T.C.
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

DOKTORA TEZİ

KÜÇÜK MACELLAN BULUTSUSUNDAKİ SÜPERNOVA KALINTISI 1E 0102.2-7219'UN X-IŞIN ÖZELLİKLERİ

Neslihan ALAN

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı

DANIŞMAN
Prof. Dr. Selçuk BİLİR

II. DANIŞMAN
Doç. Dr. Sangwook PARK

Nisan, 2018

İSTANBUL

Bu çalışma, 20.04.2018 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programında Doktora tezi olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi

Prof. Dr. Selçuk BİLİR (Danışman)
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. A. Talat SAYGAÇ
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Ersin GÖĞÜŞ
Sabancı Üniversitesi
Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi

Prof. Dr. Faruk SOYDUGAN
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Fen-Edebiyat Fakültesi

Doç. Dr. Tolga GÜVER
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

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

Bu tez, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliğinin FBA-2016-23292 numaralı projesi ile desteklenmiştir.
Bu tez, 2214-A ve 2211-C numaralı TÜBİTAK Burs Programları ile desteklenmiştir.

ÖNSÖZ

Doktora eğitim hayatım boyunca, bana her konuda yardımcı olan, kıymetli vaktini bana her zaman ayırabilen, bilgi, öneri ve desteğini hiç bir zaman esirgemeyen, danışman hocam Prof. Dr. Selçuk BİLİR'e, tez çalışmamın her aşamasında, tecrübesi ve bilgisiyle destek veren ikinci danışmanım Doç. Dr. Sangwook PARK'a teşekkürü bir borç bilirim.

Teksas Üniversitesi Arlington Kampüsü'nde yürüttüğüm doktora tez çalışmalarım süresince içtenlikle yaptığı yardımlardan ötürü Jayant BHALERAO'ya, arkadaşlıklarıyla bana güç ve motivasyon veren Emel BOLAT ile Merve ÖZBAĞ'a teşekkürlerimi sunarım. En stresli zamanlarımda bana moral kaynağı olan, her zaman yanımda olduğunu hissettiğim Mehmet ALPSOY'a çok teşekkür ederim.

Tez yazım sürecinde danışmanımla bölümde gece yarılarına kadar süren yoğun çalışmalarımız sırasında yiyecek içecek desteğiyle (özellikle taze çay ve fırında patates ☺), tükenen enerjimizi yeniden toplamamıza yardımcı olan Muhammed Diyaddin İLHAN'a ve tezin grafiklerine yaptığı katkılardan dolayı Olcay PLEVNE'ye çok teşekkür ederim. Ayrıca desteklerini esirgemeyen İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'ndeki tüm değerli hocalarım ile içtenlikleri ve yardımseverlikleriyle yanımda olan lisansüstü eğitimindeki tüm arkadaşlarıma teşekkür ederim.

Doktora çalışmamı, yurt içinde ve yurt dışında sağladığı burslarla destekleyen Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu'na (TÜBİTAK) çok teşekkür ederim.

Tez çalışmam boyunca sağladıkları her türlü olanak için Teksas Üniversitesi'ne ve ülkemizin en köklü ve öncü bilim kurumlarından olan İstanbul Üniversitesi'ne minnettarlığımı belirtmek isterim.

En önemlisi de, hayatımın her aşamasında yanımda olan, maddi manevi her konuda beni sabırla destekleyen, çok değerli aileme, en derin duygularımla sonsuz teşekkür ederim.

Nisan 2018 Neslihan ALAN

İÇİNDEKİLER

Sayfa No

ÖNSÖZ ..... **iv**
İÇİNDEKİLER ..... **v**
ŞEKİL LİSTESİ ..... **viii**
TABLO LİSTESİ ..... **xiv**
SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ ..... **xvi**
ÖZET ..... **xix**
SUMMARY ..... **xx**
1. GİRİŞ **1**
2. GENEL KISIMLAR **6**
2.1. TANIM VE TARİHSEL SÜREÇ 6
2.2. SÜPERNOVA TÜRLERİ 8
2.3. SÜPERNOVA KALINTILARI VE EVRİMLERİ 13
2.3.1. Serbest Genişleme Evresi (Evre I) 14
2.3.2. Sedov-Taylor Evresi (Evre II) 15
2.3.2.1. Kalıntıda ters şok oluşumu 15
2.3.2.2. Rayleigh – Taylor kararsızlığı ve kümelenmeler 15
2.3.3. Işıma Evresi 17
2.4. FİZİKSEL SÜREÇLER 17
2.4.1. Süpernova Kalıntılarındaki Şoklar 17
2.4.2. Süpernova Kalıntılarının İyonizasyon Dengesi 18
2.4.3. Süpernova ve Kalıntılarından X-Işın Salınımı 19
2.4.3.1. Süpernova Kalıntılarından Isısal X-Işın Salınımı 21
2.4.3.2. Süpernova Kalıntılarından Isısal Olmayan X-Işın Salınımı 25
2.4.4. X-Işınlarının Yıldızlararası Ortam Tarafından Soğrulması 28
2.5. SÜPERNOVA KALINTILARININ SINIFLANDIRILMASI 31
2.6. SÜPERNOVA PATLAMALARININ GALAKSİ EVRİMİNE KATKILARI 33
2.7. E0102 SÜPERNOVA KALINTISI 35
3. MALZEME VE YÖNTEM **38**
3.1. *CHANDRA* X-IŞIN GÖZLEMEVİ 38
3.2. X-IŞIN VERİLERİ VE ÖN İNDİRGEMELER 40

