CO gözlemleri (Wilner vd. 1998) sayesinde kalıntının MB'ler ile etkileştiği bilinmektedir ve bu da ata yıldızın MB içerisinde patladığı fikrini desteklemektedir. Radyo dalga boylarında KB bölgesinden GD'ye gidildikçe parlaklıkta azalma görülür. X-ışın bandında ise, 3C 391 *Einstein*, *ROSAT*, *ASCA*, *Chandra* ve *Suzaku* X-ışın uyduları ile gözlenmiştir (Wang ve Seward 1984; Rho ve Petre 1996; Chen ve Slane 2001; Chen vd. 2001; Ergin vd. 2014; Sato vd. 2014).

Einstein uydu verisini kullanarak ve SNK'nın uzaklığını $d \sim 11$ kpc varsayarak,

Wang & Seward (1984) kalıntının ısıtmasını $L_X \sim 3.2 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$, çapını $D \sim 16 \text{ pc}$, yaşını $t \sim 5300 \text{ yr}$, gözlenen sıcaklığını $T_{\text{obs}} \sim 5 \times 10^6 \text{ K}$ ($\sim 0.4 \text{ keV}$), patlama enerjisini $E \sim 1.8 \times 10^{50} \text{ erg}$ ve ışıma yapan gazın kütlesini $M_X \sim 9 M_{\odot}$ olarak hesaplamışlardır. Bu fiziksel parametrelerin sonucunda, kaynağın genişleyen bir kabuğa sahip, orta yaşlı bir SNK olduğu sonucuna varmışlardır. Rho ve Petre (1996), *ROSAT* gözlem verilerini tek sıcaklıklı Raymond-Smith ısısal modeli ile analiz ederek, soğurma kolon yoğunluğunu $N_H \sim 2.4 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, elektron sıcaklığını $kT_e \sim 0.5 \text{ keV}$ ve Mg, Si ve S elementlerinin zengin bolluklarını belirlemişlerdir.

Chen ve Slane (2001) ise, *ASCA* verisinin tayfsal analizinden plazmanın iyonizasyon dengesine ulaştığını öne sürdüler. SNK'nın düşük ortam yoğunluğunu ve parlak X-ışın merkezini açıklamak için iki model olabileceğini bildirmişlerdir: (I) İçerideki gazın, topaklanmış bulutlardan buharlaşarak oluşması, (II) iç gaz hala sıcakken ve kenarlardaki gazın soğumuş haldeyken ışımsal (radiative) aşamaya giren bir SNK modeli. Chen vd. (2004) *Chandra* uydu verisine en iyi uyum sağlayan modelin, $kT_e \sim 0.5 \text{ keV}$ elektron sıcaklıklı ve $\tau \sim 10^{12} \text{ cm}^{-3}\text{s}$ iyonizasyon zaman ölçekli *vnei* modeli olduğunu belirlemişlerdir. *ASCA* veri analizlerini yapan bir diğer grup olan Kawasaki vd. (2005), $kT_e \sim 0.53 \text{ keV}$ elektron sıcaklıklı ve $\tau \sim 2.5 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3}\text{s}$ iyonizasyon zaman ölçekli *nei* modeli ve doğrudan hesaplamaları sonucunda, SNK plazmasının iyonizasyon dengesine yakın olduğu sonucuna varmışlardır.

Birbirinden bağımsız olarak 2014 yılında yayınlanan iki çalışmada *Suzaku* veri analizleri sonucunda 3C 391'de YB plazmanın varlığı tespit edilmiştir (Ergin vd. 2014; Sato vd. 2014). Ergin vd. (2014), XSPEC yazılımında bulunan *vnei* + RRC modelini kullanarak ~ 2.7 ve $\sim 3.5 \text{ keV}$ 'de sırasıyla H-benzeri Si ve S'nin RRC'lerini keşfetmişlerdir. YB plazmanın oluşum mekanizmasını tartışan yazarlar hem ısısal iletim hem de adyabatik soğuma modelinin muhtemel mekanizma olabileceğini öne sürmüşlerdir. Sato vd. (2014) ise, yine aynı *Suzaku* verilerini kullanarak, SPEX yazılımındaki *nei j* tayfsal modelini kullanmışlardır ve 3C 391'de YB plazmanın varlığını tespit etmişlerdir. Plazmadaki element bolluklarını kullanarak, SNK'nın $10\text{--}20 M_{\odot}$ kütleli bir ata yıldızla sahip olduğunu hesaplamışlardır. Şimdiye kadar yapılan çalışmalarda, 3C 391 ile ilişkili bir nötron yıldızına rastlanmamıştır (Wang ve Seward 1984; Gorham vd. 1996; Holland-Ashford 2017).

Frail vd. (1996), 3C 391'in GD ve güneybatı (GB) kenar bölgelerinde, 1720 MHz 'de, 105 ve 110 km s^{-1} hızlara sahip iki OH mazerini tespit etmişlerdir. Mazer noktalarının tespiti, SNK plazmasının MB ile etkileştiğinin doğrudan bir kanıtıdır. Ayrıca, Wilner vd. (1998) SNK'ya doğru ^{12}CO ($J=1-0$) çizgisinin gözlemleri ile SNR-MB etkileşmesinin varlığını desteklemişlerdir. Buna ek olarak, Reach ve Rho (1996) tarafından yapılan KB bölgesindeki [O I] $63 \mu\text{m}$ salması gözlemi de MB ile etkileşimin bir diğer kanıtıdır. SNK-MB etkileşmesini destekleyen son çalışmalar ise, Hewitt vd. (2008) tarafından OH mazer tespiti, Neufeld vd. (2014)'ün [O III] çizgisinden gelen ince yapı salmaları ve

Kilpatrick vd. (2016) tarafından ^{12}CO ($J=2-1$) genişlemiş molekül çizgilerinin tespiti. Gusdorf vd. (2014), CO ve ^{13}CO gözlemlerine dayanarak, SNK'da hızlandırılan kozmik ışınlardan etkilenebilecek iki bulut tespit etmişler ve bu bulutların kütlelerini hesaplamışlardır.

3C 391 gama ışın gösteren KM SNK'lardan biridir. GeV gama ışınlarında *Fermi-LAT* uydusu ile gözlenmiştir (Atwood vd. 2009) ve *Fermi-LAT* two year point-source catalog (2FGL; Nolan vd. 2012) isimli katalogta bir nokta kaynak (2FGL J1849.3–0055) olarak yer almıştır. Castro ve Slane (2010), 13σ anlam seviyesinde bir gama ışın kaynağı tespit etmişlerdir ve test istatistik haritasını (TS map) incelediklerinde pik değerinin 3C 391'in radyo kabuğunun KB bölgesinden, yani mazer bölgesine en yakın konumdan geldiğini görmüşlerdir. Yazarlar, bu gama ışın kaynağının, $\Gamma \sim -2.3$ foton indeksli bir güç yasası (power-law) modeli ile tanımlanabildiğini göstermişlerdir. Ergin vd. (2014), *Fermi-LAT* verisini analiz ederek, 3C 391'den hadronic kökenli ve ~ 12 GeV'de spektral kırılması olan GeV gama ışınlarının varlığını belirlemişlerdir.

Caswell vd. (1971) H I soğurma gözlemlerini kullanarak kalıntıya olan kinematik uzaklığın 8.5–13.4 kpc aralığında olduğunu tahmin etmişlerdir. Galaktik merkeze olan uzaklığın 8.5 kpc olduğu varsayımı altında, Radhakrishnan vd. (1972) 3C 391'e olan uzaklığın 7.2 kpc ile 11.4 kpc aralığında olduğunu belirlemişlerdir. Su vd. (2014) ise, VLA Galactic Plane Survey'in verilerinden H I soğurma tayfını kullanarak, iki teğet noktadaki hızları ölçerek kalıntıya olan uzaklık için ~ 7.2 kpc alt sınırını ve 10.4 kpc üst limitini belirlemişlerdir. En son yapılan çalışma olan Ranasinghe ve Leahy (2017)'de, H I ve ^{13}CO tayflarını ve kanal haritalarını (channel maps) kullanarak, kalıntıya olan uzaklığı ~ 7.1 kpc olarak güncellemişlerdir.

3.12. Gözlemler ve Veri İndirgeme

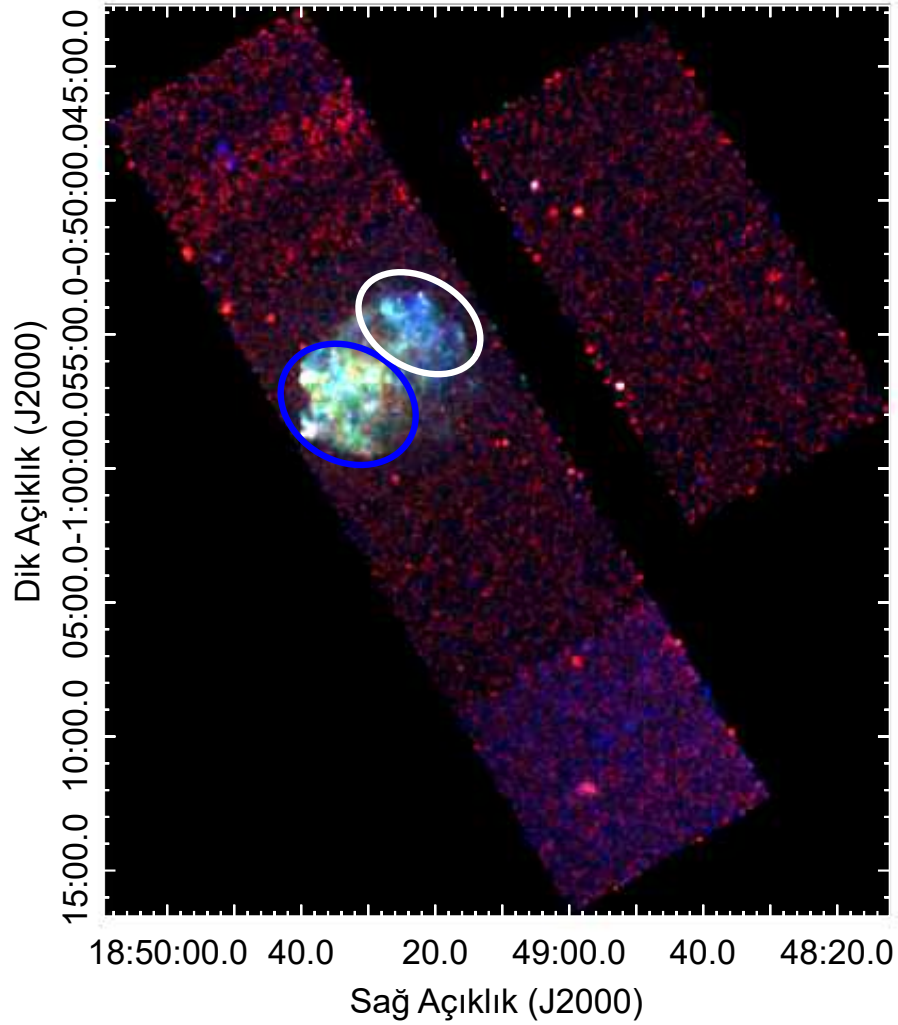
SNK 3C 391, 22 Ekim 2010 yılında *Suzaku* tarafından XIS dedektörleri ile gözlenmiştir. Gözlemin toplam poz süresi ~ 99.5 ks'dir ve gözlem numarası 505007010'dur (gözlem proje yürütücüsü: K. Koyama). Gözlemin merkez noktası galaktik koordinatlarda $(l, b) = (31^\circ.876, -0^\circ.004)$ 'tür. Gözlemler esnasında, XIS0, XIS1 ve XIS3 dedektörleri aktif olarak kullanılmıştır.

Kalıntı, ayrıca *Chandra* uydusu ile ACIS-S diziliminde gözlenmiştir. Gözlem numarası 2786'dır (gözlem proje yürütücüsü: Nakajima) ve toplam poz süresi ~ 62 ks'dir. Gözlemin merkez noktasının galaktik koordinatları ise, $(l, b) = (31^\circ.87, 0^\circ.01)$ 'dir.

3.12.1. *Chandra*

Şekil 3.18'de 3C 391'in *Chandra* X-ışın uydusu verileri kullanılarak oluşturulmuş üç renkli görüntüsü görülmektedir. Bu görüntüde, kırmızı 0.2–1.5 keV, yeşil 1.5–2.5

keV ve mavi 2.5–8.0 keV enerji bandını temsil etmektedir. J2000 koordinat sistemindeki görüntü, lineer ölçekte açılmıştır. Görüntü üzerine yarıçapı 3 ve $\sigma=1'.5$ olan Gauss yumuşatma algoritması uygulanmıştır. Görüntü üzerinde, GD ve KB bölgelerini göstermek için sırasıyla beyaz ve mavi elipsler kullanılmıştır.



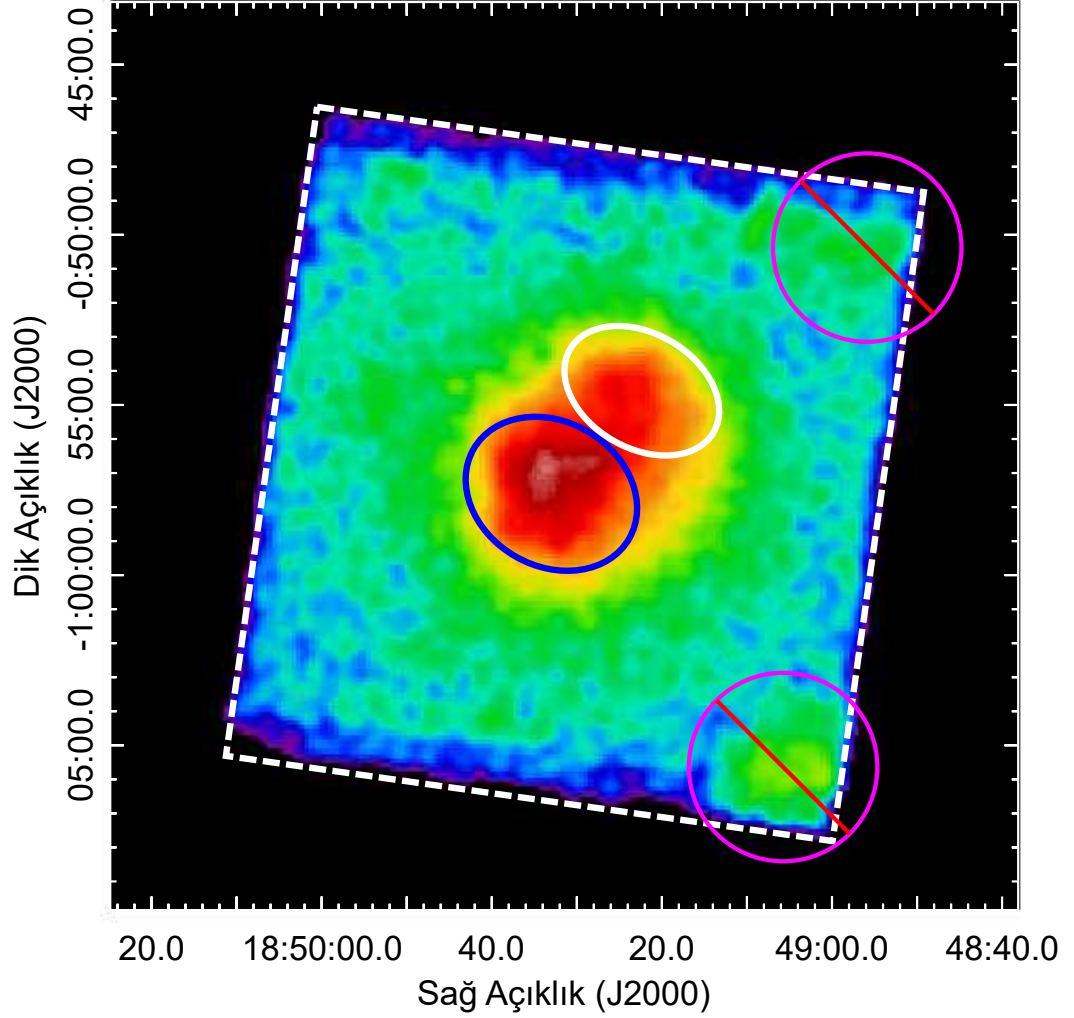
Şekil 3.18. SNK 3C 391'in *Chandra* ACIS dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş üç renkli görüntüsü. Tayfsal analiz için belirlenen KB ve GD bölgeleri sırasıyla beyaz ve mavi elipsler ile gösterilmiştir

3.12.2. *Suzaku*

• XIS Görüntüsü

Şekil 3.19'de 3C 391 kalıntısı için elde edilen 0.3–10.0 keV enerji aralığındaki XIS1 görüntüsü verilmiştir. Görüntü, J2000 koordinat sisteminde referanslandırılmıştır

ve logaritmik ölçekte açılmıştır.



Şekil 3.19. 3C 391’in 0.3–10.0 keV enerji aralığında *Suzaku* XIS3 dedektöründen alınan veri ile oluşturulmuş görüntüsü. KB ve GD bölgeleri sırasıyla beyaz ve mavi elipsler ile gösterilmiştir. Köşelerdeki macenta renkli daireler ^{55}Fe kalibrasyon bölgelerini göstermektedir. En dıştaki beyaz kesikli çizgilerle oluşturulmuş kare ise arka plan analizi için seçilen bölgedir

3.13. Analizler ve Sonuçlar

Arka plan analizi

Arka plan analizlerinde kullanılacak bölge, 3C 391’in bulunduğu görüntü ile aynı FoV’den seçilmiştir. 3C 391 Galaktik düzlemde bulunan bir SNK olduğu için GRXE bileşeni ihmal edilemez. Bu gözlem verisinde, noktasal X-ışınlarında noktasal parlak bölgeler

ve köşelerdeki ^{55}Fe kalibrasyon bölgeleri çıkartıldıktan sonra kalan bölge modellenmiştir. Bu bölgenin toplam alanı 645.5 açı dakikası²'dir. Bu alandan çıkartılan arka plan tayfına aşağıdaki model uygulanmıştır.

$$Abs_{\text{FE}} \times kT_{\text{FE}} + Abs_{\text{GRXE}} \times (kT_{\text{LP}} + kT_{\text{HP}} + \text{PL}_{\text{CM}} + \text{Gaussian}) + Abs_{\text{CXB}} \times (\text{PL}).$$

Normalizasyonlar haricindeki bileşen parametreleri, CTB 37A için uygulanan arka plan modelindeki (bakınız Bölüm 6.3) değerlere sabitlenmiştir. FE modelinin 0.09 keV sıcaklıklı plazması, Sato vd. (2014) çalışmasındakine benzer şekilde, çalışılan enerji aralığında ihmal edilebilir olduğu için modele dahil edilmemiştir. Arka plan tayfını temsil etmek için uygulanan bu model istatistiksel olarak uyumlu sonuç vermiştir ($\chi^2_{\nu} \sim 1.30$; dof: 3280). Bu modelle oluşturulan arka plan modeli, XSPEC'te bulunan FAKEIT komutu ile simüle edilmiştir ve kaynak tayfindan çıkartılmıştır. Arka plan tayfına en iyi uyum sağlayan fit parametreleri Çizelge 3.8'de verilmiştir.

Çizelge 3.8. 3C 391 kalıntısının arka plan tayfı için en iyi fit parametreleri

Bileşen	Parametre (birim)	Değer
TBabs	N_{H} (10^{22} cm^{-2})	$1.81^{+0.10}_{-0.02}$
LP	kT_e (keV)	1 (sabit)
	Z_{hepsi}	1 (sabit)
	norm (10^{-2} foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$3.14^{+0.26}_{-0.16}$
HP	kT_e (keV)	7 (sabit)
	Z_{hepsi}	1 (sabit)
	norm (10^{-3} foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$5.31^{+2.08}_{-1.69}$
CM	Γ	2.0 (sabit)
	norm (10^{-3} foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$2.75^{+0.78}_{-0.82}$
	$\text{EW}_{6.4}$ (eV)	457 (sabit)
	norm (10^{-4} foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$1.03^{+0.20}_{-0.17}$
FE	N_{H} (10^{22} cm^{-2})	0.56 (sabit)
	kT_e (keV)	0.59 (sabit)
	Z_{hepsi}	1 (sabit)
	norm (10^{-3} foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$2.78^{+0.30}_{-0.34}$
CXB	N_{H} (10^{22} cm^{-2})	4.5 (sabit)
	Γ	1.412 (sabit)
	Yüzey Parlaklığı ($\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ açı dakikası ⁻²)	5.41×10^{-15} (sabit)

Tayfsal analiz

SNK 3C 391, morfolojik özellikleri bakımından ilginç bir kalıntıdır. Literatür özetinde anlatıldığı üzere, radyo dalga boyunda incelendiğinde kalıntının KB'den GD'ye,

yüksek yoğunluklu bölgeden düşük yoğunluklu bölgeye doğru yayıldığı anlaşılmaktadır. Ayrıca, kalıntının bir MB ile etkileştiğine işaret eden mazer noktalarının tespiti de tayfsal analizler yapılırken dikkate alınmalıdır. Bu bilgiler ışığında, tayfsal analizlerde, önceki iki *Suzaku* çalışmasında olduğu gibi, Şekil 3.19’de gösterilen KB ve GD bölgesi olmak üzere iki bölge seçilmiştir. Seçilen bölgelerden, XSELECT aracı ile iki ayrı tayf dosyası çıkarılırken, arka plan analizlerinde elde edilen tayf iki bölge için de kullanılmıştır. Tayf elde edilirken, *Chandra* uydusunun yüksek uzaysal çözünürlüğü ile üç renk görüntüsünden faydalanılmıştır. Bu üç renkli görüntü ile, KB ve GD bölgeleri daha hassas olarak seçilmiştir ve sonrasında bu koordinatlar *Suzaku*/XIS tayflarını oluşturmada kullanılmıştır. 3C 391 kalıntısının *Suzaku* tayflarının tümünde 1.82–1.94 keV enerji aralığında XIS dedektörlerindeki Si kalibrasyon hatasından kaynaklanan bir pik ve veri fazlalığı görülmektedir. Bu durumda, literatürde bu enerji aralığındaki verilerin silinmesiyle veya ~ 1.83 keV merkez enerjisinde 0 keV eşdeğer genişlikli bir Gaussian modeli eklenmesiyle giderilmektedir (örneğin, Matsumura vd. 2017a; Okon vd. 2018). Bu tez çalışmasında, Gaussian modelinin eklenmesi ile bu kalibrasyon hatası giderilmiştir. Yani, uygulanan tüm modellere ekstra bir Gaussian bileşeni eklenmiştir.

Tayfsal analizlere, keyfi olarak, KB bölgesinden başlanılmıştır. Şekil 3.19’de beyaz elips ile gösterilen KB bölgesinden alınan tayfa, öncelikle *apec*, *mekal*, *vnei*, *vpshock* ve *vvrnei* gibi tek bileşenden oluşan modeller uygulanmıştır. Uygulanan modellerin tümünde 5–7 keV enerji aralığının iyi temsil edilemediği ve buna bağlı olarak χ^2_ν değerinin ~ 2 civarında olduğu görülmüştür. Böylece, kalıntının KB bölgesinin en az iki farklı plazmadan oluştuğu sonucuna varılmıştır. İki bileşenli modellere ilkin CIE+CIE modelleri ile başlanmıştır. Elde edilen sonuçlarda, *apec+apec* modeli istatistiksel olarak başarısız olup ($\chi^2_\nu \sim 1.82$; dof: 507), 5–7 keV enerji aralığını da iyi temsil edememiştir. *vmekal+apec* modeli ise, istatistiksel olarak uyumlu bir sonuç ($\chi^2_\nu \sim 1.23$; dof: 505) verse de 5–7 keV enerji aralığında yetersiz kalmıştır. Böylece, NEI+CIE ve NEI+NEI modelleri XIS tayfına uygulanmaya başlanmıştır. NEI+CIE modelleri hem 5–7 keV enerji aralığını temsil etmede hem de istatistiksel olarak ($\chi^2_\nu > 1.35$) başarısız olmuştur. NEI+NEI modelleri ise, yüksek χ^2_ν değerlerinin yanı sıra model parametrelerini de fiziksel olarak makul olmayan değerlerde (örneğin, *vnei* modeli için $\tau \sim 10^{13} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$) vermiştir. 5–7 keV enerji aralığında uzaysal olarak görüntülerde çözümlenememiş bir ısısal olmayan ışınım kaynağının varlığını araştırmak için, modellere PL bileşeni eklenmiştir. Uygulanan tüm modeller, istatistiksel olarak ve/veya model parametreleri açısından uyumsuz bulunmuştur. Daha sonra, önceki *Suzaku* çalışmalarında da bildirilen YB plazmanın varlığını araştırmak için *vvrnei* modelini içeren modeller denenmiştir. YB+CIE modelleri, YB plazma bileşeni olan *vvrnei* modelinin kT_{init} ve τ parametrelerinin kabul edilebilir değerlerin üzerinde çıkması nedeniyle başarısız olmuştur. Böylece, YB+NEI modelleri denenmeye başlanmıştır. İlk olarak denenilen *vvrnei+vnei* modeli, istatistiksel olarak uyumlu bir sonuç ($\chi^2_\nu \sim 1.25$) verse de iki modelin de τ parametresini 10^{13}

cm^{-3} s mertebesinde verdiği için uyumsuzdur. Sonrasında *vvrnei+vpshock* modeli denenmiştir. Model hem istatistiksel olarak iyi uyum sağlamıştır hem de 5–7 keV enerji aralığını iyi temsil etmiştir. Ayrıca, model parametreleri incelendiğinde parametre değerleri YB ve NEI plazmadan beklenen aralıklarda çıkmıştır. kT_{init} değeri için sırasıyla 1, 3, 5, 7, 10 ve 20 keV değerleri denenmiştir, fakat en iyi sonuçlar 3 keV değerine sabitlenmişken elde edilmiştir. *vpshock* modeliyle temsil edilen plazma, $kT_e = 3$ keV elektron sıcaklığına sahip olduğundan, Ne, Na, Mg, Si, S, Ar, Ca ve Fe bollukları serbest bırakılmıştır fakat bu, modeli istatistiksel olarak geliştirmemiştir. Sonrasında, *vvrnei* modeli ile temsil edilen YB plazmanın Mg, Si ve S bollukları serbest bırakılmıştır. Bu, modeli istatistiksel olarak geliştirmiştir. Bu modelden elde edilen $\chi^2_\nu \sim 1.22$ (dof: 502)'dir ve Çizelge 3.9'te modellerin parametreleri verilmiştir.

GD bölgesi için, Şekil 3.19'deki mavi elips ile gösterilen alandan tayf çıkarılmıştır. Analiz aşamalarında, KB bölgesinde uygulanan analizler ile aynı yöntem adımları izlenmiştir ve en iyi modeli tespit etme sürecinde benzer sebeplerden diğer modeller uyumsuz olarak görülmüştür. GD bölgesi için, KB bölgesinden farklı olarak, YB+CIE modelleri tayfı daha iyi temsil etmektedir. Tayfa uygulanan *vmekal+vvrnei* modeli, hem istatistiksel hem de model parametreleri açısından en iyi fiti vermiştir. Bu modelde, *vvrnei* bileşeninin kT_{init} parametresi, sırasıyla 1, 3, 5, 7, 10 ve 20 keV değerlerine sabitlenmiştir ve en iyi sonucu 1 ve 3 keV başlangıç sıcaklıkları vermiştir. Öncelikle 1 keV başlangıç sıcaklığı üzerinden modellemelere devam edilmiştir. Bu durumda elde edilen τ parametresi $\sim 2.5 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$ değerindedir. Ayrıca, modeldeki element bollukları serbest bırakıldığı zaman bu değer daha yüksek değerlere çıkmaktadır ki; bu YB plazmalarda beklenen bir iyonizasyon yaşı değildir. Alternatif olarak, 3 keV başlangıç sıcaklığı denenmiştir. Bu modelde, τ parametresi $\sim 1.5 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$ olarak bulunmuştur. Daha sonra, Mg, Si ve S elementlerinin bollukları serbest bırakılmıştır. Bu bollukların serbest bırakılması ile τ parametresi $\sim 1.3 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$ değerine düşmüştür. Sato vd. (2014) makalesinde, SE bölgesi için bulunan τ parametresi, $1.4 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$ değerindedir. Yazarlar, bu değeri, plazmanın iyonizasyon dengesine ulaşmak üzere olduğuna işaret ettiğini belirtmişlerdir. Bu tez çalışmasında da bulunan τ değeri, bu sonucu desteklemektedir. Ayrıca, *vmekal+vvrnei* modeli istatistiksel olarak da uyumlu bir sonuç vermiştir ($\chi^2_\nu \sim 1.21$; dof: 647). Bu model ile elde edilen parametreler Çizelge 3.10'te verilmiştir.

Çizelge 3.9. 3C 391 KB bölgesinin *Suzaku* verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri

Parametre	vvrnei+vpshock
N_H (10^{22} cm^{-2})	$4.21^{+0.12}_{-0.18}$
kT_e (keV)	$0.28^{+0.05}_{-0.02}$
kT_{init} (keV)	3 (sabit)
Mg	$1.25^{+0.15}_{-0.14}$
Si	$0.96^{+0.15}_{-0.13}$
S	$0.67^{+0.12}_{-0.13}$
τ ($10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$)	$7.95^{+0.63}_{-0.29}$
norm [†] (cm^{-5})	$1.37^{+0.21}_{-0.27}$
kT_e (keV)	$3.01^{+2.32}_{-0.94}$
τ ($10^{10} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$)	$4.28^{+4.57}_{-2.21}$
norm [†] (10^{-3} cm^{-5})	$5.69^{+5.35}_{-3.05}$
χ^2_ν (dof)	1.23 (502)

[†] vpshock modelinin normalizasyonunun birimi $10^{-14} \int n_e n_H dV / (4\pi d^2)$ 'dir; burada d SNK'ya olan uzaklıktır, n_e ve n_H sırasıyla elektron ve hidrojen yoğunluğudur ve V seçilen ışıma bölgesinin hacmidir.

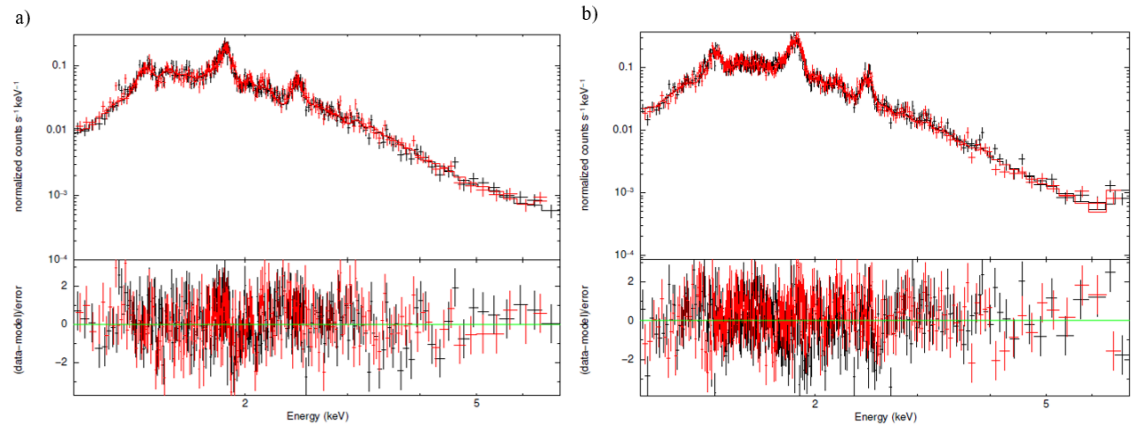
3.13.1. Tayf

3C 391'in KB ve GD bölgeleri için ayrı ayrı iki tayf oluşturulmuştur. Arka plan katkısı modellenmiş ve çıkartılmış bu tayflar, Şekil 3.20'deki üst panellerde görülmektedir. Alt paneller ise, verilere ile bu verilere uygulanan tayfsal modeller arasındaki uyumsuzluğu gösteren grafik görülmektedir. Tayflarda, siyah XIS0 verilerini ve modelini gösterirken kırmızı XIS3'ünkileri göstermektedir. Tayflar, 1–7 keV enerji aralığında limitlenmiştir. Sol taraftaki tayf, 3C 391'in KB bölgesinden alınan tayfı göstermektedir. Bu tayfa vvrnei+vpshock tayfsal modeli uygulanmıştır. Sağ tarafta ise, GD bölgesinden elde edilen tayf görülmektedir. Buna, vmekal+vvrnei modeli uygulanmıştır. 6.4 keV civarında, Fe elementinden kaynaklanan çizgi salması görülebilmektedir.

Çizelge 3.10. 3C 391'in GD bölgesinin *Suzaku* verisine uygulanan tayfsal modelin parametreleri verilmiştir

Parameter	vmekal+vvrnei
N_H (10^{22} cm^{-2})	$3.85^{+0.12}_{-0.16}$
kT_e (keV)	$1.94^{+0.75}_{-0.44}$
$\text{norm}^\dagger$ (10^{-3} cm^{-5})	$6.80^{+3.07}_{-1.24}$
kT_e (keV)	$0.39^{+0.09}_{-0.04}$
kT_{init} (keV)	3 (sabit)
Mg	$1.11^{+0.17}_{-0.12}$
Si	$0.96^{+0.17}_{-0.21}$
S	$1.17^{+0.30}_{-0.28}$
τ ($10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$)	$1.29^{+0.06}_{-1.05}$
$\text{norm}^\dagger$ (cm^{-5})	$0.73^{+0.26}_{-0.31}$
χ^2_ν (dof)	1.22 (647)

† vpshock modelinin normalizasyonunun birimi $10^{-14} \int n_e n_H dV / (4\pi d^2)$ 'dir; burada d SNK'ya olan uzaklıktır, n_e ve n_H sırasıyla elektron ve hidrojen yoğunluğudur ve V seçilen ışıma bölgesinin hacmidir.