3.3. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZLERİ 41
3.4. X-IŞIN TAYF ANALİZLERİ 42
3.5. SEDOV-TAYLOR MODELİ 45
3.6. ATA YILDIZIN KÜTLE HESABI 47
4. BULGULAR 49
4.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZLERİ 49
4.2. X-IŞIN TAYF ANALİZLERİ 54
4.2.1. Kalıntının Çevresel Maddesi 63
4.2.2. Radyal doğrultulardaki Bölgeler 63
4.2.2.1. #A Doğrultusu (Kuzey) 63
4.2.2.2. #B Doğrultusu (Kuzeybatı) 66
4.2.2.3. #C Doğrultusu (Batı) 68
4.2.2.4. #D Doğrultusu (Güneybatı) 71
4.2.2.5. #E Doğrultusu (Güneybatı) 73
4.2.2.6. #F Doğrultusu (Güney) 76
4.2.2.7. #G Doğrultusu (Güneydoğu) 78
4.2.2.8. #H Doğrultusu (Doğu) 81
4.2.2.9. #I Doğrultusu (Kuzeydoğu) 83
4.3. SÜPERNOVA DİNAMİKLERİ 86
4.4. ATA YILDIZIN KÜTLESİ 88
5. TARTIŞMA VE SONUÇ 91
5.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜLERİ 91
5.2. TAYFSAL ANALİZLER 93
5.2.1. Patlamayla Atılan Maddenin Özellikleri 93
5.2.2. Çevresel Maddenin Özellikleri 97
5.3.3. Geçiş Bölgeleri 97
5.3. SÜPERNOVA DİNAMİKLERİ VE ATA YILDIZ KÜTLESİ 98
5.4 E0102 SÜPERNOVA KALINTISI İÇİNDE KOMPAKT BİR CİSİM MEVCUT MU? 100
5.5. OKSİJENCE ZENGİN SÜPERNOVA KALINTILARININ ÖZELLİKLERİ 105
5.6. ÖNGÖRÜ 109
KAYNAKLAR 110
EKLER 120
EK 1 . #A doğrultusundaki 21 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 120
EK 2. #B doğrultusundaki 19 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 124

EK 3. #C doğrultusundaki 22 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 128
EK 4. #D doğrultusundaki 24 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 132
EK 5. #E doğrultusundaki 21 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 136
EK 6. #F doğrultusundaki 21 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.....140
EK 7. #G doğrultusundaki 17 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 144
EK 8. #H doğrultusundaki 17 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 147
EK 9. #I doğrultusundaki 18 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları. 150
ÖZGEÇMİŞ 153

ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa No

Şekil 1.1: Süpernova patlamalarının katkısını içeren yıldız evrimi döngüsü.....2

Şekil 1.2: E0102'in X-ışın ve optik verilerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş görüntüsü. 4

Şekil 2.1: Centaurus grubundaki eliptik galaksi NGC 5253 civarında 1972 yılında Hale Gözlemevi'nden keşfedilen süpernova. 7

Şekil 2.2: Süpernova türlerinin tayfsal ve fotometrik olarak sınıflandırılması. (a) Tip Ia, Tip II, Tip Ic ve Tip Ib türlerindeki süpernovaların tayfsal özellikleri, (b) Tip I ve Tip II süpernovalarının karakteristik ışık eğrileri. 8

Şekil 2.3: Optik tayf özellikleri ve ışık eğrisi biçimleri göz önünde bulundurularak yapılan süpernova sınıflaması (Vink, 2012). 11

Şekil 2.4: (a) Tip Ia süpernova ataları için tek dejenere evrim senaryosu, (b) Tip Ia'lar için temsili çift dejenere evrim senaryosu, (c) Tip II patlamasından önce dev yıldızın soğan kabuğu biçimindeki iç yapısı, (d) Çekirdek çökmesi süpernovaları için temsili patlama yapısı[7]. 12

Şekil 2.5: Süpernova kalıntıları için iki örnek: W49B (a) ve Cas A (b). 14

Şekil 2.6: Süpernova kalıntısının üç temel evrim safhası (Cioffi, 1990; Seward ve Charles, 2010). 14

Şekil 2.7: R – T kararsızlığının değme süreksizliği üzerindeki etkileri. (a) R – T kararsızlığı sonucunda oluşan yapıların şematik görünümü (Jun ve diğ. 1996). (b) Bir süpernova kalıntısındaki şok yapısının üç boyutlu hesaplamasından elde edilen düzlemsel kesit. Madde soldan sağa doğru hareket etmekte ve beyazdan siyaha giden renk ölçeği yoğunluğun arttığını göstermektedir. En sağdaki gri-beyaz sınır öncü şoku, soldaki gri-siyah sınır ise ters şoku temsil etmektedir (Blondin ve Ellison, 2001). 16

Şekil 2.8: Isısal ve ısısal olmayan kaynakların frekanslarıyla şiddetleri arasındaki değişim. Şeklin üst kısmında elektromanyetik bölgeler gösterilmiştir. 20

Şekil 2.9: Farklı sıcaklıklardaki plazmalarda görülen ısısal X-ışın sürekliliği. Model kT = 0.1, 0.3, 0.8 ve 1.5 keV sıcaklıkları için hesaplanmıştır (Foster ve diğ., 2012). 21

Şekil 2.10: Farklı sıcaklıklardaki karacisimlerin dalgaboylarıyla ışınım şiddetleri arasındaki ilişki. Elektromanyetik tayfın görsel bölgesi, şekil üzerinde gökkuşağı renkleriyle gösterilmiş ve etiketlenmiştir. 22

Şekil 2.11: Bremsstrahlung ve çizgi salmasına ait mekanizmaların şematik gösterimi (sol panel) ve bu ışınımların tayftaki yansıması (sağ panel). 24

Şekil 2.12: Farklı elementlere ait iyonların sıcaklık ile değişimleri (Jordan, 1969): Hidrojen (üst panel), oksijen (orta panel) ve demir (alt panel).....25

Şekil 2.13: Sinkrotron ışınım mekanizmasının şematik gösterimi.....26

Şekil 2.14: Tayfsal indeksi $\gamma = -1$ olan bir kaynak için foton enerjisi ile akı arasındaki ilişki (Seward ve Charles, 2010).....26

Şekil 2.15: Ters Compton saçılmasına ait şematik bir gösterim.....28

Şekil 2.16: Çeşitli miktarlardaki yıldızlararası gazın enerjiye göre geçirgenlik eğrileri. Eğrilere karşılık gelen değerler atom/cm^2 birimindeki kolon yoğunluğunu göstermektedir. 10^{19} cm^{-2}'den daha düşük kolon yoğunluklarında, $E > 0.1$ keV'den daha enerjik tüm X-ışınları geçebilmektedir. 0.5 keV'de oksijenin 7.1 keV'de ise demirin K kabuğuna ait yapılar görülmektedir. Yüksek kolon yoğunluklarında Compton saçılması önem kazanır (Seward, 2000).....30

Şekil 2.17: Güneş bolluğundaki ve $kT = 0.3$ keV (T_e=3.48×10^6 K) sıcaklığındaki bir plazmanın soğurmalı ve soğurmasız bir ortamdan elde edilen X-ışın model tayfları. Kırmızı çizgi fotoelektrik soğurma etkisine maruz kalan, siyah çizgi ise soğurmaya uğramamış bir X-ışın kaynağının model tayfını temsil etmektedir. 30