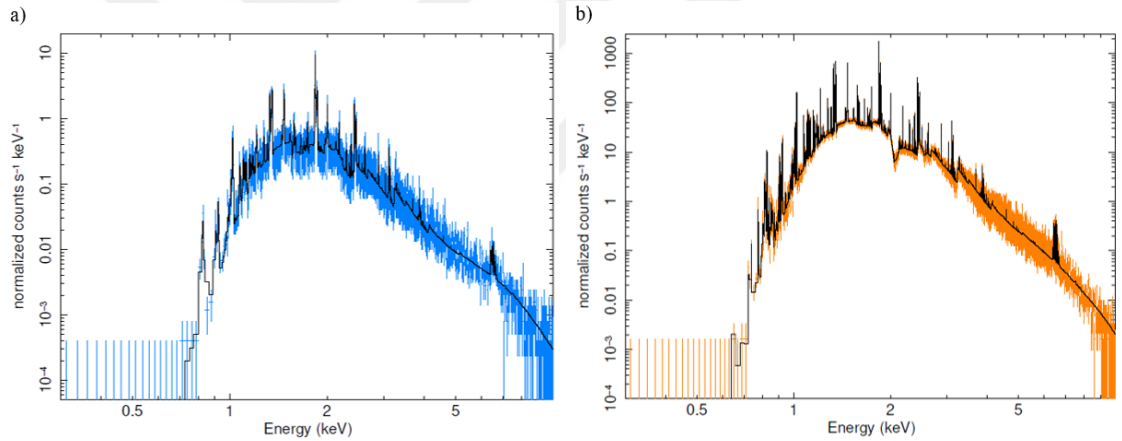
Şekil 3.20. a) 3C 391'in KB bölgesinden alınan *Suzaku*/XIS tayfı ve ona uygulanan en iyi model. Üst panelde, siyah çarpılar ve siyah düz çizgi sırasıyla XIS0 verisini ve bu veriye uygulanan vvrnei+ vpshock modelini gösterirken; kırmızı çarpılar ve kırmızı düz çizgi XIS3 dedektörü için veri ve modeli göstermektedir. Alt panelde ise, veri ile model arasındaki sapma görülmektedir. b) 3C 391'in GD bölgesinden alınan *Suzaku*/XIS tayfı ve ona uygulanan en iyi model görülmektedir. Renklendirmeler KB bölgesindeki ile aynıdır. GD bölgesinden alınan bu tayfa uygulanan model vmekal+vvrnei modelidir

3.13.2. XRISM ve Athena simülasyonları

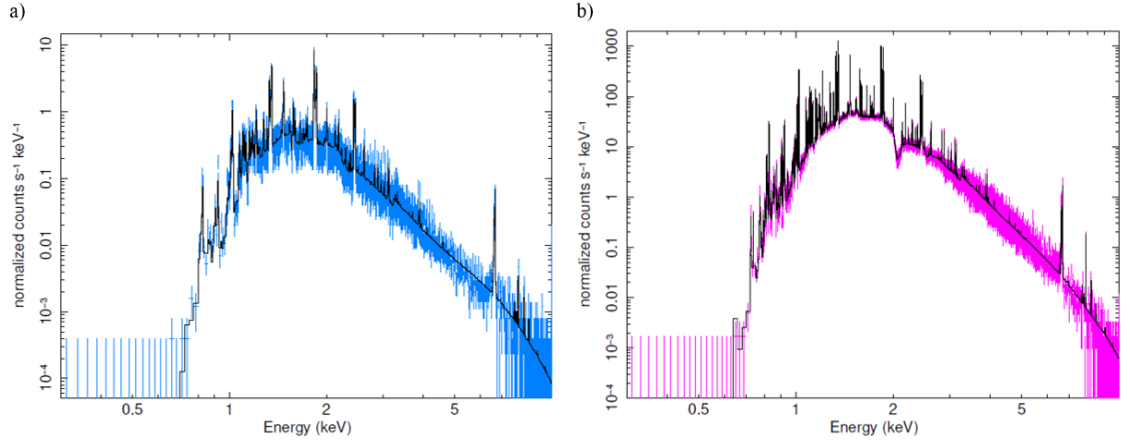
SNK 3C 391'in iki ayrı bölgesinin XIS dedektörü verileriyle tayfsal analizleri gerçekleştirilmiş olup, iki bölgeye uyum sağlayan modellerin farklı bileşenlerden oluştuğu görülmüştür. Böylece, iki ayrı bölgenin *XRISM* ve *Athena* simülasyonları yapılmıştır.

Şekil 3.21'de SNK 3C 391'in KB bölgesinin *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU* simülasyonları görülmektedir. KB bölgesinin simülasyonları için *Suzaku/XIS* tayfına en iyi uyum gösteren tayfsal model $\text{vmekal}+\text{vvrnei}$ modeli kullanılmıştır. Simülasyonlar 0.3–10 keV enerji bandı için yapılmıştır ve diğer kalıntılardaki ile aynı şekilde, *XRISM* için 100 ks ve *Athena* için 30 ks poz süresi seçilmiştir.

GD bölgesi için üretilen *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU* simülasyonları Şekil 3.22'te verilmiştir. Bu simülasyonları oluşturmak için baz alınan XIS verilerini en iyi temsil eden $\text{vmekal}+\text{vvrnei}$ tayfsal modelidir. KB bölgesindeki gibi *XRISM* için 100 ks ve *Athena* için 30 ks poz süresi ayarlanmıştır ve 0.3–10 keV enerji bandı seçilmiştir.



Şekil 3.21. 3C 391'in KB bölgesi için 0.3–10.0 keV enerji aralığında elde edilen **a)** 100 ks *XRISM/Resolve* ve **b)** 30 ks *Athena/X-IFU* tayf simülasyonları. Bu simülasyonlar için, *Suzaku/XIS* verisine uygulanan $\text{vmekal}+\text{vvrnei}$ modeli kullanılmıştır. Koyu turuncu ve koyu mavi renkli işaretçiler verileri temsil ederken; siyah çizgi iki tayfta da fiti temsil etmektedir



Şekil 3.22. 3C 391’in GD bölgesi için 0.3–10.0 keV enerji aralığında elde edilen **a)** 100 ks *XRISM/Resolve* ve **b)** 30 ks *Athena/X-IFU* tayf simülasyonları. Bu simülasyonlar için, *Suzaku/XIS* verisine uygulanan *vmekal+vvrnei* modeli kullanılmıştır. Macenta ve açık mavi renkli işaretçiler verileri temsil ederken; siyah çizgi iki tayfta da fiti temsil etmektedir

4. BULGULAR VE TARTIŞMA

Bu çalışmada, Samanyolunda bulunan 3C 391, CTB 37A ve DA 530 kalıntıları'nın Suzaku/XIS X-ışın analizleri yapılmıştır. Literatürde, ilk iki kalıntı MM SNK olarak bilinmekte ve bu kalıntılardan YB plazma keşfedilmiştir. Ancak her ikisi de *vvrnei* modeli ile modellenmemiştir. Bu tez çalışmasında *vvrnei* modeli kullanılarak, her iki kalıntının YB plazmaya sahip olduğu onaylanmış olup, ayrıca *vvrnei* modelinden YB plazmanın iyonlaşma zaman ölçeği bulunmuştur. Bu parametre plazmanın iyonlaşma yaşını vermektedir ve hesaplanan yaş değeri teorik modellerle karşılaştırılmaktadır.

4.1. DA 530

DA 530 kalıntısının GB bölgesinin X-ışın analizleri yapılmış ve bu kalıntıda YB plazmanın olmadığı, iyonlaşma sürecinin devam ettiği sonucuna varılmıştır. Sonraki kısımlarda, iyonlaşma sürecinde olan bu plazmanın fiziksel özellikleri tartışılacaktır.

4.1.1. X-ışın yayan plazmanın fiziksel özellikleri

DA 530'un GD bölgesinden alınan *Suzaku/XIS* gözlem verisini kullanarak oluşturulan X-ışın tayfı birden fazla modele istatistiksel olarak uyum göstermiştir (Çizelge 3.5). X-ışınlarında sönük ($F_{X, (0.5-10.0 \text{ keV})} \sim 5.2 \times 10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$) olan bu SNK'nın literatür bilgisine dayanarak 2.2 kpc uzaklıkta olduğu varsayılırsa, ısıtması $L_{X, (0.5-10.0 \text{ keV})} \sim 3.0 \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ olarak bulunur.

Bocchino vd. (2008), *XMM-Newton* X-ışın uydusunun 12.9 ks MOS ve 13.8 ks PN verisini kullanarak, yaygın bir kaynak olan XMM J205314.4+ 551528'i üç bölgeye ayırmıştır (CORE, HALO ve ALL) ve analiz etmiştir. Bu tez çalışmasında tayfsal analizi yapılan bölge ise, yazarların ALL bölgesine karşılık gelmektedir. ALL bölgesi (ve bizim seçtiğimiz tayfsal analiz bölgesi), HALO ve CORE bölgelerini de içermektedir. Yazarlar, *XMM-Newton* verilerinden elde ettikleri X-ışın tayfına birden fazla uyum sağlayan model bulmuştur: ısısal plazma modeli olan MEKAL, ısısal olmayan ışıma modeli olan PL ve önceki iki modelin kombinasyonu olan ısısal + ısısal olmayan ışıma modeli. Yazarlar, yıldızlararası ortamın soğurma kolon yoğunluğunu $N_H \sim (3.4-12.2) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$, foton indeksini $\Gamma \sim (1.6-2.4)$, elektron sıcaklığını $kT_e \sim (0.13-6) \text{ keV}$ ve soğurmaya uğramış ısısal akısını ise 0.5–2.0 keV enerji aralığında $F_X \sim (6.4 \times 10^{-14} - 1.4 \times 10^{-11}) \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ olarak bulmuşlardır. Ayrıca, 2.2 kpc uzaklığını benimseyerek ısıtmayı $L_X \sim 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ olarak hesaplamışlardır. Yazarlar, bu ısıtma değerinin sönük bir PWN için olan değer ile kıyaslanabilir olduğu ve böylece bu kalıntı için PWN senaryosunun da mümkün olabileceği sonucuna varmışlardır. Bu tez çalışmasında, *Suzaku/XIS* verileri ile yapılan tayfsal X-ışın analizleri bu sonucu desteklemektedir. .

X-ışın yayan ısısal plazmanın fiziksel parametrelerini hesaplamak için, *vpshock*

modelinin normalizasyon parametresi (Çizelge 3.5) temel alınmıştır. Daha önceden de belirtildiği gibi, uzaklık olarak 2.2 kpc benimsenmiştir. SNK'nın uzaklık seçiminin, hesaplanan fiziksel parametrelerini doğrudan etkilediği unutulmamalıdır. Normalizasyon parametresi cm^{-5} biriminde Denklem 4.1'de verilen eşitlik ile hesaplanır.

$$\text{Norm} = \frac{10^{-14}}{4\pi d^2} \int n_e n_p dV, \quad (4.1)$$

Burada, n_e ve n_H , cm^{-3} biriminde, sırasıyla, elektron ve hidrojen yoğunluklarıdır. V cm^3 biriminde X-ışın yayan plazmanın hacmi ve d ise SNK'ya olan cm biriminde uzaklıktır. Analizlerde, $R=2'.75$ olan bir küresel alan kullanılmıştır; dolayısıyla, $V = \frac{4}{3}\pi R^3$, formülü kullanılarak X-ışın yayan plazmanın hacmi $V \sim 6.7 \times 10^{56} f d_{2.2}^3 \text{ cm}^3$ olarak hesaplanmıştır. Bu formülde f doldurma faktörü, $d_{2.2}$ ise 2.2 kpc birimindeki uzaklıktır. Devamında, tamamen iyonize olmuş bir plazma kabulü altında (yani, $n_e = 1.2n_H$) elektron yoğunluğu $n_e \sim 0.23 f^{-1/2} d_{2.2}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$ olarak hesaplanmıştır. Bulunan bu elektron yoğunluk değeri, *XMM-Newton* uydusu ile aynı bölgeyi analiz eden Bocchino vd. (2008)'in sonuçları ile tutarlıdır. Düşük elektron yoğunluğu, DA 530'un düşük yoğunluklu bir ortamda genişlediği fikrini desteklemektedir.

Daha sonra, SNK plazmasının iyonlaşma zaman ölçeğini veren τ ($\text{cm}^{-3} \text{ s}$) parametresi Denklem 4.2'de kullanılarak SNK'nın yaşı hesaplanmıştır.

$$\tau = n_e t, \quad (4.2)$$

Bu eşitlikte, t SNK'nın saniye biriminde yaşıdır. Tayfsal modelden elde edilen τ parametresi ve yukarıda hesaplanan n_e parametresi kullanılarak, SNK'nın yaşı $\sim 3.2 f^{1/2} d_{2.2}^{1/2}$ yıl olarak hesaplanmıştır. Bu değer, Jiang vd. (2007)'nin bulduğu yaş değeri ile tutarlıdır, ancak bu yaştaki bir SNK için 3 keV sıcaklığı yüksek bir değerdir. Bu yüksek sıcaklık değerinin sebebi, geniş bir enerji aralığına (0.5–10.0 keV) uygulanan tek sıcaklıklı bir ısısal model olabilir.

Yukarıda hesaplanan parametrelerin Denklem 4.3'te kullanılmasıyla, X-ışın yayan gazın toplam kütlesi hesaplanmaktadır.

$$M_X = 1.4 m_H n_e V, \quad (4.3)$$

Burada, m_H hidrojen atomunun kütlesidir. Bu eşitlikten yararlanılarak, X-ışın yayan gazın toplam kütlesi $\sim 1.29 f^{1/2} d_{2.2}^{5/2} M_\odot$ olarak hesaplanmıştır. Ancak, bu tez çalışmasında kullanılan X-ışın verileri SNK'nın sadece GD bölgesini kapsamaktadır. Dolayısıyla, burada bulunan değer yalnızca GD bölgesindeki kütleyi ifade eder. Tüm SNK'ya ait kütle bu değerden çok daha fazla olmalıdır. Hesaplanan X-ışın yayan kütle değeri, yüksek Galaktik enlemlerde düşük yoğunluklu ortamlarda genişleyen SNK'lar için beklenen değerler ile tutarlıdır (örneğin, $M_X \sim 1 M_\odot$ G182.4+4.3; Sezer vd. 2012).

4.1.2. DA 530'un XRISM ve Athena simülasyonları

Şekil 3.13'de gelecek nesil X-ışın uydularına ait simüle edilmiş tayflar görülmektedir. Bu tayflarda, yeni nesil X-ışın uydularının sağlayabileceği katkılar açıkça görülebilmektedir. Örneğin, Şekil 3.12'de verilen *Suzaku* tayfında, az sayıda veri görülürken; simülasyonlardaki verinin daha fazla olduğu fark edilebilmektedir. Bunun önemi, daha fazla sayıdaki veriye uygulanan modellerin daha tutarlı ve kesin sonuçlar verebilmesidir. Yani, az sayıda veriyi birden fazla model istatistiksel olarak iyi temsil edebilmekteyken, veri sayısının fazla olması durumunda ufak detayların katkılarıyla tek modelin daha uyumlu sonuçlar verdiği görülebilmekte ve bu sayede de kaynaktan gelen X-ışınlarının kökeni ve X-ışını veren kaynağın kendisi daha iyi anlaşılabilir.

Şekil 3.13'deki her iki tayftan da görülebileceği üzere, N (0.4–0.65 keV), O (0.55–0.85 keV), Ne (0.9–1.3 keV), Mg (1.3–1.85 keV), Si (~1.8 keV), S (~2.5 keV) ve Fe (~6.5 keV) çizgileri, gelecek nesil X-ışın uydularına ait enstrümanların yüksek enerji çözünürlükleri sayesinde iyi bir şekilde çözümlenmiştir. Bu çizgiler, ışımanın ısısal bir plazmadan geldiğine işaret eder. Ayrıca, element çizgilerinin bolluk değerlerinin ölçülmesi ile yıldız nükleosentezinin takip edilmesi/izlenmesi de mümkündür. Ölçülen bolluklar ile, patlayan yıldızın kütlesi ve patlama türü gibi bilgiler elde edilebilmektedir. Jiang vd. (2007), patlama türünün çekirdek çöküş süpernovası ve patlayan yıldızın ise 8–12 $M_{\odot}$ kütleli olduğu sonucuna varmışlardır. Bocchino vd. (2008) ise, GD bölgesi için *XMM-Newton* veri analizleri ile bir PWN senaryosunu araştırmışlardır. Analiz sonuçları, kalıntıdan gelen tayfa ısısal, ısısal olmayan ve bu ikisinin birleşimini içeren modelin uyum sağladığını göstermiştir. Isısal olmayan modelin de veri ile iyi bir uyum göstermesi, yazarları PWN senaryosunun göz ardı edilemeyeceği sonucuna götürmüştür. Bu tez çalışmasında, arka plan analizi yapıp, *Suzaku*/XIS verileri kullanılmıştır ve bu durumda da aynı sonuçlar elde edilmiştir. Özetle, DA 530'un patlama kökeni belirsizliğini korumaktadır. Yüksek çözünürlüklü *XRISM*/Resolve ve *Athena*/X-IFU simülasyonları bu belirsizliği gidermek için, yukarıda anlatılan sebeplerden dolayı, önemli bir araç olabilmektedir. Gelecek nesil X-ışın uyduları ile O, Mg, Si, S, Ar, Ca, Mn, Cr ve Fe gibi metallerin bolluklarını yüksek doğruluk ile ölçüp, patlama kökenine dair yorumlar geliştirilebilecektir.

4.2. CTB 37A

Bu tez çalışmasında, CTB 37A kalıntısının *Suzaku*/XIS verisinin tayfsal analizi yapılmıştır. *Chandra* X-ışın uydusu ile tespit edilen iki kaynak analizlerden çıkarılmıştır ve arka plan modellemesi yapılmıştır. Elde edilen sonuçlara göre, kalıntının X-ışın tayfına iki ayrı model iyi uyum sağlamaktadır (Çizelge 3.7): iki dengede olmayan plazma modeli ve YB plazma ile şoklanmış plazmadan oluşan bir model.

Si ve S bolluklarının Güneş'ten fazla olduğu $N_H \sim 4.11 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ soğurma kolon yoğunluklu ve $kT_e \sim 3.41$ ve 0.66 keV sıcaklıklarına sahip dengede olmayan iki

sıcaklıklı plazma modeli X-ışın tayfını iyi bir şekilde temsil etmiştir. Ancak, tayfta Si ve S elementlerinin RRC'sinden kaynaklanan 1.5–3 keV enerji aralığındaki testere dişlerine benzer yapılar görülmüştür. Bu da modelin istatistiksel olarak uyumlu olsa bile tayfta çözümlenebilen yapıları iyi temsil edemediğini gösterir. Bu sebeple, ana model olarak *vpshock+vvrnei* modeli benimsenmiştir.

Si~2.4 ve S~1.8 bolluklarına sahip, iki elektron sıcaklıklı ($kT_e \sim 5.7$ ve 0.48 keV) plazma modeline bakıldığında ise, testere dişine benzer yapılar giderilmiş olup, tayf istatistiksel olarak iyi modellenmiştir. *vpshock* modeli yüksek elektron sıcaklık değeri verip, bir yandan da yüksek element bollukları göstermiştir. *Suzaku* tayfının 0.3–1.0 keV aralığında çok az sayıda foton/veri bulunması nedeniyle bu aralık modellemeye dahil edilmemiştir. Bunun sonucu olarak, 1–1.2 keV aralığında uyumsuzluk görülebilmektedir. Bu, ayrıca, yüksek soğurma kolon yoğunluğuna veya bu çalışmadaki gibi yüksek elektron sıcaklığına sebep olabilmektedir. Tayfin düşük enerji bandını temsil edebilmek için, daha yüksek çözünürlüklü tayflara gerek duyulmaktadır.

4.2.1. X-ışın yayan YB plazmanın fiziksel özellikleri

Bu bölümde hesaplanacak parametreler ve elde edilecek bulgular, ana model olarak benimsenen YB plazmaya aittir. YB plazmanın *vvrnei* modeli ile ortaya çıkarılan fiziksel özelliklerini araştırmak için, bu çalışmada, Yamauchi vd. (2014) makalesindeki $d = 10$ kpc uzaklığı benimsenmiştir.

$R = 4'.3$ çaplı dairesel bir bölgeden X-ışın tayfı alınmıştır. Bu bölge, tüm SNK'yı kapsamaktadır. Dolayısıyla, SNK'nın hacmi $V \sim 2.4 \times 10^{59} f d_{10}^3 \text{ cm}^3$ olarak hesaplanmıştır. Burada d_{10} , 10 kpc uzaklığını temsil etmektedir. Tamamen iyonize olmuş plazma kabulü yapılarak ve Denklem 8.95 kullanılarak, elektron yoğunluğu $n_e \sim 1.1 f^{-1/2} d_{10}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$ bulunur. Farklı olarak arka plan modellemesi yapılmış ve güncel *vvrnei* modeli ile modellenmiş tayftan elde edilen bu sonuç, Sezer vd. (2011) ve Yamauchi vd. (2014)'nin bulduğu elektron yoğunlukları ile tutarlıdır. Bu değer, tipik bir SNK'nın elektron yoğunluğu değeridir ($\sim 1 \text{ cm}^{-3}$; Vink 2012, 2020).

SNK'nın yaşını hesaplamak için ise, modelden elde edilen iyonlaşma zaman ölçeği Denklem 8.96'da kullanılmıştır ve yaş $t \sim 2 \times 10^4 f^{1/2} d_{10}^{1/2}$ yıl olarak bulunmuştur. Bu yaş, hem Sezer vd. (2011)'in modelden hesapladığı yaş ile ($\sim 3 \times 10^4$ yıl) hem de Yamauchi vd. (2014)'ün hesapladığı dinamik yaş ($\sim 2.4 \times 10^4$ yıl) ile tutarlıdır. Ek olarak, Yamauchi vd. (2014)'ün SPEX yazılımındaki *nei j* YB plazma modelinden hesapladığı yeniden birleşme zamanı olan $4.2 \times 10^4 f^{1/2} d_{10}^{1/2}$ yıl, bu çalışmada *vvrnei* modelinden hesaplanan yaş değeri ile tutarlıdır. Bulunan bu yaş, CTB 37A'nın orta yaşlı bir KM SNK olduğuna işaret etmektedir. Bu bilgilerden, SNK'nın başlangıçta 3 keV yüksek sıcaklığa sahip ve tamamen iyonize bir halde olduğu ve $\sim 2 \times 10^4 f^{1/2} d_{10}^{1/2}$ yıl sonra ~ 0.48 keV sıcaklığına düştüğü, ve böylece plazmanın bir YB aşamasına geçtiği söylenebilir. Bu sı-

caklık düşüşünün hangi mekanizma ile gerçekleştiğini keşfetmek için, t_{cond} parametresi hesaplanarak yorum yapılabilmektedir (bakınız Bölüm 5.2.).

Son olarak, X-ışın yayan gazın toplam kütlesi Denklem 8.97 kullanılarak $M_X \sim 222 f^{1/2} d_{10}^{5/2} M_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır. Bu değer, kalıntıdan gelen X-ışın tayfinin hem ejekta hem de süpürülmüş YAO maddesinden kaynaklandığını gösterir.

4.2.2. CTB 37A'nın *XRISM* ve *Athena* simülasyonları

Şekil 3.17'de CTB 37A'nın *XRISM* ve *Athena* simülasyonları verilmiştir. Bu simülasyonlarda, 0.3–0.7 keV enerji aralığında veri bulunmamaktadır. 0.7 keV'den büyük enerjilerde ise, veri bulunmakta, hatta ~ 0.7 keV civarında O elementinin çizgi salması görülmektedir. *Suzaku* tayfında 1–1.2 keV civarında görülen model ile veri arasındaki sapma, bunun gibi çizgilerin çözümlenememiş olmasından veya 1 keV'den düşük enerji bandında veri olmamasından kaynaklanabilir. Böylece, yüksek çözünürlüklü X-ışın tayflarının gerekliliği yeniden anlaşılabilmektedir.

Şekil 3.17'deki yüksek çözünürlüklü tayflara bakıldığında, pek çok elementin salma çizgilerinin çözümlendiği görülebilmektedir. Bu çizgiler bulundukları enerjilere göre, N (0.4–0.65 keV), O (0.55–0.85 keV), Ne (0.9–1.3 keV), Mg (1.3–1.85 keV), Si (~ 1.8 keV), S (~ 2.5 keV), Ar (~ 3.3 –4 keV) ve Fe (~ 6.5 keV) elementlerinin çizgileri olarak tanımlanabilir. Bu elementlerin bolluk değerlerinin hassas bir şekilde ölçülmesi ile SNK'nın hangi patlama türünde olduğu bulunabilir. Ayrıca, bu tez çalışmasında *Suzaku* X-ışın tayfına iyi uyum sağlayan iki farklı model bulunmuştur. Daha fazla foton sayımının olması ve tayftaki küçük detayların da (örneğin RRC'ler) ortaya çıkarılması ile, bu tayflara uygulanan modellerden hangisinin tayfı daha iyi temsil ettiği de ortaya çıkabilir.

Simülasyonlarda, 6.4 keV'de görülen nötr Fe atomlarının floresans çizgi salması, şimdiye kadar pek çok SNK'da tespit edilmiştir (Sato vd. 2014; Sato vd. 2016; Bamba vd. 2018; Nobukawa vd. 2018; Saji vd. 2018; Nobukawa vd. 2019). Makino vd. (2019) bu çizgi salmasına sebep olan mekanizmanın ivmelendirilmiş düşük enerjili kozmik ışın parçacıklarının yakınlardaki MB veya YAO gazı ile etkileşmenin bir sonucu olduğunu bildirmişlerdir. Ayrıca, kalıntının Galaktik düzlemde bulunması nedeniyle arka plan katkısı yapan GRXE'nin de Fe çizgi salmalarına katkısı olmaktadır. He benzeri Fe iyonlarının 6.68 keV enerjideki K kabuğu ışıması da bazı SNK'larda tespit edilmiştir (Yamaguchi vd. 2014). Bu salma çizgisi, ortamda $kT_e \gtrsim 1$ keV sıcaklıklı bir plazmanın varlığına işaret etmektedir. Bu bilgi kullanılarak, literatürde tespit edilememiş, X-ışın tayflarında çözümlenememiş bir $\gtrsim 1$ keV elektron sıcaklıklı plazma araştırması da yapılmaktadır (örneğin, Shimaguchi vd. 2022).

4.3. 3C 391

SNK 3C 391, radyo frekanslarında KB'den GD'ye doğru bir yayılma morfolojisi göstermektedir (Reynolds ve Moffett 1993). Bu morfolojik özelliğin yanı sıra, GD ve GB sınırlarında iki adet mazer noktası tespit edilmiştir (Frail vd. 1996). Bu özellikler dikkate alındığında, kalıntının homojen olmayan bir YAO'da genişlediği ve bu sebeple de *Suzaku*/XIS X-ışın tayfını iki ayrı bölgeden (KB ve SE bölgeleri) almanın faydalı olacağı fikri benimsenmiştir. Yapılan X-ışın analizleri göstermiştir ki; bu iki ayrı bölgeyi farklı bir bileşen içeren YB plazma model kombinasyonları iyi bir şekilde temsil edebilmektedir.

Ergin vd. (2014) ve Sato vd. (2014) *Suzaku*/XIS verisini kullanarak, 3C 391'de YB plazma keşfetmiştir. Ergin vd. (2014) Si ve S'nin RRC'lerinin keşfini duyururken, Sato vd. (2014) SPEX yazılımında *nei j* modelini kullanarak YB plazmanın varlığını göstermiştir. Bu tez çalışmasında, önceki iki çalışmadan farklı olarak en güncel YB plazma modeli olan *vvrnei* modeli kullanılmıştır. Analizlerde, kalıntının $d=7.2$ kpc uzaklığında olduğu kabul edilmiştir.

4.3.1. KB bölgesi

3C 391'in *Chandra* X-ışın görüntüsüne (Şekil 3.18) bakıldığında KB bölgesinin GD bölgesine göre daha az yoğun bir ışımaya sahip olduğu görülebilmektedir. KB bölgesinden alınan tayfi en iyi temsil eden model, bir şoklanmış NEI plazma modeli ile YB plazma modelidir. YB plazmanın en iyi fit parametrelerine bakıldığında, bu plazmanın $kT_e \sim 0.28$ keV elektron sıcaklığı ve $kT_{\text{init}} \sim 3$ keV başlangıç sıcaklığına sahip, Mg bolluğu Güneş'tekinden biraz daha fazla ve geriye kalan elementlerinki ise Güneş bolluklarında olduğu görülmektedir (Çizelge 3.9). YB plazmanın iyonizasyon zaman ölçeği, $\sim 8 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$ yüksek bir değerdedir. Bu değer ile birlikte düşük element bollukları göz önüne alındığında, plazmanın iyonizasyon denge durumuna (CIE) yaklaştığı söylenebilir. Önceki iki *Suzaku* çalışmasında da bu bölge için bulunan iyonizasyon zaman ölçeği, bu tez çalışmasındaki değerden daha büyüktür. İyonizasyon zaman ölçeği ile plazmanın yaşı arasında doğru orantılı bir ilişki bulunduğu unutulmamalıdır. Öte yandan, şoklanmış plazma modeli ise YAO'nun homojen olmadığını ve patlama ve/veya yayılma ile ortamdaki plazmanın dengede olmayan duruma geçtiği anlaşılabilmektedir. Plazmadaki yüksek sıcaklık (~ 3 keV) ve düşük iyonizasyon yaşı ($\sim 4.3 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$) fiziksel olarak uygun bir sonuçtur.

KB bölgesindeki X-ışın yayan YB plazmanın fiziksel özellikleri

Kalıntının KB bölgesini temsil etmek için, Şekil 3.19'de gösterilen beyaz renkli elips kullanılmıştır. Eliptik bölgenin alanı $\pi \times 2'.4 \times 1'.7 = 12.8 \text{ arcmin}^2$ olarak hesaplanır. Bu alan, $3.1 \times 10^{40} \text{ cm}^2$ 'ye eşittir. Daha sonra, 7.2 kpc uzaklığı için hacim $V = (3.1 \times 10^{40})^{3/2} = 5.5 \times 10^{60} \text{ f} d_{7.2}^3 \text{ cm}^3$ olarak bulunur. Tamamen iyonize olmuş plazma kabulü altında, Denklem 8.95 kullanılarak elektron yoğunluğu $n_e \sim 0.44 \text{ f}^{-1/2} d_{7.2}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$

olarak bulunur. Bulunan bu değer, önceki iki *Suzaku* çalışmasından elde edilen elektron yoğunluğu değerlerinin yarısı kadardır. Çünkü önceki çalışmalarda bulunan değerler, tüm kalıntı için hesaplanmıştır.

Elektron yoğunluğu bulunduktan sonra, Denklem 8.96 kullanılarak, SNK'nın yaşı $\sim 6 \times 10^4 f^{1/2} d_{2.2}^{1/2}$ yıl olarak hesaplanır. Bulunan yaş değeri, önceki iki *Suzaku* çalışmasında bulunan yaş değerleri ile tutarlıdır. Bu sonuç, başlangıçta 3 keV sıcaklığında olan tamamen iyonize plazmanın $\sim 6 \times 10^4 f^{1/2} d_{2.2}^{1/2}$ yıl sonra, ani olarak ~ 0.28 keV sıcaklığına düştüğünü ve bu sebeple de plazmadaki elektronların yeniden birleşmeye başladığını gösterir.

KB bölgesindeki X-ışın yayan plazmanın toplam kütesini hesaplayabilmek için Denklem 8.97 kullanılırsa, $M_X \sim 2 \times 10^3 f^{1/2} d_{10}^{5/2} M_\odot$ değeri elde edilir. Elde edilen bu değer, X-ışın yayan kütleinin sadece ejektadan değil, çok miktarda süpürülmüş YAO maddesinden de kaynaklandığına işaret etmektedir.

4.3.2. GD bölgesi

GD bölgesinden alınan X-ışın tayfı, $kT_e \sim 1.94$ keV elektron sıcaklıklı `vmekeal` modeli ve $kT_e \sim 0.39$ keV elektron sıcaklığı ve $kT_{\text{init}}=3$ keV (sabitlenmiş) başlangıç sıcaklığına sahip bir `vvrnei` modeli ile yeniden üretilebilmiştir. İki model için de element bolluklarının yaklaşık olarak Güneş bollukları ile aynı olduğu görülebilmektedir (Çizelge 3.10). YB plazma için modelden elde edilen iyonizasyon zaman ölçeği, $\sim 1.29 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$ olarak bulunmuştur. Bu değer, plazmanın iyonizasyon dengesine ulaşmaya çok yakın olduğunu göstermektedir.

GD bölgesindeki X-ışın yayan YB plazmanın fiziksel özellikleri

SNK'nın GD bölgesi, Şekil 3.19'de mavi renkli elips ile gösterilmiştir. Eliptik bölgenin alanı $\pi \times 2'.2 \times 1'.6 = 11.1 \text{ arcmin}^2$ ve bu $2.7 \times 10^{40} \text{ cm}^2$ 'ye denk gelir. Bu bölgenin hacmi, $V = (2.7 \times 10^{40})^{3/2} \sim 4.4 \times 10^{60} f d_{7.2}^3 f d_{7.2}^3 \text{ cm}^3$ 'tür. Bu bilgi kullanılarak, elektron yoğunluğu $n_e \sim 0.35 f^{-1/2} d_{7.2}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$ olarak bulunur. Bu değer ile KB bölgesindeki elektron yoğunluğunun toplamı $n_{\text{eT}} = 0.79 f^{-1/2} d_{7.2}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$ 'tür. Bu değer, önceki iki *Suzaku* çalışmasında tüm bölge için bulunan elektron yoğunluğu değeri ile tutarlıdır.

$\tau = n_e t$ formülü kullanılırsa, GD bölgesindeki YB plazmanın yaşı $t \sim 12 \times 10^4 f^{1/2} d_{2.2}^{1/2}$ yıl olarak bulunur. Bu değer, GD bölgesindeki plazmanın KB bölgesindeki plazmaya göre daha yaşlı olduğunu gösterir.

Son olarak, SNK'nın GD bölgesindeki X-ışın yayan plazmanın toplam kütesi $M_X \sim 1.2 \times 10^3 f^{1/2} d_{10}^{5/2} M_\odot$ olarak bulunur. SNK'nın tümünden gelen X-ışını yayan kütle ise, GD ve KB bölgelerindeki M_X 'in toplanması ile $\sim 3.2 \times 10^3 f^{1/2} d_{10}^{5/2} M_\odot$ olarak hesaplanır. Böylece, kalıntının YAO'da büyük miktarlarda madde süpürdüğü söylenebilir.

mehtedir.

4.3.3. 3C 391'in *XRISM* ve *Athena* simülasyonları

Şekil 3.21 ve 3.22'de 3C 391 kalıntısının sırasıyla KB ve GD bölgelerinin *XRISM* ve *Athena* simülasyonları verilmiştir.

KB bölgesinin 0.6–10.0 keV enerji aralığındaki simülasyon tayfında çok sayıda salma çizgisi görülmektedir. Bu tayfta, N (0.4–0.65 keV), O (0.55–0.85 keV), Ne (0.9–1.3 keV), Mg (1.3–1.85 keV), Si ($\sim$ 1.8 keV), S ($\sim$ 2.5 keV), Ar ($\sim$ 3.3–4 keV) ve Fe ($\sim$ 6.5 keV) çizgileri çözümlenmiştir. Fe çizgi salmaları tıpkı CTB 37A'nın simülasyonlarında açıklandığı gibi kalıntılar için önemli bilgilere işaret etmektedir.

GD bölgesinin *XRISM* ve *Athena* simülasyonlarında ise, KB bölgesindeki elementler ile benzer elementlerin izleri görülmüştür. Fe çizgilerine bakıldığında, KB bölgesinde yalnızca 6.5 keV civarında çizgiler görülürken bu bölgede $\sim$ 6.5–8.2 keV enerji aralığındaki Fe çizgileri çözümlenmiştir ve 6.4 keV'deki Fe çizgi salmasının KB'ye göre daha bol olduğu görülmektedir. Bu, mazerlerin ve moleküler çizgilerin tespiti ile öne sürülen MB ile etkileşimin varlığı fikrini destekler.

3C 391'in patlama kökeni, Chen vd. (2004) tarafından $\sim 25 M_{\odot}$ kütleli bir çekirdek çöküş SN olarak belirlenmiştir. Sato vd. (2014) ise, kalıntının 10–20 $M_{\odot}$ kütleli bir ata yıldızın patlaması ile oluştuğunu bulmuşlardır. Bu patlama kökeni tahminleri, X-ışın tayfindan ölçülen element bolluklarının, teorik modellerden hesaplanan bolluklar ile kıyaslanmasından elde edilmiştir. Dolayısıyla bir kalıntının kökenini daha doğru bir şekilde ölçebilmenin yolu, element bolluklarını daha yüksek hassasiyet ile ölçmektir.

5. SONUÇLAR

Tez kapsamında elde edilen sonuçlar aşağıda iki bölüm altında verilmiştir. Bölüm 5.1.'de DA 530, CTB 37A ve 3C 391 kalıntılarının *Suzaku* X-ışın analizlerinden elde edilen sonuçlar, *Athena* ve *XRISM* simülasyon sonuçları ile birarada sunulmuştur. Bölüm 5.2.'de ise CTB 37A ve 3C 391 kalıntılarında YB plazmanın oluşum mekanizması ile ilgili ulaşılan sonuçlar verilmiş, bu sonuçlar diğer KM SNK'larla genel bir değerlendirme tablosu ile karşılaştırılmıştır.

5.1. DA 530, CTB 37A ve 3C 391'in X-ışın Özellikleri

Bu tez çalışmasında, Galaktik KM SNK'lar olan DA 530, CTB 37A ve 3C 391'in *Chandra* görüntü analizleri, *Suzaku* görüntü ve tayf analizleri ve gelecek nesil X-ışın uyduları olan *XRISM* ve *Athena*'nın simülasyonları yapılmıştır.