Şekil 2.18: Dört farklı morfolojiye sahip süpernova kalıntılarına örnekler: Kabuk benzeri kalıntı; Tyhco SNR (a), merkezi dolu kalıntı; Yengeç bulutsusu (b), kompozit kalıntı; Kes 75 (c) ve karışmış morfolojideki Kes 79 (d).....32

Şekil 2.19: Farklı kütlelerdeki yıldızların evrimlerine ait şematik gösterim. 35

Şekil 2.20: (a) E0102'nin Chandra SNR kataloğundan alınan X-ışın görüntüsü verilmiştir. (b) Gaetz ve diğ., (2000) tarafından *Chandra* uydusu verileri kullanılarak elde edilen E0102'nin tamamına ait tayf gösterilmektedir.....37

Şekil 3.1: *Chandra* X-ışın uydusunun genel görünümü (sol panel) ve teleskop sistemi (sağ panel). X-ışın aynaları hemen hemen silindirik oldukları için gelen ışınıma çok küçük bir toplama yüzeyi göstermektedirler. *Chandra* teleskop sisteminin ışık toplama alanını arttırmak için iç içe geçirilmiş dört parabolik ve dört hiperbolik ayna kullanılmıştır.....39

Şekil 3.2: ACIS dedektörünün yapısı.....40

Şekil 3.3: Samanyolu Galaksi'siyle LMC ve SMC galaksilerinin şematik görünümü.....44

Şekil 3.4: Sedov – Taylor evresindeki bir süpernova kalıntısının yapısı. Şeklin merkezinde patlamadan arta kalan kompakt nesne (mavi), dışa doğru hareket eden öncü şok (sarı), kalıntının merkezine doğru hareket eden ters şok (kırmızı), öncü ve ters şok arasında sıkışan yıldızlararası gaz (turuncu) ile değme süreksizliği (siyah) gösterilmiştir. 47

Şekil 4.1: E0102'in 0.3 – 7 keV enerji aralığındaki geniş band görüntüsü. Şekil üzerinde oluşturulan renk ölçeği X-ışın akı şiddeti göstermekte olup en yüksek X-ışın akı şiddeti beyaz renge karşılık gelmektedir. Şekil üzerinde gösterilen N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini ifade etmektedir. 50

Şekil 4.2: E0102'nin üç renk görüntüsü. Şekil üzerinde, kırmızı; 0.40-0.80 keV, yeşil; 0.80-1.16 keV ve mavi; 1.16-4.00 keV enerji aralığına karşılık gelmektedir. N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini ifade etmektedir. 50

Şekil 4.3: E0102'nin sertlik oranı görüntüsü. Kalıntı üzerindeki renk ölçeği X-ışın karekteristiğini göstermekte olup siyahtan beyaza doğru renkler X-ışınlarının yumuşaktan serte doğru ilerlediğini ifade eder. Şekildeki N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini gösterir. 51

Şekil 4.4: (a) Tayfı alınan tüm kalıntı bölgesi ve kullanılan arka plan bölgesi. Burada yeşil çember kalıntı tayfının alındığı bölgeyi, beyaz halka ise arka plan bölgesini göstermektedir. N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini gösterir. (b) E0102'nin X-ışın tayfı. Tayfsal çizgiler şekil üzerinde etiketlenmiştir. 52

Şekil 4.5: O-Heα, O-Lyα, Ne-Heα, Ne-Lyα, Mg-Heα ve Si-Heα çizgileri için oluşturulan eşdeğer genişlik haritaları. Geniş band yüzey konturları her bir şeklin üzerinde yeşil renkte gösterilmiştir. N ve W harfleri sırasıyla kuzey ve batı yönlerini ifade eder. 53

Şekil 4.6: E0102 kalıntısının ayrıntılı tayfsal analizinin yapılabilmesi için seçilen dokuz doğrultu ve bu doğrultularda belirlenen bölgeler. Şekilde N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini göstermektedir. Radyal doğrultular A'dan I'ya kadar alfabetik harflerle etiketlenmiştir. 55

Şekil 4.7: E0102 kalıntısının geniş band görüntüsü üzerinde belirlenen CSM bölgeleri. Şekilde N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini göstermektedir. 56

Şekil 4.8: (a) 1999-2012 yılları arasında elde edilen gözlem verilerinin her birinden çıkartılan tüm kalıntı tayfları. 1999 yılında elde edilen üç gözlem verisinin 1 keV'in altındaki enerjilerde akı değerlerinin 2002-2012 yıllarında elde edilenlerden dikkate değer ölçüde fazla olduğu görülmektedir. (b) Tayfı alınan tüm kalıntı bölgesi ve kullanılan arka plan bölgesi. Burada yeşil çember kalıntı tayfının alındığı bölgeyi, beyaz halka da arka plan bölgesini göstermektedir.....57

Şekil 4.9: Kabuk 1 bölgesine (sol panel) ve kalıntının #A doğrultusundaki A14 bölgesine (sağ panel) yapılan, element bolluklarının sırasıyla, SMC (Russell ve Dopita, 1992) ve ortalama CSM değerlerinde sabit tutulduğu ilk tayfsal modeller. 58

Şekil 4.10: Kabuk 1 (sol panel) ve Kabuk 2 (sağ panel) bölgelerine ait tayfsal modeller ve artıkları. 58

Şekil 4.11: Tek bileşenli düzlem şok modeliyle uyum sağlamayan bölgeler. Şekilde N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini göstermektedir. 60

Şekil 4.12: Kalıntının #A doğrultusundaki A7 bölgesine ait X-ışın tayfının tek bileşenli düzlem şok (üst panel), şok ile CSM'yi içeren iki bileşenli (orta panel) ve iki farklı şok bileşenli (alt panel) modellerinin gözlemsel veriler ile karşılaştırılması. Her bir panelin alt kısmında gözlem verileriyle model arasındaki artıklar gösterilmiştir. Orta ve alt panellerdeki kesikli çizgiler iki farklı bileşeni temsil etmektedir. 62

Şekil 4.13: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #A doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 21 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir. 64

Şekil 4.14: Kalıntının #A doğrultusunda belirlenen 21 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir. 64

Şekil 4.15: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #B doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 19 bölge. Her bir bölge yeşil kutularla gösterilmektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir. 66

Şekil 4.16: Kalıntının #B doğrultusunda belirlenen 19 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir. 68

Şekil 4.17: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #C doğrultusu boyunca tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 22 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir. 69

Şekil 4.18: Kalıntının #C doğrultusunda belirlenen 22 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir. 69

Şekil 4.19: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #D doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 24 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir. 71

Şekil 4.20: Kalıntının #D doğrultusunda belirlenen 24 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir. 72

Şekil 4.21: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #E doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 21 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.....74

Şekil 4.22: Kalıntının #E doğrultusunda belirlenen 21 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.....74

Şekil 4.23: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #F doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 21 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.....76

Şekil 4.24: Kalıntının #F doğrultusunda belirlenen 21 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Kırmızı üçgenler F4 ve F8 bölgelerine uygulanan model sonuçlarını göstermektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir. 78

Şekil 4.25: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #G doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 17 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.....79

Şekil 4.26: Kalıntının #G doğrultusunda belirlenen 17 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.....79

Şekil 4.27: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #H doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 17 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.....81

Şekil 4.28: Kalıntının #H doğrultusunda belirlenen 17 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.....83

Şekil 4.29: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #I doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 18 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.....84

Şekil 4.30: Kalıntının #I doğrultusunda belirlenen 18 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, n_et, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının

radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir. 84

Şekil 5.1: X-ışın tayf analizleriyle hesaplanan plazma parametrelerinin (kT, EM, n_et) ve element bolluklarının (O, Ne, Mg) kalıntının geniş band görüntüsü üzerinde renk ölçekleriyle verilen dağılımları. Sıcaklık sol üst panelde, iyonlaşma zaman ölçeği sağ üst panelde, salma ölçeği sol orta panelde, O bolluk dağılımı sol orta panelde, Ne ve Mg bolluk dağılımları da, sırasıyla, sol ve sağ alt panellerde gösterilmiştir. Bolluklar logaritmik ölçekte verilmiştir. 95

Şekil 5.2: E0102'nin Vogt ve diğ. (2018) tarafından VLT teleskobuna bağlı MUSE tayfçekeriyle elde edilen O III, Ne I + [O III] + O I haritaları (sırasıyla sol ve orta panel), ve *Chandra* ACIS detektörüyle alınmış X-ışın görüntüsü (sağ panel). 101

Şekil 5.3: Vogt ve diğ. (2018) tarafından E0102'deki izole nötron yıldızı için X-ışınlarında belirlenen konum (sol panel) ve bu çalışmada incelenen bölgeler (sağ panel). Yeni keşfedilen nötron yıldızının konumu G3 bölgesi sınırındadır. 102

Şekil 5.4: Yeni keşfedilen nötron yıldızının çalışmamızdaki tayfsal analizi için kullanılan konumu. 103

Şekil 5.5: Nötron yıldızın bulunduğu bölgeden elde edilen X-ışın tayfına uygulanan tek bileşenli düzlem şok modeli (üst panel) ve artıklar (alt panel). 103

Şekil 5.6: Rutkowski ve diğ.'nin (2010) E0102 kalıntısı içinde kompakt nesnenin tespiti için X-ışın görüntüsü üzerinde seçtikleri yedi bölge. 105

Şekil 5.7: Oksijence zengin süpenova kalıntılarının X-ışın görüntüleri. 107

TABLO LİSTESİ

Sayfa No

Tablo 2.1: Galaksimizde ve yerel grupta oluşmuş, çıplak gözle görülebilen başlıca süpernovalar (Seward ve Charles, 2010; van den Bergh, 1996).....6

Tablo 2.2: Genel olarak ısısal X-ışınımı salan iyi bilinen birkaç süpernova kalıntısının yaş, uzaklık, açısal çap, evre, tür ve X-ışınlarındaki ışıma gücü verileri (Seward ve Charles, 2010; Vink, 2012).....33

Tablo 2.3: E0102'nin kimlik kartı.....37

Tablo 3.1: E0102'nin *Chandra* ACIS-S3 arşiv verileri.....41

Tablo 4.1: EWI haritası oluşturulurken kullanılan tayfsal çizgiler ve oluşturuldukları enerji aralıkları. Her bir tayfsal çizginin oluşturulduğu enerji aralığı (üçüncü sütun) etrafındaki düşük (ikinci sütun) ve yüksek (dördüncü sütun) enerji aralıkları ile birlikte verilmiştir.....53

Tablo 4.2: E0102'nin CSM bölgeleri için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).....63

Tablo 4.3: E0102'nin #A (kuzey) yönünde belirlenen 21 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. A4 ve A5 bölgeleri için uygulanan iki şok bileşenlerine ait plazma parametreleri (kT, EM, ve n_et) alt alta listelenmiştir. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).....65

Tablo 4.4: E0102'nin #B (kuzeybatı) yönünde belirlenen 19 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. B5 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, n_et ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).....67

Tablo 4.5: E0102'nin #C (batı) yönünde belirlenen 22 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. C5 ve C6 bölgeleri için uygulanan iki şok bileşenlerine ait plazma parametreleri (kT, EM ve n_et) alt alta listelenmiştir. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).....70

Tablo 4.6: E0102'nin #D (güneybatı) yönünde belirlenen 24 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. D4 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, n_et ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).....73

Tablo 4.7: E0102'nin #E (güneybatı) yönündeki parlak kısımları içerecek şekilde belirlenen 21 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve

hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989). 75

Tablo 4.8: E0102'nin #F (güney) yönünde belirlenen 21 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. F9 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, n_et ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989). 77

Tablo 4.9: E0102'nin #G (güneydoğu) yönünde belirlenen 17 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. G4 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, n_et ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989). 80

Tablo 4.10: E0102'nin #H (doğu) yönünde belirlenen 17 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. H3 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, n_et ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989). 82

Tablo 4.11: E0102'nin #I (kuzeydoğu) yönünde belirlenen 18 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları. I3 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, n_et ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989). 85

Tablo 4.12: XSPEC programında plazma emisyonu ve fotoelektrik soğurma modelleri için kullanılan bolluklar. angr; Anders ve Grevesse (1989), feld; Feldman (1992), aneb; Anders ve Ebihara (1982), grsa; Grevesse ve Sauval (1998), wilm; Wilms, Allen ve McCray (2000), lodd; Lodders (2003). Tüm bolluklar hidrojene göre sayıca verilmiştir. Tüm bolluklar göreli hidrojen cinsindendir. 89