X-ışını dalga boylarında sönük olan ve yüksek Galaktik enlemlerde bulunan SNK DA 530'un arka plan katkısı çıkarılmış *Suzaku* X-ışın tayfi analiz edilmiştir. SNK'nın X-ışın tayfinin az sayıda nokta veri içerdiği ve SNK'ya üç farklı modelin iyi bir şekilde uyum sağladığı görülmüştür. Kalıntının tayfini temsil eden modeller; bir ısısal model olan $kT_e \sim 2.2$ keV sıcaklığına sahip v_{pshock} modeli, ısısal olmayan modellerden biri olan $\Gamma \sim 1.88$ foton indeksli PL modeli ve $kT_e \sim 2.2$ keV elektron sıcaklıklı ısısal ve $\Gamma \sim 1.96$ foton indeksli ısısal olmayan modellerin kombinasyonu olan $v_{\text{pshock}} + \text{PL}$ modelidir. Bu sonuçlar, tayfsal analizi yapılan bölgeden gelen X-ışınlarının bir PWN'e ait olduğu görüşünün göz ardı edilemeyeceğini gösterir. Element bollukları incelendiğinde Güneş ile aynı veya Güneş'tekinden daha az ($\text{Ne}=0.72^{+0.27}_{-0.17}$, $\text{Mg}=0.21^{+0.26}_{-0.13}$, $\text{Si}=0.98^{+0.22}_{-0.35}$ ve $\text{S}=0.24^{+0.19}_{-0.12}$ solar) bollukların olduğu bulunmuştur. v_{pshock} modelini referans alarak hesaplanan plazmanın fiziksel parametrelerinden, DA 530'un düşük yoğunluklu ($\sim 0.23 f^{-1/2} d_{2.2}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$) bir ortamda genişleyen ve genç ($\sim 3.2 f^{1/2} d_{2.2}^{1/2} \text{ kyr}$) bir SNK olduğu doğrulanmıştır. SNK'nın düşük X-ışın yayan toplam kütle değeri ($\sim 1.29 f^{1/2} d_{2.2}^{5/2} M_{\odot}$) ve görece büyük açısal çapı ($27' \times 20'$), kalıntının düşük yoğunluklu bir ortamda genişlediğini göstermektedir. Bu çalışmada yapılan *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU* X-ışın uydusu simülasyonları, sönük bir SNK olan DA 530'un gelecek nesil X-ışın uyduları ile daha iyi anlaşılabilmesine işaret etmektedir. Simülasyonlarda N'den Fe'ye pek çok elementin çizgi salmaları açık bir şekilde çözümlenmiştir. Böylece, kalıntının gelecek nesil X-ışın uyduları ile gözlenmelerinin DA 530'un plazmasının fiziksel özelliklerinden patlama kökenine kadar pek çok bilgiyi sağlayacağı söylenebilir.

Bu çalışmada diğer bir Galaktik KM SNK olan CTB 37A'nın arka plan ışıması modellenmiş ve *Suzaku* X-ışın tayf analizi yapılmıştır. SNK tayfi incelendiğinde iki ayrı model kombinasyonunun fiziksel ve istatistiksel olarak mümkün olabileceği görülmüştür. Bu modellerden ilki, $kT_e \sim 5.7$ keV sıcaklıklı v_{pshock} ile $kT_e \sim 0.48$ keV elektron sıcaklığına ve $kT_{\text{init}} \sim 3$ keV başlangıç sıcaklığına sahip v_{vrnei} model kombinasyo-

nudur. Yüksek elektron sıcaklığına sahip *vpshock* modelinin Si ve S elementlerinin Güneş'tekinden fazla olduğu bolluklara ($\text{Si}=2.36^{+0.64}_{-0.59}$ ve $\text{S}=1.77^{+0.49}_{-0.38}$ solar) sahip olduğu bulunmuştur. Düşük iyonizasyon zaman ölçeği, yaş ve element bollukları plazmanın fiziksel geçerliliğini gösterirken, 1 keV'tan düşük enerji bandındaki verilerin az olmasının da yüksek elektron sıcaklığına sebep olabileceği sonucuna varılmıştır. Diğer model ise, biri $kT_e \sim 3.4$ keV ve diğeri $kT_e \sim 0.66$ keV elektron sıcaklığına sahip *vnei+vnei* modelidir. Bu model kombinasyonunda bulunan element bollukları ise $\text{Si}=1.70^{+1.69}_{-1.31}$ ve $\text{S}=1.77^{+1.69}_{-0.38}$ Güneş bolluğu değerindedir. *vnei+vnei* modelinin 1.5–3 keV enerji aralığındaki RRC'lerden kaynaklanan testere dişine benzer yapıları giderememesi nedeniyle temel model olarak YB modeli seçilmiştir. Kalıntının $n_e \sim 1.1 f^{-1/2} d_{10}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$ elektron yoğunluklu orta yaşlı ($t \sim 2 \times 10^4 f^{1/2} d_{10}^{1/2}$ yıl) bir KM türü SNK olduğu bulunmuştur. Hesaplanan X-ışın yayan toplam kütle ($M_X \sim 222 f^{1/2} d_{10}^{5/2} M_\odot$) kalıntının yoğun bir homojen ortamda genişlediğine işaret etmektedir. Kalıntının *XRISM* ve *Athena* simülasyonlarında N (0.4–0.65 keV), O (0.55–0.85 keV), Ne (0.9–1.3 keV), Mg (1.3–1.85 keV), Si (~ 1.8 keV), S (~ 2.5 keV), Ar (~ 3.3 –4 keV) ve Fe (~ 6.5 keV) element çizgileri açık bir şekilde görülmüştür. 6.4 keV Fe çizgisi, bu simülasyonlarda açıkça görülebilmektedir.

Son olarak, KM SNK 3C 391'in KB ve GD bölgelerinin X-ışın arka planı modellenmiş ve arka planı çıkarılmış *Suzaku* X-ışın tayfi analiz edilmiştir. KB bölgesinin X-ışın tayfi, $kT_e \sim 0.28$ keV ve $kT_{\text{init}} \sim 3$ keV sıcaklıklı bir *vvrnei* ile $kT_e \sim 3$ keV elektron sıcaklıklı *vpshock* modelinin toplamı ile açıklanabilmektedir. YB plazmanın yaklaşık Güneş bolluklarında Mg ve Si elementlerine ve Güneş'tekinden düşük S bolluğuna sahip olduğu bulunmuştur. YB plazmanın yüksek iyonizasyon zaman ölçeği ($\tau \sim 8 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$) ve düşük elektron sıcaklığı, plazmanın CIE durumuna yaklaştığını göstermektedir. GD bölgesinin X-ışın tayfini ise, $kT_e \sim 0.39$ keV ve $kT_{\text{init}} \sim 3$ keV sıcaklıklı bir *vvrnei* ile $kT_e \sim 1.94$ keV elektron sıcaklıklı *vmekal* modelinin toplamıyla sunulmuştur. GD bölgesindeki bu YB plazmanın iyonizasyon zaman ölçeği ($\tau \sim 12.9 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$), SNK plazmasının neredeyse CIE durumunda olduğunu göstermektedir. Kalıntının toplam elektron yoğunluğu $n_{eT} \sim 0.89 f^{-1/2} d_{10}^{-1/2} \text{ cm}^{-3}$ 'tür. Kalıntının KB ve GD bölgelerindeki plazma yaşları, sırasıyla, $\sim 12 \times 10^4 f^{1/2} d_{2.2}^{1/2}$ ve $\sim 12 \times 10^4 f^{1/2} d_{2.2}^{1/2}$ yıl olarak bulunmuştur. Bu tez çalışmasında son olarak KB ve GD bölgelerinin *XRISM* ve *Athena* X-ışın uydu simülasyonları sunulmuştur. KB bölgesinde N (0.4–0.65 keV), O (0.55–0.85 keV), Ne (0.9–1.3 keV), Mg (1.3–1.85 keV), Si (~ 1.8 keV), S (~ 2.5 keV), Ar (~ 3.3 –4 keV) ve Fe (~ 6.5 keV) elementlerinin çizgileri görülürken; GD bölgesinde, bu element çizgilerine ek olarak Fe'nin 6.4–8.8 keV enerji aralığındaki çizgi salmaları da çözümlenmiştir. Ayrıca, GD bölgesindeki 6.4 keV Fe çizgi salmasının KB'dekine göre daha kuvvetli olduğu da simülasyonlardan görülmektedir.

5.2. CTB 37A ve 3C 391 Kalıntılarında YB Plazmanın Oluşum Mekanizması

SNK'larda YB plazmanın oluşum mekanizması ile ilgili öne çıkan iki teorik model bulunmaktadır. Bu iki model 3C 391 ve CTB 37A kalıntıları için aşağıda tartışılmıştır.

(i) Isısal iletim modeli: Her iki kalıntı için de ısısal iletim zaman ölçeği t_{cond} değeri hesaplanmıştır. Isısal iletimden dolayı, elektron soğuması söz konusu ise, Spitzer (1962)'ye göre ısısal iletim zaman ölçeği, Denklem 5.1 ile elde edilir.

$$t_{\text{cond}} \approx kn_e l_T^2 / \kappa \sim 56(n_e / 1 \text{ cm}^{-3})(l_T / 10 \text{ pc})(kT / 0.6 \text{ keV})^{-5/2}(\ln \Lambda / 32) \text{ kyr} \quad (5.1)$$

Burada n_e elektron yoğunluğu, l_T sıcaklık gradyeninin uzunluk ölçeği, k Boltzmann sabiti, κ hidrojen plazmasının ısısal iletkenliği, ve $\ln \Lambda$ Coulomb logaritmasıdır. Sıcaklık gradyeninin uzunluk ölçeği ise, $l_T = d \times R$ cm eşitliği ile hesaplanmaktadır. Bu denklemdeki R , SNK'nın çapıdır. Coulomb logaritması ise, $\ln \Lambda = 32 - \ln[n_e^{1/2}(kT_e^{-1})]$ eşitliği kullanılarak bulunmaktadır.

Her iki kalıntı için de ısısal iletim zaman ölçekleri hesaplanmıştır ve bu değerler kalıntıların yaşı ile kıyaslanmıştır. Isısal iletim zaman ölçeği değerlerinin, kalıntının yaşından büyük olması, ısısal iletim mekanizmasının bu kalıntı için geçerli olmadığını gösterir. Diğer durumda ise, ısısal iletim modelinin olasılığı göz önüne alınmaktadır. CTB 37A için hesaplanan $t_{\text{cond}} \sim 3700$ kyr'dır. Bu değer kalıntının yaşından (6–30 kyr) yaklaşık 100 kat daha büyük olduğundan, CTB 37A için bu mekanizmanın olası olmadığı anlaşılmaktadır. 3C 391 için ise, KB ve GD bölgeleri için, sırasıyla, $t_{\text{cond}} \sim 344$ ve 345 kyr olarak hesaplanmıştır. Bu değerlerin SNK'nın yaşı ile kıyaslanmasıyla, ısısal iletim modelinin 3C 391'deki YB plazmanın oluşum kökenini açıklamadığı görülmektedir.

(ii) Seyrelme modeli: Bu modele göre; SNK'nın çevresinde homojen olmayan bir ortam söz konusudur, diğer bir deyişle; SNK'nın çevresinde farklı elektron yoğunluğuna sahip ortamlar vardır. Örneğin; bir SNK'nın doğu ve batı kısmında farklı elektron yoğunluğuna sahip bir ortam varsa; SNK yoğunluğun az olduğu bölgeden daha çok genişleyecektir. Bu da ilgili bölgedeki plazmada hızlı bir elektron soğumasına neden olur. Elektron soğuması ise YB plazmayı oluşturur.

Hesaplanan elektron yoğunluklarının, en iyi modellerden elde edilen iyonizasyon yoğunluklarına bölünmesiyle YB yaşı t_{recomb} elde edilir. Elde edilen bu yaş değeri ile SNK'nın yaşının kıyaslanması, modelin SNK'daki YB plazmanın kökeni hakkında yorum yapma olanağı sağlar; bulunan değerler, birbirleri ile aynı mertebede ise, YB plazmanın seyrelme ile oluştuğu yorumu yapılabilir.

CTB 37A ve 3C 391 için t_{recomb} hesaplamaları, Bölüm 8'de yapılmıştır. CTB 37A için bulunan $t_{\text{recomb}} \sim 20$ kyr yaşı, SNK'nın yaşı (~ 25 kyr) ile tutarlıdır. Bu sebeple, CTB 37A'daki YB plazmanın kökeninin seyrelme modeli olduğu söylenebilir. Diğer yandan,

3C 391 için ise, KB ve GD bölgeleri için bu inceleme yapılmıştır. Literatürdeki en güncel yaş hesabına (Leahy ve Ranasinghe 2018) göre, 3C 391 ~ 9 kyr yaşındadır. Böylece, KB bölgesi için $t_{\text{recomb}} \sim 60$ kyr olarak hesaplanan bu değer, kalıntının yaşından yaklaşık 7 kat daha büyüktür. GD bölgesi için ise, hesaplanan $t_{\text{recomb}} \sim 120$ kyr'dır; bu da kalıntının yaşından yaklaşık 13 kat daha büyüktür. Böylece, kalıntının KB ve GD bölgelerindeki YB plazmanın kökenini açıklamada seyrelme modelinin de başarısız olduğu görülmektedir.

Sonuç olarak, CTB 37A için $vvrnei$ modelinin sağladığı t_{recomb} yaşı ile SNK'nın yaşının kıyaslanması seyrelme modelinin bu kalıntıdaki YB plazmanın oluşum mekanizmasını açıklayan model olduğunu göstermektedir. Yamauchi vd. (2014), $nei j$ modelinin parametreleri ile hesapladığı YB yaşını, SNK'nın dinamik yaşı ile tutarlı bulmuştur ve böylece, CTB 37A'daki YB plazmanın kökenini açıklayabilmek için seyrelme modelini önermiştir. Bu tez çalışmasında $vvrnei$ modeli kullanılarak yapılan analizler, bu sonucu desteklemektedir.

Ergin vd. (2014), 3C 391'deki YB plazmayı $vnei+RRC$ modelini kullanarak keşfetmişlerdir. $vnei$ modelinde τ_{recomb} parametresi olmadığı için, bir kıyaslama yapamamışlardır. Ergin vd. (2014), KB bölgesinde, SNK kabuğuna göre yoğun ve soğuk olan MB'ler ile etkileşim sonucunda elektronların soğuduğunu, yani ısısal iletim yolu ile YB plazmanın oluştuğunu önermiştir. GD bölgesinde ise, SN patlama dalgasının seyrek YAO boyunca genişleyip, elektron sıcaklıklarının ise adyabatik soğuma mekanizması ile düşmesini, yani seyrelme ile YB plazmanın oluştuğunu önermişlerdir. Sonuçlarında, her iki mekanizmanın da baskın olabileceğini bildirmişlerdir. Sato vd. (2014) ise, $nei j$ modelini kullanarak, 3C 391'deki YB plazmanın varlığını onaylamıştır. Yazarlar, ısısal iletim modelini test etmek için t_{cond} parametresini hesaplamışlardır. Buldukları değer, SNK yaşının iki katından daha büyük olması nedeniyle ısısal iletim modelinin YB plazmanın kökeni açıklayabilecek mekanizma olamayacağını göstermişlerdir. Daha sonra $nei j$ modelinin sağladığı τ_{recomb} parametresi ile, YB yaşını hesaplamışlardır. Yazarlar, elektron yoğunluğu ($n_e \sim 0.9 \text{ cm}^{-3}$) ve YB iyonizasyon zamanını ($\tau \sim 1.4 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$) oranlayarak ($t = n_e/\tau$), SNK'nın YB yaşını $\sim 6.5 \times 10^3$ yıl olarak hesaplamışlardır. Bu değeri Chen ve Slane (2001)'in hesapladığı yaş (1.7×10^4 yıl) ile kıyaslamışlardır. Buldukları sonuca göre, SNK'nın yaşı ile YB yaşının tutarlı olduğu sonucuna varmışlardır. Sato vd. (2014), ayrıca, kalıntının ata yıldızının yüksek kütleli ve güçlü yıldız rüzgarı etkinliği gösteren bir yıldız olduğu durumda yoğun CSM içerisine yayılan patlama dalgasını öngören seyrelme modelinin, YB plazmanın kökenini açıklayabileceğini bildirmiştir. Bu çalışmada da 3C 391'in iki bölgesi için hem t_{cond} hem de $vvrnei$ modelinden hesaplanan t_{recomb} değerlerinin kalıntının yaşından çok daha büyük olduğu tespit edilmiştir. Bu nedenle, kalıntının iki modelden hangisine uyum sağladığını tespit edebilmek için güncel veriler yeterli değildir. Bunun yerine, kalıntının çevresel özellikleri ile iki bölge arasındaki model parametrelerinin değişimleri incelenebilir. Her iki modelin gözlemsel bulgularla desteklenen öngörülerinin genel bir karşılaştırması Çizelge 5.1'de verilmiştir.

Örneğin, çizelgeden de görüldüğü üzere bölgesel elektron yoğunluğu farkı, seyrelme modelini işaret etmektedir. Kalıntının KB bölgesindeki elektron sıcaklığı ~ 0.28 keV iken GD bölgesinde ~ 0.39 keV'tur. İki değer birbirine çok yakın olduğu için buradan yorum yapmak mümkün değildir. Bu sebeple, 3C 391'deki YB plazmanın kökenini araştırmak için *XRISM* ve *Athena* gibi yüksek tayfsal çözünürlüklü X-ışın uydularının verilerine ihtiyaç duyulmaktadır. CTB 37A ve 3C 391 için elde edilen bu sonuçlar, diğer YB plazma

Çizelge 5.1. YB mekanizma için önerilen iki modelin öngörülerinin genel karşılaştırması

Ayırt edici özellik	Rarefaction (seyrelme) ya da Adiabatic expansion (Adyabatik genişleme)	Thermal conduction (Isısal iletim)
MB etkileşimi		✓
Bölgesel elektron yoğunluk farkı	✓	
Isısal iletim zaman ölçeği		✓

gösteren SNK'larla Çizelge 5.2'de karşılaştırılmıştır.