Tablo 4.13: Nomoto ve diğ. (2006) ile bu çalışmada hesaplanan [O/Ne], [Ne/Mg] ve [O/Mg] bolluk oranlarının farklı ata kütleleri için karşılaştırılması. Karşılaştırmalar çekirdek çökmesi sonucu oluşan normal süpernovalar ($E_0 = 1 \times 10^{51}$ erg) ve iki farklı ağır element bolluğu (Z) için yapılmıştır. 90

Tablo 5.1: G3 bölgesinden ve kalıntıda yeni keşfedilen nötron yıldızının bulunduğu bölgeden hesaplanan X-ışın plazma model parametreleri ve Güneş bollukları (Anders ve Grevesse, 1989) cinsinden element bolluk değerleri. 102

Tablo 5.2: Oksijence zengin süpernova kalıntılarının genel özellikleri. 106

Tablo 5.3: Oksijence zengin süpernova kalıntılarının plazma parametreleri. 108

Tablo 5.4: Oksijence zengin süpernova kalıntılarının dinamik özellikleri. 109

SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

Simgeler **Açıklama**

$^{\circ}$: Derece
' : Yay dakikası
'' : Yay saniyesi
α : Sağ açıklık
δ : Dik açıklık
γ : Öz ısınma ısıları oranı
λ : Dalga boyu
μ : Ortalama molekül ağırlığı
ρ : Yoğunluk
χ^2_{red} : İndirgenmiş ki-kare
ν : Nötrino
B : Manyetik alan şiddeti
c : Işık hızı
C : Karbon
Ca : Kalsiyum
Co : Kobalt
Cr : Krom
C-O : Karbon-Oksijen
d : İncelenen kaynağın Güneş'e uzaklığı
EM : Salma ölçeği
$\mathbf{E_0}$: Süpernova patlaması sırasında açığa çıkan enerji
$\mathbf{e^-}$: Elektron
Fe : Demir
h : Planck sabiti
H : Hidrojen
He : Helyum
I : Işınım şiddeti
k : Boltzmann sabiti
kT : Elektron sıcaklığı

K : Kelvin

m_e : Elektron kütlesi

m_p : Proton kütlesi

Mg : Magnezyum

Mn : Mangan

$M_\odot$: Güneş kütlesi

n : Nötron

n_e : Elektron yoğunluğu

n_et : İyonlaşma zaman ölçeği

n_H : Hidrojen yoğunluğu

$N_{H,GAL}$: Galaktik kolon yoğunluğu

$N_{H,SMC}$: Küçük Macellan Bulutsusu için kolon yoğunluğu

n_i : İyon yoğunluğu

Ne : Neon

Ni : Nikel

N_0 : Hidrojen sayı yoğunluğu

O : Oksijen

p : Proton

q : Parçacığın yükü

r : Süpernova kalıntısının yarıçapı

S : Kükürt

Si : Silisyum

t : Şoka uğramış plazmanın yaşı

T : Sıcaklık

Ti : Titanyum

V : Vanadyum

V : Hacim

V_s : Şokun yayılma hızı

V_{ses} : Ses hızı

Z : Ağır element bolluğu

Z : Kırmızıya kayma

Kısaltmalar	Açıklama
ABD	: Amerika Birleşik Devletleri
ACIS	: Advanced CCD Imaging Spectrometer (Gelişmiş CCD Görüntüleme Tayfçekeri)
CCD	: Charge Coupled Device (Yük eşleme cihazı)
CIE	: Collisional Ionization Equilibrium (Çarpışmalı İyonizasyon Dengesi)
EWI	: Equivalent Width Image (Eşdeğer Genişlik Haritaları)
GRB	: Gamma Ray Brust (Gama-Işın Patlamaları)
HETG	: High Energy Transmission Grating (Yüksek Enerji Geçirgen Kırınım Ağı)
HRC	: High Resolution Camera (Yüksek Çözünürlüklü Kamera)
HRMA	: High Resolution Mirror Assembly (Yüksek Çözünürlüklü Ayna Düzeneği)
ICRS	: International Celestial Reference System (Uluslararası Gökyüzü Referans Sistemi)
J2000	: 2000 tarihli Julian Epok
Kyıl	: Kilo yıl (bin yıl)
LETG	: Low Energy Transmission Grating (Düşük Enerji Geçirgen Kırınım Ağı)
LMC	: Büyük Macellan Bulutsusu
MUSE	: Multi-Unit Spectroscopic Explorer (Çok Birimli Tayfsal Kâşif)
NASA	: National Aeronautics and Space Administration (Amerikan Ulusal Havacılık ve Uzay Dairesi)
NEI	: Non-Equilibrium Ionization (Dengede Olmayan İyonizasyon)
SMC	: Küçük Macellan Bulutsusu
SN	: Süpernova
SNR	: Süpernova kalıntısı
R-T	: Rayleigh – Taylor
VLT	: Very Large Telescope (Çok Büyük Teleskop)
1E 0102.2-7219	: E0102

ÖZET

DOKTORA TEZİ

KÜÇÜK MACELLAN BULUTSUSUNDAKİ SÜPERNOVA KALINTISI 1E 0102.2-7219'UN X-IŞIN ÖZELLİKLERİ

Neslihan ALAN

İstanbul Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman : Prof. Dr. Selçuk BİLİR

II. Danışman : Doç. Dr. Sangwook PARK

Doktora tez çalışmasında, Küçük Macellan Bulutsusu'ndaki oksijence zengin süpernova kalıntısı (SNR) 1E 0102.2-7219'un 1999 ile 2012 yılları arasındaki yüksek usaysal çözünürlüklü 20 gözlemini kapsayan *Chandra* arşiv verileri incelenerek (~273 ksn), kapsamlı bir X-ışın tayf analizi gerçekleştirilmiştir. Bu tayfsal analizle, kalıntının konumsal olarak kimyasal yapısının, böylece ata yıldızın doğasının, patlama özelliklerinin ve SNR dinamiklerinin ortaya çıkarılması amaçlanmıştır. Bu kapsamda, kalıntı küçük bölgelere ayrılarak incelenmiş ve plazma parametreleri ile element bollukları konumsal olarak elde edilmiştir. Öncü şokun süpürdüğü çevresel maddenin fiziksel yapısı da ilk kez bu tez çalışmasıyla ortaya çıkarılmıştır. 1E 0102.2-7219'un dokuz farklı doğrultusu için hesaplanan O, Ne ve Mg bolluklarının radyal profilleri, değme süreksizliğinin kalıntı merkezinden ~5-5.5 pc uzaklıkta bulunduğunu, kalıntının batı ve güneybatı yönlerinde diğer doğrultulardan daha fazla ilerlediğini ve element bolluk dağılımlarının asimetrik yapıda olduğunu göstermiştir. Ata yıldızın kütlesi kalıntıdaki ortalama O/Ne, O/Mg ve Ne/Mg bolluk oranlarına dayanılarak ~40 $M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir. 1E 0102.2-7219 için Sedov yaşı yaklaşık 3,500 yıl ve patlama enerjisi $E_0 \sim 1.8\times10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır.

Nisan 2018, 174 sayfa.

Anahtar kelimeler: Yıldızlararası ortam: Süpernova kalıntısı, E0102.2-7219 - X-ışın: Yıldızlararası ortam - Galaksiler: Küçük Macellan Bulutsusu

SUMMARY

Ph.D. THESIS

X-RAY PROPERTIES OF SUPERNOVA REMNANT 1E 0102.2-7219 IN THE SMALL MAGELLANIC CLOUD

Neslihan ALAN

İstanbul University

Institute of Graduate Studies in Science and Engineering

Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor : Prof. Dr. Selçuk BİLİR

Co-Supervisor : Assoc. Prof. Dr. Sangwook PARK

In doctoral dissertation, we performed a comprehensive spatially-resolved spectral analysis of the O-rich supernova remnant (SNR) 1E 0102.2-7219 in the Small Magellanic Cloud, using the archival *Chandra* data which comprise 20 observations (~273 ks), between 1999 and 2012. By this spectral analysis, it is aimed to determine the chemical structure of the remnant as spatially, and thus to reveal the nature of progenitor, explosion features and SNR dynamics. In this context, the remnant was examined in small regions, and its plasma parameters with elemental abundances were calculated spatially. It was also revealed by this thesis, for the first time, the physical structure of the circumstellar medium into which the forward shock is sweeping. Radial profiles of O, Ne and Mg abundances based on our analysis of regional spectra extracted along nine different azimuthal directions of 1E 0102.2-7219 indicate that the contact discontinuity is located at ~5-5.5 pc from the SNR center, the metal-rich ejecta gas extends further outward in west and southwest than in other directions, and elemental abundances have an asymmetric distribution. The progenitor's mass was determined as ~40 $M_{\odot}$ based on the average O/Ne, O/Mg and Ne/Mg abundance ratios of the ejecta. The Sedov age of ~3500 years and explosion energy of E_0~1.8×10^{51} erg were estimated for the 1E 0102.2-7219.

April 2018, 174 pages.

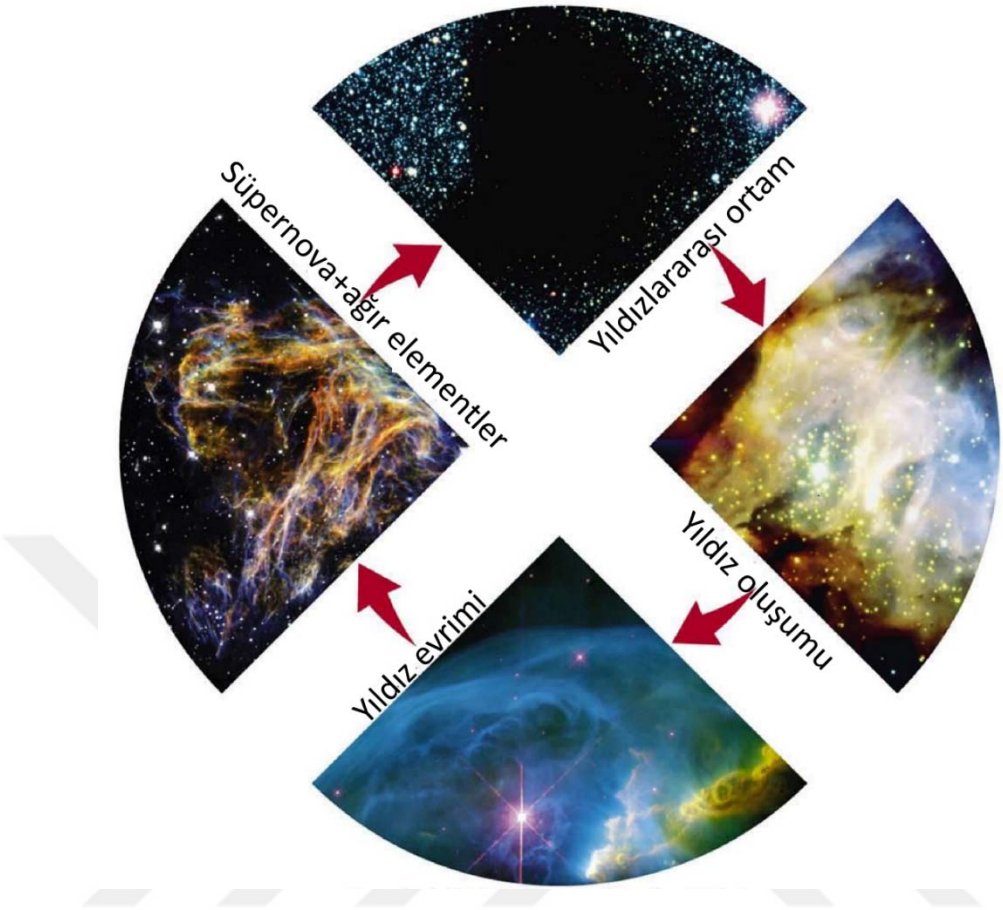
Keywords: Interstellar Medium: Supernova remnants, E0102.2-7219 - X-ray: Interstellar Medium - **Galaxies**: Small Magellanic Cloud

1. GİRİŞ

Süpernovalar nadir rastlanan ve yıldız yapısını dramatik şekilde değiştiren yıldız patlamalarıdır. Bu patlamalar evrende bilinen en enerjik olaylardan biridir. Tipik bir süpernova patlamasıyla açığa çıkan enerji 10^{51} erg civarındadır. Bu enerji Güneş'in 10 milyar yıllık yaşamı boyunca tüm dalgaboylarında yayımlayacağı ışınıma denk büyüklüktedir (Alsabti ve Murdin, 2017). Süpernova patlamasıyla büyük miktarda kütle (birkaç Güneş kütlesi) 10,000 – 15,000 km/sn gibi yüksek hızlarla yıldızlararası ortama fırlatılır. Dışarıya atılan yıldız maddesi yıldızlararası ortamla etkileşir ve süpernova kalıntısı (SNR) olarak adlandırılan bulutsu yapıları oluşturur. Patlama sonrasında bu kalıntılar uzun süre X-ışın, görsel ve radyo bölgede ışınım yayarlar.