Çizelge 5.2. YB plazmaya sahip KM SNK'lar ve bu SNK'ların bazı özellikleri

SNK (Diğer ismi)	γ -ışın tespiti	YB önerilen model	Model açıklama	MB etkileşimi	kT_{init} (keV)	kT_e (keV)	Yaş ^a (kyr)	Kaynak
G0.0+0.0 (Sgr A East)	?	YM	Sgr A*’ın geçmişteki aktivitesi	OH	~ 10	~ 0.95	1.2–10	[1, 2, 3, 4, 35]
G6.4–0.1 (W28)	GeV/TeV	TC	Parametrelerdeki uzaysal değişimler	OH, CO	$3.8^{+0.4}_{-0.6}$	$0.22^{+0.001}_{-0.005}$	33–36	[1, 5, 6]
G31.9+0.0 (3C 391)	GeV	TC, AC	Yoğunluk farkı	OH, CO	3 (sabit)	KB: $0.39^{+0.09}_{-0.04}$ GD: $0.28^{+0.05}_{-0.02}$	7.4–8.4	Bu çalışma
G34.7–0.4 (W44)	GeV	TC	kT_e -net negatif korelasyon	OH	1 (sabit)	0.48 ± 0.02	7.9–8.9	[1, 7, 8]
G43.3–0.2 (W49B)	GeV/TeV	AC	Parametrelerdeki uzaysal değişimler	CO	$3.02^{+0.02}_{-0.06}$	1.58 ± 0.01	2.9–6	[9, 10, 11]
G53.6–2.2 (3C 400.2)	GeV	AC	YB zaman ölçeği	-	$3.15^{+0.34}_{-0.63}$	$0.71^{+0.03}_{-0.02}$	15–50.7	[12, 13]

Çizelge 5.2'nin devamı

SNK (Diğer ismi)	γ -ışın tespiti	YB önerilen model	Model açıklama	MB etkileşimi	kT_{init} (keV)	kT_e (keV)	Yaş ^a (kyr)	Kaynak
G89.0+4.7 (HB21)	GeV	AC	MB ile etkileşim	CO	$0.58^{+0.09}_{-0.07}$	$0.17^{+0.01}_{-0.03}$	4.8 – 18	[1, 12, 14]
G116.9+0.2 (CTB 1)	GeV	TC	Parametrelerdeki uzaysal değişimler	-	3 (sabit)	0.20 ± 0.01	7.5–18.1	[1, 5, 6]
G160.9+2.6 (HB9)	GeV	TC	Yoğunluk farkı	OH, CO	$3.14^{+0.41}_{-0.25}$	$1.13^{+0.02}_{-0.03}$	2.6 – 9.2	[1, 17]
G166.0+4.3 (VRO 42.05.01)	GeV	TC	Yoğunluk farkı	CO	3 (sabit)	0.46 ± 0.03	9–20.1	[1, 18, 19]
G189.1+3.0 (IC 443)	GeV/TeV	TC	Parametrelerdeki uzaysal değişimler	OH, CO	5 (sabit)	0.24 ± 0.02	3–30	[1, 20, 21, 22]
G290.1–0.8 (MSH 11- 61A)	GeV	AC	Parametrelerdeki uzaysal değişimler	CO	$1.7^{+1.2}_{-0.3}$	$0.45^{+0.02}_{-0.01}$	10–20	[1, 23, 24]

Çizelge 5.2'nin devamı

SNK (Diğer ismi)	γ -ışın tespiti	YB önerilen model	Model açıklama	MB etkileşimi	kT_{init} (keV)	kT_e (keV)	Yaş ^a (kyr)	Kaynak
G304.6+0.1 (Kes 17)	GeV	TC	MB ile etkileşim	OH	5 (sabit)	$0.70^{+0.04}_{-0.07}$	2–64	[25, 26, 27]
G346.6–0.2	-	AC	Zaman ölçeği-yaş kıyaslaması	OH, CO	6^{+4}_{-1}	0.38 ± 0.1	4.2–16	[28, 29, 30]
G348.5+0.1 (CTB 37A)	GeV	TC	Zaman ölçeği-yaş kıyaslaması	OH, CO	3 (sabit)	$0.48^{+0.12}_{-0.11}$	6–30	Bu çalışma
G359.1–0.5	?	AC	Parametrelerdeki uzaysal değişimler	OH, CO	≥ 16	$0.167^{+0.025}_{-0.014}$	17–20.7	[1, 31, 32, 33, 34]

Notlar. Çizelgede "AC" adiabatic cooling modelini, "TC" ise thermal conduction modelini ve "OH" ile "CO" sırasıyla 1720 MHz mazeri ve CO moleküler çizgi geçişlerini temsil etmektedir. ^aSNK Kataloğu (Ferrand ve Safi-Harb 2012).

Kaynaklar. [1] Jiang vd. (2010), [2] Ono vd. (2019), [3] Adams vd. (2021), [4] Ajello vd. (2017), [5] Aharonian vd. (2008b), [6] Okon vd. (2018), [7] Abdo vd. (2010a), [8] Okon vd. (2020), [9] Kilpatrick vd. (2016), [10] Abdo vd. (2010b), [11] Holland-Ashford (2020), [12] Abdo vd. (2010c), [13] Ergin vd. (2017), [14] Suzuki vd. (2018), [15] Schinzel vd. (2019), [16] Katsuragawa vd. (2018), [17] Sezer vd. (2019), [18] Fleischhack vd. (2021), [19] Matsumura vd. (2017b), [20] Abdo vd. (2010d), [21] Albert vd. (2007), [22] Okon vd. (2021), [23] Acero vd. (2016), [24] Kamitsukasa vd. (2015), [25] Wu vd. (2011), [26] Frail vd. (1996), [27] Washino vd. (2016), [28] Koralesky vd. (1998), [29] Sano vd. (2021), [30] Auchetti vd. (2017), [31] Aharonian vd. (2008c), [32] Hui vd. (2016), [33] Suzuki vd. (2020), [34] Eppens vd. (2022) [35] Lee vd. (2003)

Çizelge 5.2’de; YB plazmanın kökeni için, 8 tane SNK’da TC modeli ve 6 SNK’da AC modelinin önerildiği görülmektedir. 3C 391 için literatürde hem AC hem de TC modeli önerilmiştir. Bu çalışmada da kalıntının iki ayrı bölgesini (KB ve GD) AC ve TC YB plazma oluşum modellerinin açıkladığı onaylanmıştır. CTB 37A için literatürde önerilen TC modelinin geçerliliği bu tez çalışması ile onaylanmıştır. TC ve AC modellerine ek olarak, literatürde YB plazmayı açıklayan yeni modeller de önerilmeye başlanmıştır (örneğin, Sgr A East için). Ayrıca, 2015 yılında geliştirilen ve XSPEC altında kullanıcılara açılan tayfsal bir model olan *vvrnei*’nin KM SNK’lardaki YB plazmayı başarıyla tanımladığı bu tez çalışmasında onaylanmıştır.

Yakın gelecekte, yüksek taysal çözünürlüğe sahip *XRISM* ve *Athena* uydularının fırlatılması ve bu uydulardan alınacak X-ışın verileri ile KM SNK’ların oluşum mekanizmalarının ve bu SNK’larda YB plazmanın araştırılması, astrofiziksel öneme sahip bu nesnelerin fiziği hakkında önemli sonuçlar sunacaktır.

6. KAYNAKLAR

- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., Baring, M. G., Bastieri, D., Baughman, B. M., Bechtol, K., et al. 2009. Fermi LAT Discovery of Extended Gamma-Ray Emission in the Direction of Supernova Remnant W51C. *The Astrophysical Journal Letters*, 706(1): 1-6.
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., Baring, M. G., Bastieri, D., Baughman, B. M., Bechtol, K., et al. 2010a. Gamma-Ray Emission from the Shell of Supernova Remnant W44 Revealed by the Fermi LAT. *Science*, 327(5969): 1103-.
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., Bastieri, D., Bechtol, K., Bellazzini, R., Bloom, E. D., et al. 2010b. Fermi-LAT Study of Gamma-ray Emission in the Direction of Supernova Remnant W49B. *The Astrophysical Journal*, 722(2): 1303-1311.
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., Antolini, E., Atwood, W. B., Axelsson, M., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., et al. 2010c. Fermi Large Area Telescope First Source Catalog. *The Astrophysical Journal Supplement*, 188(2): 405-436.
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., Bastieri, D., Baughman, B. M., Bechtol, K., Bellazzini, R. et al. 2010d. Observation of Supernova Remnant IC 443 with the Fermi Large Area Telescope. *The Astrophysical Journal*, 712(1): 459-468.
- Acero, F., Ackermann, M., Ajello, M., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., Bastieri, D., Bellazzini, R., Bissaldi, E., Blandford, R. D., et al. 2016. The First Fermi LAT Supernova Remnant Catalog. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 224(1): 50.
- Adams, C. B., Benbow, W., Brill, A., Brose, R., Buchovecky, M., Capasso, M., Christiansen, J. L., Chromey, A. J., Daniel, M. K., Errando, M., et al. 2021. VERITAS Observations of the Galactic Center Region at Multi-TeV Gamma-Ray Energies. *The Astrophysical Journal*, 913(2): 11.
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Barres de Almeida, U., Bazer-Bachi, A. R., Behera, B., Beilicke, M., Benbow, W., Bernlöhr, K., Boisson, C., Borrel, V., et al. 2008a. Discovery of a VHE gamma-ray source coincident with the supernova remnant CTB 37A. *Astronomy and Astrophysics*, 490(2): 685-693.
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Bazer-Bachi, A. R., Behera, B., Beilicke, M., Benbow, W., Berge, D., Bernlöhr, K., Boisson, C., Bolz, O., et al. 2008b. Discovery

- of very high energy gamma-ray emission coincident with molecular clouds in the W 28 (G6.4-0.1) field. *Astronomy and Astrophysics*, 481(2): 401-410.
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Barres de Almeida, U., Bazer-Bachi, A. R., Behera, B., Beilicke, M., Benbow, W., Bernlöhr, K., Boisson, C., Bolz, O., et al. 2008c. Exploring a SNR/molecular cloud association within HESS J1745–303. *Astronomy and Astrophysics*, 483(2): 509-517.
- Ajello, M., Atwood, W. B., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., Bastieri, D., Bellazzini, R., Bissaldi, E., Blandford, R. D., Bloom, E. D., et al. 2017. 3FHL: The Third Catalog of Hard Fermi-LAT Sources. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 232(2): 23.
- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., Antoranz, P., Armada, A., Baixeras, C., Barrio, J. A., Bartko, H., Bastieri, D., Becker, J. K., et al. 2007. Discovery of Very High Energy Gamma Radiation from IC 443 with the MAGIC Telescope. *The Astrophysical Journal*, 664(2): 87-90.
- Anonymous 1: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/> [Son erişim tarihi: 19.05.2022]
- Anonymous 2: <https://chandra.harvard.edu/about/spacecraft.html> [Son erişim tarihi: 19.05.2022]
- Anonymous 3: <https://chandra.harvard.edu/resources/chandraMission.html> [Son erişim tarihi: 19.05.2022]
- Anonymous 4: <https://cxc.harvard.edu/proposer/POG/html/chap6.html> [Son erişim tarihi: 19.05.2022]
- Arnaud, K. A. 1996. XSPEC: The First Ten Years. *Astronomical Data Analysis Software and Systems V, A.S.P. Conference Series*, 101: 17.
- Arnaud, K., Dorman, B., & Gordon, C. 2021. XSPEC: An X-ray Spectral Fitting Package Users' Guide for version 12.12.1. <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/XspecManual.pdf> [Son erişim tarihi: 18.05.2022]
- Arnett, W. D. 1969. A Possible Model of Supernovae: Detonation of ^{12}C . *Astrophysics and Space Science*, 5(2): 180-212.
- Atwood, W. B., Abdo, A. A., Ackermann, M., Althouse, W., Anderson, B., Axelsson, M., Baldini, L., Ballet, J., Band, D. L., Barbiellini, G., et al. 2009. The Large Area Telescope on the Fermi Gamma-Ray Space Telescope Mission. *The Astrophysical Journal*, 697(2): 1071-1102.

- Auchettl, K., Ng, C. -Y., Wong, B. T. T., Lopez, L., & Slane, P. 2017. An XMM-Newton Study of the Mixed-morphology Supernova Remnant G346.6-0.2. *The Astrophysical Journal*, 847(2): 18.
- Baade, F., & Zwicky, F. 1934. On Super-novae. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 20(5): 254-259.
- Badenes, C., Bravo, E., Borkowski, K. J., & Domínguez, I. 2003. Thermal X-Ray Emission from Shocked Ejecta in Type Ia Supernova Remnants: Prospects for Explosion Mechanism Identification. *The Astrophysical Journal*, 593(1): 358-369.
- Bamba, A., Ohira, Y., Yamazaki, R., Sawada, M., Terada, Y., Koyama, K., Miller, E. D., Yamaguchi, H., Katsuda, S., Nobukawa, M. et al. 2018. The Transition from Young to Middle-aged Supernova Remnants: Thermal and Nonthermal Aspects of SNR N132D. *The Astrophysical Journal*, 854(1): 9.
- Barbon, R., Ciatti, F., & Rosino, L. 1973. Light curves and characteristics of recent supernovae. *Astronomy and Astrophysics*, 29: 57.
- Bionta R.M., Blewitt G., Bratton C.B., Casper D., Ciocio, A., Claus, R., Cortez, B., Crouch, M., Dye, S. T., Errede, S., et al. 1987. Observation of a neutrino burst in coincidence with supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. *Physical Review Letters* 58(14): 1494–1496.
- Bressaard, P. J., & van de Hulst, H. C. 1962. Approximation formulas for nonrelativistic bremsstrahlung and average Gaunt factors for a Maxwellian electron gas. *Reviews of Modern Physics*, 34: 507.
- Bocchino, F., Bandiera, R., & Gallant, Y. 2008. XMM-Newton survey of non-thermal shell candidates: Preliminary results on DA 530. *Advances in Space Research*, 41(3): 407-410.
- Castro, D. & Slane, P. 2010. Fermi Large Area Telescope Observations of Supernova Remnants Interacting with Molecular Clouds. *The Astrophysical Journal*, 717(1), 372-378.
- Caswell, J. L., Dulk, G. A., Goss, W. M., Radhakrishnan, V., & Green, A. J. 1971. *Astronomy and Astrophysics*, 12: 271.
- Caswell, J. L., Murray, J. D., Roger, R. S., Cole, D. J., & Cooke, D. J. 1975. Neutral hydrogen absorption measurements yielding kinematic distances for 42 continuum sources in the galactic plane. *Astronomy and Astrophysics*, 45: 239-258.
- Chen, Y., & Slane, P. O. 2001. ASCA Observations of the Thermal Composite Supernova Remnant 3C 391. *The Astrophysical Journal*, 563(1), 202-208.

- Chen, Y., Su, Y., Slane, P. O., & Wang, Q. D. 2004. A Chandra ACIS View of the Thermal Composite Supernova Remnant 3C 391. *The Astrophysical Journal*, 616(2): 885-894.
- Chevalier, R. A. 1974. The Evolution of Supernova Remnants. Spherically Symmetric Models. *Astrophysical Journal*, 188: 501-516.
- Chevalier, R. A. 1982. Are young supernova remnants interacting with circumstellar gas. *Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor*, 259: 85-89.
- Cioffi, D. F., McKee, C. F., & Bertschinger, E. 1988. Dynamics of Radiative Supernova Remnants. *Astrophysical Journal*, 334: 252.
- Clark, D. H., Caswell, J. L., & Green, A. J. 1975. 408 and 5000 MHz Observations of 28 New Galactic Supernova Remnants. *Australian Journal of Physics, Astrophysical Supplement*, 37: 1-38.
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B., & Broderick, J. J. 1998. The NRAO VLA Sky Survey. *The Astronomical Journal*, 115(5): 1693-1716.
- Cox, D. P., Shelton, R. L., Maciejewski, W., Smith, R. K., Plewa, T., Pawl, A., & Różyczka, 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. I. The Analytical Model. *The Astrophysical Journal*, 524(1): 179-191.
- Deniz, C., Sezer, A., Bakis, H., & Raycheva, C. N. 2022. X-ray study of high Galactic latitude supernova remnant DA 530 with Suzaku. *Advances in Space Research*, 69(5): 2342-2348.
- Downes, A. 1984. Observations of the remnants of three historical (?) supernovae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 210: 845-853.
- Ebisawa, K., Maeda, Y., Kaneda, H., & Yamauchi, S. 2001. Origin of the Hard X-ray Emission from the Galactic Plane. *Science*, 293(5535): 1633-1635.
- Ebisawa, K., Tsujimoto, M., Paizis, A., Hamaguchi, K., Bamba, A., Cutri, R., Kaneda, H., Maeda, Y., Sato, G., Senda, A., et al. 2005. Chandra Deep X-Ray Observation of a Typical Galactic Plane Region and Near-Infrared Identification. *The Astrophysical Journal*, 635(1): 214-242.
- Ebisawa, K., Yamauchi, S., Tanaka, Y., Koyama, K., Ezoe, Y., Bamba, A., Kokubun, M., Hyodo, Y., Tsujimoto, M., & Takahashi, H. 2008. Spectral Study of the Galactic Ridge X-Ray Emission with Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 60: 223-230.

- Elias, J. H., Matthews, K., Neugebauer, G., & Persson, S. E. 1985. Type I supernovae in the infrared and their use as distance indicators. *Astrophysical Journal*, 296: 379-389.
- Eppens, L. K., Albacete Colombo, J. F., Combi, J. A., & Reynoso, E. M. 2022. Spatially resolved X-ray study of the mixed morphology SNR G359.1-0.5. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 511(4): 5849-5859.
- Ergin, T., Sezer, A., Saha, L., Majumdar, P., Chatterjee, A., Bayirli, A., & Ercan, E. N. 2014. Recombining Plasma in the Gamma-Ray-emitting Mixed-morphology Supernova Remnant 3C 391. *The Astrophysical Journal*, 790(1): 10.
- Ergin, T., Sezer, A., Sano, H., Yamazaki, R., & Fukui, Y. 2017. Recombining Plasma and Gamma-Ray Emission in the Mixed-morphology Supernova Remnant 3C 400.2. *The Astrophysical Journal*, 842(1): 9.
- Ferrand, G., & Safi-Harb, S. 2012. A census of high-energy observations of Galactic supernova remnants. *Advances in Space Research*, 49(9): 1313-1319.
- Filippenko, A. V. 1997. Optical Spectra of Supernovae. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35: 309-355.
- Fleischhack, H., the HAWC collaboration, & the Fermi-LAT collaboration. 2021. A GeV to TeV view of shell-type SNRs. *eprint arXiv:2108.02863*.
- Foster, T., & Routledge, D. 2003. A New Distance Technique for Galactic Plane Objects. *The Astrophysical Journal*, 598(2): 1005-1016.
- Foster, A. R., Ji, L., Smith, R. K., & Brickhouse, N. S. 2012. Updated Atomic Data and Calculations for X-Ray Spectroscopy. *The Astrophysical Journal*, 756(2): 11.
- Foster, A. R., Heuer, K., & Smith, R. 2021. AtomDB and PyAtomDB: Tools for Adding New Data to the AtomDB Database and Assessing their Uncertainties. American Astronomical Society meeting 238, Bulletin of the American Astronomical Society, 53.
- Frail, D. A., Goss, W. M., Reynoso, E. M., Giacani, E. B., Green, A. J., & Otrupcek, R. 1996. A Survey for OH (1720 MHz) Maser Emission Toward Supernova Remnants. *Astronomical Journal*, 111: 1651.
- Fryer, C. L., Andrews, S., Even, W., Heger, A., & Safi-Harb, S. 2018. Parameterizing the Supernova Engine and Its Effect on Remnants and Basic Yields. *The Astrophysical Journal*, 856 (1): 14.
- Galt, J. A., & Kennedy, J. E. D. 1968. Survey of radio sources observed in the continuum near 1420 MHz, declinations -5 to +70. *Astronomical Journal*, 73: 135-151

- Garnavich, P. M., Jha, S., Challis, P., Clocchiatti, A., Diercks, A., Filippenko, A. V., Gilliland, R. L., Hogan, C. J., Kirshner, R. P., Leibundgut, B., et al. 1998. *The Astrophysical Journal*, 509(1): 74-79.
- Gorham, P. W., Ray, P. S., Anderson, S. B., Kulkarni, S. R., & Prince, T. A. 1996. A Pulsar Survey of 18 Supernova Remnants. *Astrophysical Journal*, 458: 257.
- Green, D.A. 2019. A revised catalogue of 294 Galactic supernova remnants. *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 40(4).
- Gusdorf, A., Güsten, R., Anderl, S., Hezareh, T., & Wiesemeyer, H. 2014. The molecular emission from old supernova remnants. *Supernova Environmental Impacts, Proceedings of the International Astronomical Union*, IAU Symposium, 296: 178-182.
- Hamuy M., Phillips M.M., Suntzeff N.B., Maza J. González, L. E., Roth, M., Krisciunas, K., Morrell, N., Green, E. M., Persson, S. E., et al. 2003. An asymptotic-giant-branch star in the progenitor system of a type Ia supernova. *Nature*, 424(6949): 651-654.
- Henley, D. B., & Shelton, R. L. 2013. An XMM-Newton Survey of the Soft X-Ray Background. III. The Galactic Halo X-Ray Emission. *The Astrophysical Journal*, 773(2): 21.
- Hewitt, J. W., Yusef-Zadeh, F., & Wardle, M. 2008. A Survey of Hydroxyl toward Supernova Remnants: Evidence for Extended 1720 MHz Maser Emission. *The Astrophysical Journal*, 683(1): 189-206.
- Hirata K., Kajita T., Koshiba M., Nakahata M., Oyama, Y., Sato, N., Suzuki, A., Takita, M., Totsuka, Y., Kifune, T., et al. 1987. Observation of a neutrino burst from the supernova SN1987A. *Physical Review Letters* 58(14): 1490-1493.
- Hoyle, F., & Fowler, W. A. 1960. Nucleosynthesis in Supernovae. *Astrophysical Journal*, 132: 565.
- Holland-Ashford, T., Lopez, L. A., Auchettl, K., Temim, T., & Ramirez-Ruiz, E. 2017. Comparing Neutron Star Kicks to Supernova Remnant Asymmetries. *The Astrophysical Journal*, 844(1): 16.
- Holland-Ashford, T., Lopez, L. A., & Auchettl, K. 2020. Spatially Resolved Study of Recombining Plasma in W49B Using XMM-Newton. *The Astrophysical Journal*, 903(2): 17.
- Hui, C. Y., Yeung, P. K. H., Ng, C. W., Lin, L. C. C., Tam, P. H. T., Cheng, K. S., Kong, A. K. H., Chernyshov, D. O., & Dogiel, V. A. 2016. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 457(4): 4262-4271.

- Hyodo, Y., Tsujimoto, M., Hamaguchi, K., Koyama, K., Kitamoto, S., Maeda, Y., Tsuboi, Y., & Ezoe, Y. 2008. Suzaku Spectroscopy of Extended X-Ray Emission in M17. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 60: 85-94.
- Iben, I. Jr., & Tutukov, A. V. 1984. Supernovae of type I as end products of the evolution of binaries with components of moderate initial mass. *Astrophysical Journal, Suppl. Ser.*, 54: 335-372.
- Ishisaki, Y., Maeda, Y., Fujimoto, R., Ozaki, M., Ebisawa, K., Takahashi, T., Ueda, Y., Ogasaka, Y., Ptak, A., Mukai, K., et al. 2007. Monte Carlo Simulator and Ancillary Response Generator of Suzaku XRT/XIS System for Spatially Extended Source Analysis. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 113-132.
- Itoh, H. & Masai, K. 1989. The effect of a circumstellar medium on the X-ray emission of young remnants of type II supernovae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 236: 885-899.
- Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., Kishimoto, N., Umeda, H., Hix, W. R., & Thielemann, F. -K. 1999. Nucleosynthesis in Chandrasekhar Mass Models for Type IA Supernovae and Constraints on Progenitor Systems and Burning-Front Propagation. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 125(2): 439-462.
- Janka, H. -Th., Langanke, K., Marek, A., Martínez-Pinedo, G., & Müller, B. 2007. Theory of core-collapse supernovae. *Physics Reports*, 442(1-6): 38-74.
- Jeong, I. G., Byun, D.-Y., Koo, B.-C., Lee, J.-J., Lee, J.-W., & Kang, H. 2012. SRAO CO observation of 11 supernova remnants in l=70 to 190. *Astrophysics and Space Science*, 342(2): 389-39.
- Jiang, B., Chen, Y., & Wang, Q. D. 2007. The Chandra View of DA 530: A Subenergetic Supernova Remnant with a Pulsar Wind Nebula?. *The Astrophysical Journal*, 670(2): 1142-1148.
- Jiang, B., Chen, Y., Wang, J., Su, Y., Zhou, X., Safi-Harb, S., & DeLaney, T. 2010. Cavity of Molecular Gas Associated with Supernova Remnant 3C 397. *The Astrophysical Journal*, 712(2): 1147-1156.
- Jones, F. C. 1968. Calculated spectrum of inverse-Compton-scattered photons. *Physical Review*, 167(5): 1159-1169.
- Jun, B.-I., & Norman, M. L. 1996a. On the Origin of Strong Magnetic Fields in Young Supernova Remnants. *Astrophysical Journal*, 465: 800.
- Jun, B.-I., & Norman, M. L. 1996b. On the Origin of Radial Magnetic Fields in Young Supernova Remnants. *Astrophysical Journal*, 472: 245.

- Kaastra, J.S. 1992. An X-Ray Spectral Code for Optically Thin Plasma. Internal SRON-Leiden Report.
- Kamitsukasa, F., Koyama, K., Uchida, H., Nakajima, H., Hayashida, K., Mori, K., Katsuda, S., Tsunemi, H. 2015. Global distribution of ionizing and recombining plasmas in the supernova remnant G290.1-0.8. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 67(2): 8.
- Kassim, N. E., Baum, S. A., & Weiler, K. W. 1991. A New Look at the “Jet” in the CTB 37A/B Supernova Remnant Complex. *Astrophysical Journal*, 374: 212.
- Kaplan, D. L., Frail, D. A., Gaensler, B. M., Gotthelf, E. V., Kulkarni, S. R., Slane, P. O., & Nechita, A. 2004. An X-Ray Search for Compact Central Sources in Supernova Remnants. I. SNRS G093.3+6.9, G315.4-2.3, G084.2+0.8, and G127.1+0.5. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 153(1): 269-315.
- Karzas, W. J. & Latter, R. 1961. Electron Radiative Transitions in a Coulomb Field. *Astrophysical Journal Supplement*, 6: 167.
- Katsuragawa, M., Nakashima, S., Matsumura, H., Tanaka, T., Uchida, H., Lee, S.-H., Uchiyama, Y., Arakawa, M., & Takahashi, T. 2018. Suzaku X-ray observations of the mixed-morphology supernova remnant CTB 1. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 70(6).
- Kawasaki, M. T., Ozaki, M., Nagase, F., Masai, K., Ishida, M., & Petre, R. 2002. ASCA Observations of the Supernova Remnant IC 443: Thermal Structure and Detection of Overionized Plasma. *The Astrophysical Journal*, 572(2): 897-905.
- Kawasaki, M. 2003. X-ray Study of Ionization States in Supernova Remnants. Doktora tezi, Tokyo University, Tokyo, 142 s.
- Kawasaki, M., Ozaki, M., Nagase, F., Inoue, H., & Petre, R. 2005. Ionization States and Plasma Structures of Mixed-Morphology Supernova Remnants Observed with ASCA. *The Astrophysical Journal*, 631(2): 935-946.
- Kelley, R. L., Mitsuda, K., Allen, C. A., Arsenovic, P., Audley, M. D., Bialas, T. G., Boyce, K. R., Boyle, R. F., Breon, S. R., Brown, G. V., et al. 2007. The Suzaku High Resolution X-Ray Spectrometer. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 77-112.
- Kilpatrick, C. D., Bieging, J. H., & Rieke, G. H. 2016. A Systematic Survey for Broadened CO Emission toward Galactic Supernova Remnants. *The Astrophysical Journal*, 816(1): 25.

- Kokubun, M., Makishima, K., Takahashi, T., Murakami, T., Tashiro, M., Fukazawa, Y., Kamae, T., Madejski, G. M., Nakazawa, K., Yamaoka, K., et al. 2007. In-Orbit Performance of the Hard X-Ray Detector on Board Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 53-76.
- Koralesky, B., Frail, D. A., Goss, W. M., Claussen, M. J., & Green, A. J. 1998. Shock-excited Maser Emission from Supernova Remnants: G32.8-0.1, G337.8-0.1, G346.6-0.2, and the HB 3/W3 Complex. *The Astronomical Journal*, 116(3): 1323-1331.
- Koyama, K., Tsunemi, H., Dotani, T., Bautz, M. W., Hayashida, K., Tsuru, T. G., Matsumoto, H., Ogawara, Y., Ricker, G. R., Doty, J., et al. 2007. X-Ray Imaging Spectrometer (XIS) on Board Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 23-33.
- Kushino, A., Ishisaki, Y., Morita, U., Yamasaki, N. Y., Ishida, M., Ohashi, T., & Ueda, Y. 2002. Study of the X-Ray Background Spectrum and Its Large-Scale Fluctuation with ASCA. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 54(3): 327-352.
- Landecker, T. L., Routledge, D., Reynolds, S. P., Smegal, R. J., Borkowski, K. J., & Seward, F. D. 1999. DA 530: A Supernova Remnant in a Stellar Wind Bubble. *The Astrophysical Journal*, 527(2): 866-878.
- Lazendic, J. S. & Slane, P. O. 2006. Enhanced Abundances in Three Large-Diameter Mixed-Morphology Supernova Remnants *The Astrophysical Journal*, 647(1): 350-366.
- Leahy, D. A., & Ranasinghe, S. 2018. Evolutionary Models for 15 Galactic Supernova Remnants with New Distances. *The Astrophysical Journal*, 866(1), 15.
- Lee, S., Pak, S., Davis, C. J., Herrnstein, R. M., Geballe, T. R., Ho, Paul T. P., & Wheeler, J. C. 2003. Interaction between the north-eastern boundary of Sgr A East and giant molecular clouds. *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 341(2): 509-516.
- Liedahl, Duane A., Osterheld, Albert L., & Goldstein, William H. 1995. New Calculations of Fe L-Shell X-Ray Spectra in High-Temperature Plasmas. *Astrophysical Journal Letters*, 438: 115.
- Liu, W., Chiao, M., Collier, M. R., Cravens, T., Galeazzi, M., Koutroumpa, D., Kuntz, K. D., Lallement, R., Lepri, S. T., McCammon, D. et al. 2017. The Structure of the Local Hot Bubble. *The Astrophysical Journal*, 834(1): 6.
- Lorimer, D. R., Lyne, A. G., & Camilo, F. 1998. A search for pulsars in supernova remnants. *Astronomy and Astrophysics*, 331: 1002-1010.

- Makino, K., Fujita, Y., Nobukawa, K. K., Matsumoto, H., & Ohira, Y. 2019. Interaction between molecular clouds and MeV-TeV cosmic-ray protons escaped from supernova remnants. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 71(4).
- Masai, K. 1984. X-Ray Emission Spectra from Ionizing Plasmas. *Astrophysics and Space Science*, 88(2): 367-395.
- Masai, K. 1994. Nonequilibria in Thermal Emission from Supernova Remnants. *Astrophysical Journal*, 437: 770.
- Matsumura, H., Tanaka, T., Uchida, H., Okon, H., & Tsuru, T. 2017a. Toward the Understanding of the Physical Origin of Recombining Plasma in the Supernova Remnant IC 443. *The Astrophysical Journal*, 851(2): 13.
- Matsumura, H., Uchida, H., Tanaka, T., Tsuru, T. G., Nobukawa, M., Nobukawa, K. K., & Itou, M. 2017b. Localized recombining plasma in G166.0+4.3: A supernova remnant with an unusual morphology. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 69(2).
- Mazzali, P. A., Röpke, F. K., Benetti, S., & Hillebrandt, W. 2007. A Common Explosion Mechanism for Type Ia Supernovae. *Science*, 315(5813): 825.
- Mewe, R., Gronenschild, E. H. B. M., & van den Oord, G. H. J. 1985. Calculated X-Radiation from Optically Thin Plasmas - Part Five. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 62.
- Mewe, R., Lemen, J. R., & van den Oord, G. H. J. 1986. Calculated X-radiation from optically thin plasmas. VI - Improved calculations for continuum emission and approximation formulae for nonrelativistic average Gaunt factors. *Astronomy and Astrophysics*, 65: 511-536.
- McKee, C. F. & Ostriker, J. P. 1977. A theory of the interstellar medium: three components regulated by supernova explosions in an inhomogeneous substrate. *Astrophysical Journal*, 218: 148-169.
- Milne, D. K., & Hill, E. R. 1969. Radio emission from 16 possible supernova remnants. *Australian Journal of Physics*, 22: 211.
- Milne, D. K., & Dickel, J. R. 1975. 5 GHz polarization observations of 33 galactic radio sources. *Australian J. Phys.*, 28: 209-230.
- Milne, D. K., Goss, W. M., Haynes, R. F., Wellington, K. J., Caswell, J. L., & Skellern, D. J. 1979. Three unusual supernova remnants. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 188: 437-444.

- Minkowski, R. 1939. The Spectra of the Supernovae in IC 4182 and in NGC 1003. *Astrophysical Journal*, 89: 156.
- Minkowski, R. 1940. Spectra of the Supernova in NGC 4725. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 52: 206.
- Minkowski, R. 1941. Spectra of Supernovae. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 53: 224.
- Mitsuda, K., Bautz, M., Inoue, H., Kelley, R. L., Koyama, K., Kunieda, H., Makishima, K., Ogawara, Y., Petre, R., Takahashi, T., et al. 2007. The X-Ray Observatory Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59(1): 1-7.
- Nandra, K., Barret, D., Barcons, X., Fabian, A., den Herder, J.-W., Piro, L., Watson, M., Adami, C., Aird, J., Afonso, J. M., et al. 2013. The Hot and Energetic Universe: A White Paper presenting the science theme motivating the Athena+ mission. *eprint arXiv:1306.2307*.
- Neufeld, D. A., Gusdorf, A., Güsten, R., Herczeg, G. J., Kristensen, L., Melnick, G. J., Nisini, B., Ossenkopf, V., Tafalla, M., & van Dishoeck, E. F. 2014. The Water Abundance behind Interstellar Shocks: Results from Herschel/PACS and Spitzer/IRS Observations of H₂O, CO, and H₂. *The Astrophysical Journal*, 781(2): 17.
- Nobukawa, K. K. Nobukawa, M., Koyama, K., Yamauchi, S., Uchiyama, H., Okon, H., Tanaka, T., Uchida, H., Tsuru, T. G. 2018. Evidence for a Neutral Iron Line Generated by MeV Protons from Supernova Remnants Interacting with Molecular Clouds. *The Astrophysical Journal*, 854(2): 10.
- Nobukawa, K. K., Hirayama, A., Shimaguchi, A., Fujita, Y., Nobukawa, M., & Yamauchi, S. 2019. Neutral iron line in the supernova remnant IC 443 and implications for MeV cosmic rays. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 71(6).
- Nolan, P. L., Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., Antolini, E., Atwood, W. B., Axelsson, M., Baldini, L., & Ballet, J., et al. 2012. Fermi Large Area Telescope Second Source Catalog. *The Astrophysical Journal Supplement*, 199(2): 46.
- Nomoto, K., Sugimoto, D., & Neo, S. 1976. Carbon Deflagration Supernova, an Alternative to Carbon Detonation. *Astrophysics and Space Science*, 39: 37.
- Nomoto, K., Thielemann, F.-K., & Yokoi, K. 1984. Accreting white dwarf models of Type I supernovae. III-Carbon deflagration supernovae. *Astrophysical Journal*, 286: 644-658.