Süpernova (SN) patlamalarıyla yıldızın nükleer hayatı boyunca çekirdeğinde oluşmuş ağır elementler ve patlama sırasında meydana gelen nükleosentez ürünleri yıldızlararası ortama karışır. Böylece süpernovalar galaksileri ağır element bakımından zenginleştirerek onların kimyasal evrimlerinde kilit rol oynarlar. Süpernova patlamaları yıldız oluşum bölgelerini tetikleyerek yeni yıldız oluşumuna da katkı sağlar. Süpernova patlamalarını da içeren yıldız evrim döngüsü şematik olarak Şekil 1.1'de gösterilmiştir.

Süpernovalar öylesine parlaktırlar ki, bu parlaklıklarıyla bir galaksinin toplam parlaklığını gölgede bırakabilirler. Bu durum mutlak parlaklıkları açısından ele alındığında, süpernovaların mutlak parlaklıklarının bulundukları galaksilerin mutlak parlaklığıyla karşılaştırılabilir düzeyde oldukları söylenebilir. Literatürde çoğu çalışmada Tip Ia ve Tip II'ler için mutlak parlaklık sırasıyla, yaklaşık -19 ve -17 kadir olarak verilmektedir (Richardson ve diğ., 2014). Bu özellikleri sayesinde süpernovalar Galaksi-dışı mesafelerin ölçümü ve temel kozmolojik parametrelerin hesaplanması için kullanılabilirler (Riess ve diğ., 1998; Perlmutter ve diğ., 1999). Ayrıca Dünya atmosferine giren kozmik ışınların süpernova şoklarıyla ivmelendirilmiş olduğuna dair güçlü deliller bulunmuştur (Long ve diğ., 2003; Warren ve diğ., 2005). Bu durum süpernova kalıntılarının X-ışın verilerinin incelenmesine olan ilgiyi daha da arttırmıştır.



Şekil 1.1: Süpernova patlamalarının katkısını içeren yıldız evrimi döngüsü[1].

Süpernova patlamaları astrofizikte en merak uyandıran konulardan biridir. Patlamanın nasıl oluştuğuna ve patlamadan önceki ata yıldıza ait bilgiler süpernova kalıntısı incelenerek anlaşılmaya çalışılmaktadır. Ancak patlamayla oluşan kalıntı yalnızca patlamadan önceki ata yıldızın özelliklerini değil, çevresel ortamın özelliklerini de taşıdığından, bu hiç de kolay bir işlem değildir. Süpernova kalıntılarının yapıları, ata yıldızın özellikleri ve patlamanın doğasıyla ilgili hala pek çok belirsizlik bulunmaktadır. Gözlenen bazı özellikler standart süpernova modelleriyle açıklanamamaktadır. Bu belirsizliklerin giderilebilmesi için genç SNR'lerin yüksek çözünürlüklü ve uzun poz süresine sahip (derin) gözlem verileri kullanılarak yapılan tayfsal çalışmalar oldukça önemlidir. Çünkü genç süpernova kalıntıları, yıldızlararası ortam ile fazla etkileşmediğinden doğrudan patlamaya ve ata yıldızın özelliklerine dair bilgiler verirler. Geçen zamanla birlikte çevresel maddeyle olan etkileşim giderek artar ve kalıntı daha çok

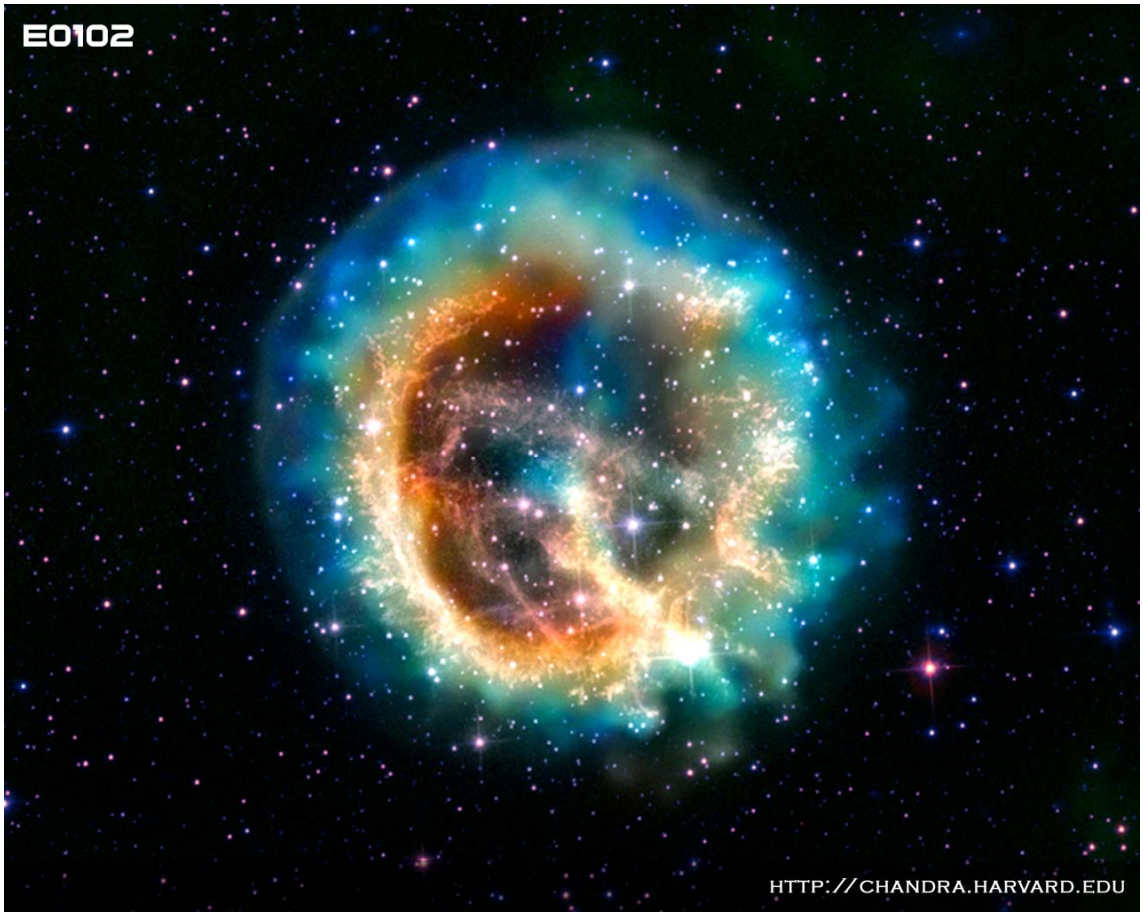
[1] http://pages.uoregon.edu/jimbrau/astr122/Notes/Chapter21.html