- Okon, H., Uchida, H., Tanaka, T., Matsumura, H., & Tsuru, T. G. 2018. The origin of recombining plasma and the detection of the Fe-K line in the supernova remnant W 28. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 70(3).
- Okon, H., Tanaka, T., Uchida, H., Yamaguchi, H., Tsuru, T. G., Seta, M., Smith, R. K., Yoshiike, S., Orlando, S., Bocchino, F., et al. 2020. Deep XMM-Newton Observations Reveal the Origin of Recombining Plasma in the Supernova Remnant W44. *The Astrophysical Journal*, 890(1): 8.
- Okon, H., Tanaka, T., Uchida, H., Tsuru, T. G., Seta, M., Kokusho, T., & Smith, R. K. 2021. Investigation of the Physical Origin of Overionized Recombining Plasma in the Supernova Remnant IC 443 with XMM-Newton. *The Astrophysical Journal*, 921(2): 9.
- Ono, A., Uchiyama, H., Yamauchi, S., Nobukawa, M., Nobukawa, K. K., & Koyama, K. 2019. X-ray spectra of Sagittarius A East and diffuse X-ray background near the Galactic center. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 71(3).
- Ozawa, M. 2010. Study of Recombination X-rays from Supernova Remnants with Suzaku. Doktora tezi, Kyoto University, Kyoto, 124 s.
- Pannuti, T. G., Rho, J., Heinke, C. O., & Moffitt, W. P. 2014. The X-Ray Properties of Five Galactic Supernova Remnants Detected by the Spitzer GLIMPSE Survey. *The Astronomical Journal*, 417(3): 34.
- Perlmutter, S., Aldering, G., della Valle, M., Deustua, S., Ellis, R. S., Fabbro, S., Fruchter, A., Goldhaber, G., Groom, D. E., Hook, I. M., et al. 1998. Discovery of a supernova explosion at half the age of the Universe. *Nature*, 391(6662): 51-54.
- Phillips, M. M., Wells, L. A., Suntzeff, N. B., Hamuy, M., Leibundgut, B., Kirshner, R. P., & Foltz, C. B., 1992. SN 1991T: Further Evidence of the Heterogeneous Nature of Type IA Supernovae. *Astronomical Journal*, 103: 1632.
- Porquet, D., Mewe, R., Dubau, J., Raassen, A. J. J., & Kaastra, J. S. 2001. Line ratios for helium-like ions: Applications to collision-dominated plasmas. *Astronomy and Astrophysics*, 376: 1113-1122.
- Pogge, R. 2006. Lecture 18: Supernovae. Retrieved from <https://www.astronomy.ohio-state.edu/pogge.1/Ast162/Unit3/supernova.html> [Son erişim tarihi: 16.05.2022]
- Radhakrishnan, V., Goss, W. M., Murray, J. D., & Brooks, J. W. 1972. The Parkes Survey of 21-CENTIMETER Absorption in Discrete-Source Spectra. III. 21- Centimeter Absorption Measurements on 41 Galactic Sources North of Declination -48 degrees. *Astrophysical Journal Supplement*, 24: 49.

- Ranasinghe, S., & Leahy, D. A. 2017. Distances to Supernova Remnants G31.9+0.0 and G54.4-0.3 Associated with Molecular Clouds. *The Astrophysical Journal*, 843(2): 8.
- Reach, W. T., & Rho, J. 1996. Shockingly bright [OI] 63 μ m lines from the supernova remnants W 44 and 3C 391. *Astronomy and Astrophysics*, 315: 277-280.
- Reynolds, S. P., & Moffett, D. A. 1993. High-Resolution Radio Observations of the Supernova Remnant 3C 391 Possible Breakout Morphology. *Astronomical Journal*, 105: 2226.
- Reynoso, E. M., & Mangum, J. G. 2000. CO Observations toward Supernova Remnants with Associated OH 1720 MHz Masers. *The Astrophysical Journal*, 545(2): 874-884.
- Rho, J. -H. & Petre, R. 1996. ROSAT PSPC Observation of the Supernova Remnant 3C 391. *Astrophysical Journal*, 467: 698.
- Rho J., & Petre R. 1998. Mixed-Morphology Supernova Remnants. *The Astrophysical Journal*, 503(2): 167-170.
- Roger, R. S., & Costain, C. H. 1976. DA 530 - a high latitude supernova remnant. *Astronomy and Astrophysics*. 51: 151-153.
- Rybicki, G. B., & Lightman, A. P. 1979. Radiative processes in astrophysics. A Wiley-Interscience Publication, New York: Wiley.
- Ryu, S. G., Koyama, K., Nobukawa, M., Fukuoka, R., & Tsuru, T. G. 2009. An X-Ray Face-On View of the Sagittarius B Molecular Clouds Observed with Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 61(4): 751-761.
- 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 391. *The Astrophysical Journal*, 545(2): 922-938.
- Saio, H., & Nomoto, K. 1985. Evolution of a merging pair of C + O white dwarfs to form a single neutron star. *Astronomy and Astrophysics*, 150: 21-23.
- Saji, S., Matsumoto, H., Nobukawa, M., Nobukawa, K. K. Uchiyama, H., Yamauchi, S., & Koyama, K. 2018. Discovery of 6.4 keV line and soft X-ray emissions from G323.7-1.0 with Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 70(2).

- Sano, H., Suzuki, H., Nobukawa, K. K., Filipović, M. D., Fukui, Y., & Moriya, T. J. 2021. Discovery of a Wind-blown Bubble Associated with the Supernova Remnant G346.6-0.2: A Hint for the Origin of Recombining Plasma. *The Astrophysical Journal*, 923(1): 11.
- Sato, T., Koyama, K., Takahashi, T., Odaka, H., & Nakashima, S. 2014. Discovery of recombining plasma in the supernova remnant 3C 391. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 66(6): 9.
- Sato, T., Koyama, K., Lee, S.-H. & Takahashi, T. 2016. Suzaku spectra of a Type-II supernova remnant, Kes 79. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 68(1): 11.
- Schinzell, F. K., Kerr, M., Rau, U., Bhatnagar, S., & Frail, D. A. The Tail of PSR J0002+6216 and the Supernova Remnant CTB 1. *The Astrophysical Journal Letters*, 876(1), 10.
- Sedov, L. I. 1959. Similarity and Dimensional Methods in Mechanics. *Similarity and Dimensional Methods in Mechanics*, New York: Academic Press.
- Serlemitsos, P. J., Soong, Y., Chan, K.-W., Okajima, T., Lehan, J. P., Maeda, Y., Itoh, K., Mori, H., Iizuka, R., Itoh, A., et al. 2007. The X-Ray Telescope onboard Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 9-21.
- Sezer, A., Gök, F., Hudaverdi, M., & Ercan, E. N. 2011. Suzaku observation of the Galactic supernova remnant CTB 37A (G348.5+0.1). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 417(2): 1387-1391.
- Sezer, A., Gök, F., & Aktekin, E. 2012. The first optical light from the supernova remnant G182.4+4.3 located in the Galactic anticentre region. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427(2): 1168-1174.
- Sezer, A., Ergin, T., Yamazaki, R., Sano, H., & Fukui, Y. 2019. Discovery of recombining plasma inside the extended gamma-ray supernova remnant HB9. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 489(3): 4300-4310.
- Shelton, R. L., Cox, D. P., Maciejewski, W., Smith, R. K., Plewa, T., Pawl, A., & Różyczka, 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(1): 192-212.
- Shimaguchi, A., Nobukawa, K. K., Yamauchi, S., Nobukawa, M., & Fujita, Y. 2022. Suzaku Observations of Fe K-shell Lines in the Supernova Remnant W51C and Hard X-ray Sources in the Proximity. *eprint arXiv:2203.03136*.

- Shklovskii, L. 1962. Supernova Outbursts and the Interstellar Medium. *Soviet Astronomy*, 6: 162.
- Slavin, Jonathan D. 2017. Simulating the Local Interstellar Medium. *Journal of Physics: Conference Series*, 837(1).
- Spitzer, L. 1962, Physics of Fully Ionized Gases (2nd edn.; New York: Interscience)
- Straal, S. M., & van Leeuwen, J. 2019. A LOFAR search for steep-spectrum pulsars in supernova remnants and pulsar wind nebulae. *Astronomy Astrophysics*, 623: 11.
- Su, Y. & Chen, Y. 2005. A Narrow Band Chandra X-ray Analysis of SNR 3C 391. *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 5(4): 412-418.
- Su, H., Tian, W., Zhu, H., & Xiang, F. Y. 2014. Kinematic Distances of SNRs W44 and 3C 391. *Supernova Environmental Impacts, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, 296: 372-373.
- Suzuki, H., Bamba, A., Nakazawa, K., Furuta, Y., Sawada, M., Yamazaki, R., & Koyama, K. 2018. Discovery of recombining plasma from the faintest GeV supernova remnant HB 21 and a possible scenario for cosmic rays escaping from supernova remnant shocks. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 70(4).
- Suzuki, H., Bamba, A., Enokiya, R., Yamaguchi, H., Plucinsky, P. P., & Odaka, H. 2020. Uniform Distribution of the Extremely Overionized Plasma Associated with the Supernova Remnant G359.1-0.5. *The Astrophysical Journal*, 893(2): 14.
- Takahashi, T., Abe, K., Endo, M., Endo, Y., Ezoe, Y., Fukazawa, Y., Hamaya, M., Hirakuri, S., Hong, S., Horii, M., et al. 2007. Hard X-Ray Detector (HXD) on Board Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59, 35-51.
- Tashiro, M., Maejima, H., Toda, K., Kelley, R., Reichenthal, L., Lobell, J., Petre, R., Guainazzi, M., Costantini, E., Edison, M., et al. 2018. Concept of the X-ray Astronomy Recovery Mission. *Proceedings of the SPIE*, 10699, 12.
- Tawa, N., Hayashida, K., Nagai, M. et al., Nakamoto, H., Tsunemi, H., Yamaguchi, H., Ishisaki, Y., Miller, E. D., Mizuno, T., Dotani, T., et al. 2008. Reproducibility of non-X-Ray background for the X-Ray imaging spectrometer aboard *Suzaku*. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 60, S11-S24.
- Thielemann, F. -K., Nomoto K., & Hashimoto M.-A. 1996. Core-Collapse Supernovae and Their Ejecta. *Astrophysical Journal*, 460, 408.
- Tian, W. W., & Leahy, D. A. 2012. Distances of the TeV supernova remnant complex CTB 37 towards the Galactic bar. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421(3): 2593-2597.

- Tucker, W. H. & Gould, R. J. 1966. Radiation from a Low-Density Plasma at $10^6 - 10^8$ K. *Astrophysical Journal*, 144, 244.
- Uchiyama, H., Nobukawa, M., Tsuru, T. G., & Koyama, K. 2013. K-Shell Line Distribution of Heavy Elements along the Galactic Plane Observed with Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 65(1), 11.
- van den Bergh, S., & Tammann, G. A. 1991. Galactic and extragalactic supernova rates. *Annual Rev. Astron. Astrophys.*, 29: 363-407.
- Vink, J. 2012. Supernova remnants: the X-ray perspective. *The Astronomy and Astrophysics Review*. 20.
- Vink, J. 2020. Physics and Evolution of Supernova Remnants. *Astronomy and Astrophysics Library. Springer Nature Switzerland AG*.
- Wang, Z. R., & Seward, F. D. 1984. X-rays from the SNR 3C 391. *Astrophysical Journal*, 279: 705-707.
- Wang, C.-Y. & Chevalier, R. A. 2002. Bullets in a Core-Collapse Supernova Remnant: The Vela Remnant. *The Astrophysical Journal*, 574(1): 155-165.
- Washino, R., Uchida, H., Nobukawa, M., Tsuru, T. G., Tanaka, T., Nobukawa, K. K., & Koyama, K. 2016. Recombining plasma in the remnant of a core-collapsed supernova, Kes 17. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 68(1): 7.
- Webbink, R. F. 1984. Double white dwarfs as progenitors of R Coronae Borealis stars and type I supernovae. *Astrophysical Journal*, 277: 355-360
- 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. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 114(791): 1-24.
- Wheeler, J. C., Harkness, R. P., Barker, E. S., Cochran, A. L., & Wills, D. 1987. Supernovae 1983i and 1983v: Evidence for Abundance Variations in Type Ib Supernovae. *Astrophysical Journal Letters*, 313: 69.
- White, R. L. & Long, K. S. 1991. Supernova Remnant Evolution in an Interstellar Medium with Evaporating Clouds. *Astrophysical Journal*, 373: 543.
- Whiteoak, J. B. Z., & Green, A. J. 1996. The MOST supernova remnant catalogue (MSC). *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 118: 329-380.
- Wilms, J., Allen, A., & McCray, R. 2000. On the Absorption of X-Rays in the Interstellar Medium. *The Astrophysical Journal*, 542(2): 914-924.

- Wilner, D. J., Reynolds, S. P., & Moffett, D. A. 1998. CO Observations toward the Supernova Remnant 3C 391. *The Astronomical Journal*, 115(1): 247-251.
- Wilson, R. W., & Bolton, J. G. 1960. A Survey of Galactic Radiation at 960 Mc/s. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 72: 331.
- Wilson, R. W. 1963. Catalogue of radio sources in the galactic plane. *Astronomical Journal*, 68: 181.
- Woosley, S. & Janka, T. 2005. The physics of core-collapse supernovae. *Nature Physics*, 1(3): 147–154.
- Wooten A. 1981. A dense molecular cloud impacted by the W28 supernova remnant. *Astrophysical Journal*, 245: 105-114.
- Wu, J. H. K., Wu, E. M. H., Hui, C. Y., Tam, P. H. T., Huang, R. H. H., Kong, A. K. H., & Cheng, K. S. 2011. Discovery of Gamma-Ray Emission from the Supernova Remnant Kes 17 with Fermi Large Area Telescope. *The Astrophysical Journal Letters*, 740(1): 5.
- Yamaguchi, H. 2008. X-Ray Study of Ejecta-Dominated Supernova Remnants with Suzaku. Doktora tezi, Kyoto University, Kyoto, 137 s.
- Yamaguchi, H. Eriksen, K. A. Badenes, C., Hughes, J. P., Brickhouse, N. S. Foster, A. R. Patnaude, D. J. Petre, R. Slane, P. O., & Smith, R. K. 2014. New Evidence for Efficient Collisionless Heating of Electrons at the Reverse Shock of a Young Supernova Remnant. *The Astrophysical Journal*, 780(2): 6.
- Yamaguchi, H. 2020. Recombining plasma in supernova remnants: Discovery and progress in the last decade. *Astronomische Nachrichten*, 341(2): 150-155.
- Yamauchi, S., Ueno, M., Koyama, K., & Bamba, A. 2008. X-Ray Emission from Supernova Remnants Observed in the ASCA Galactic Plane Survey. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 60: 1143-1150.
- Yamauchi, S., Minami, S., Ota, N., & Koyama, K. 2014. Thermal and non-thermal X-rays from the Galactic supernova remnant G348.5+0.1. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 66(1).
- Yamauchi, S., Nobukawa, K. K., Nobukawa, M., Uchiyama, H., & Koyama, K. 2016. Scale heights and equivalent widths of the iron K-shell lines in the Galactic diffuse X-ray emission. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 68(4): 13.

- Yusef-Zadeh, F., Wardle, M., Rho, J. & Sakano, M. 2003. OH (1720 MHz) Masers and Mixed-Morphology Supernova Remnants. *The Astrophysical Journal*, 585(1): 319-323.



ÖZGEÇMİŞ

Cihad DENİZ

ÖĞRENİM BİLGİLERİ

Yüksek Lisans	Akdeniz Üniversitesi
2019 - 2022	Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Antalya
Lisans	Akdeniz Üniversitesi
2015 - 2019	Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya

MESLEKİ ve İDARİ GÖREVLER

Astronomi Eğitmeni	Antalya Bilim Merkezi
2021 - Devam ediyor	Antalya

ESERLER:

1. Uluslararası hakemli dergilerde yayımlanan makaleler

Cihad Deniz, Aytap Sezer, Hicran Bakis, Nergis C. Raycheva, 2022, *X-ray study of high Galactic latitude supernova remnant DA 530 with Suzaku*, Advances in Space Research, 69, 2342-2348. doi.org/10.1016/j.asr.2021.12.024

Cihad Deniz, Aytap Sezer, Hicran Bakis, Nergis C. Raycheva, 2022, X-ray investigation of the X-ray source 1RXS J121902.7–630910 with *Suzaku*, Advances in Space Research, under revision.

Cihad Deniz, Aytap Sezer, Hicran Bakis, 2022, Investigation of the origin of overionized plasma in the supernova remnants 3C 391 and CTB 37A with *Suzaku*, MNRAS, in prep.

2. Ulusal hakemli dergilerde yayımlanan makaleler

Cihad Deniz, Aytap Sezer, 2022, *Süpernova Kalıntısı G12.8-0.0'nin Suzaku ile X-ışın Dalgaboylarında Arastırılması*. Avrupa Bilim ve Teknoloji Dergisi, 35, 464-468.

3. Uluslararası bilimsel toplantılarda sunulan ve bildiri kitaplarında basılan bildiriler

Cihad Deniz, Aytap Sezer, Hicran Bakis, 2021, *XRISM/Resolve and Athena/X-IFU X-ray Simulations of Supernova Remnant Kes 69*, 1st International Conference on Electrical-Electronics and Computer Engineering, 24-25 July 2021, Avrasya University, Trabzon/Turkey.

4. Ulusal bilimsel toplantılarda sunulan ve bildiri kitaplarında basılan bildiriler

Cihad Deniz, Aytap Sezer, Hicran Bakis, 2022, *Süpernova Kalıntısı 3C 396'nın X-ışın Dalga Boylarında XRISM/Resolve ve Athena/X-IFU ile İncelenmesi*, 22. Ulusal Astro-nomi Kongresi, 6-8 Eylül 2021, Ege Üniversitesi, İzmir/Türkiye. (Başvuru yapıldı)