çevresel ortamın özelliklerini yansıtmaya başlar. Ayrıca konumsal özelliklerinin ayrıntılı bir şekilde incelenebilmesi için araştırılan SNR'nin nispeten yakın olması gerekmektedir. Yerel grup dışındaki galaksilerde meydana gelen bir süpernova kalıntısının detaylı tayfsal analizi bugünkü gözlem aletleriyle imkânsızdır. Bilinen süpernova kalıntıların toplam sayıları yaklaşık olarak 500 civarındadır ve bunların 300'den fazla bir kısmı da radyo bölgede ışınım yapan yaşlı kalıntılardır. Yaşlı kalıntılar çevresel maddeyle çok fazla etkileştiklerinden patlamanın değil çevresel maddenin özelliklerini taşırlar. Bu çalışma için gerekli genç, parlak ve Galaksimize yakın SNR'ler dikkate alındığında incelenebilecek kalıntı sayısı oldukça azdır.

Genç SNR'ler çok sıcak olduklarından ışınımlarının çoğunu elektromanyetik tayfın yüksek enerji bölgesinde (X-ışını) yayımlamaktadırlar. Bu doktora tez çalışmasında X-ışın verilerinin kullanılmasının sebebi de budur. Yer atmosferi X-ışınlarına geçirgen olmadığından bu gözlemlerin uzay teleskoplarıyla yapılması gerekmektedir. Detaylı bir X-ışın tayf analizi yapılabilmesi için yüksek çözünürlüklü, uzun poz süreli tayfsal verilere ihtiyaç duyulmaktadır. Bu türden veriler kullanılarak yapılan çalışmalarla, incelenen SNR'ye ait her bir ilginç bölge ayrı ayrı araştırılabilir ve kalıntının yapısı detaylı bir şekilde ortaya çıkarılabilir.

Bir süpernova kalıntısında, atılan maddenin detaylı yapısı ata yıldızın doğasına, patlama mekanizmasına ve çevresel yapıya bağlıdır. Genç süpernova kalıntısı evresinde, genişleyen soğuk gaz ters şok tarafından ısıtılır. Sıcaklığı artan kalıntı gazı etkili bir X-ışın kaynağına dönüşür. Genç süpernova kalıntıları henüz yıldızlararası ortama karışmadığından, bu kalıntıların X-ışın gözlemleriyle ata yıldızın doğası ve patlama mekanizması ortaya çıkarılabilir. Gözlenen kalıntı esasen süpernova patlamasıyla atılan maddedir. Bu maddenin kimyasal bileşiminin ve kütlesinin ölçülmesiyle ata yıldızın kütlesi ve evrimsel durumu tahmin edilebilir. Atılan kütle ve genişleme hızından da patlamayla salınan toplam enerji hesaplanabilir (Zampieri, 2017). Bununla birlikte, X-ışın tayfının sürekliliği ve çizgi şiddetlerinin analizlerinden süpernova kalıntısının sıcaklığı, iyonizasyon durumu ve yoğunluk dağılımı ortaya konabilir. Süpernova kalıntılarına ait detaylı X-ışın tayf analizleriyle kalıntının kimyasal bileşimi, evrim durumu, yaşı, patlama sırasında açığa çıkardığı enerji miktarı, genişleme hızı hesaplanabilir. Merkezi yoğun cisim varsa özellikleri saptanabilir. Ayrıca yüksek çözünürlüklü derin X-ışın gözlem verileri kullanılarak kalıntılardaki bütün detaylar, asimetriler tespit edilebilir. Bu şekilde gerçekleştirilen kapsamlı tayfsal analizlerden faydalanılarak süpernova kalıntıları için daha gerçekçi modeller oluşturulabilir.

Çekirdek çökmesiyle oluşan 1E 0102.2-7219 (E0102), Küçük Macellan Bulutsusu'ndaki (SMC) en genç ve yumuşak X-ışın bölgesindeki en parlak süpernova kalıntısıdır. E0102, Galaksimize yakın sayılabilecek bir uzaklıktadır (60 kpc; Westerlund, 1990) ve *Chandra* X-ışın uydusu için iyi bir kalibrasyon kaynağıdır. Bu nedenle *Chandra* arşivi bu kalıntı için zengin bir veri kaynağına sahiptir. Bu özellikleri E0102'yi, ayrıntılı tayfsal analizi yapılarak, patlama doğasına ve ata yıldıza ait önemli bilgiler elde edilmesiyle, standart süpernova modellerine katkılar sağlanması bakımından eşsiz bir fırsat haline getirmektedir. E0102'in X-ışın ve optik verilerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş görüntüsü Şekil 1.2'de gösterilmiştir.



Şekil 1.2: E0102'in X-ışın ve optik verilerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş görüntüsü[2].

[2] http://chandra.harvard.edu/photo/2009/e0102/

E0102 çekirdek çökmesiyle oluşan bir süpernova kalıntısıdır. Süpernovaların yaklaşık %80'i çekirdek çökmesiyle oluşmaktadır. Bu tez çalışması E0102 süpernova kalıntısı hakkında detaylı bilgiler sağlamasının yanında, süpernovaların çok büyük bir kısmının (~%80) genel özellikleri hakkında fikir vermesi bakımından da önemlidir.

Bu çalışmada, çekirdek çökmesiyle oluşan süpernova kalıntısı E0102'nin yüksek uzaysal-çözünürlüğe sahip *Chandra* ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer) arşiv verileri incelenerek detaylı bir X-ışın tayf analizi yapılmıştır. Kalıntının konumsal olarak detaylı bir şekilde araştırılabilmesi için, yüksek foton istatistiklerinin sağlanması gerekmektedir. Bu amaçla bu çalışmada *Chanda* ACIS-S3 dedektörü ile 14 yıllık bir süre içinde elde edilen 20 adet gözlem verisi arşivden alınmıştır. Yaklaşık 273 ksn'lik gözlem verisi kullanılarak gerçekleştirilen bu detaylı tayfsal çalışma sayesinde E0102'nin kimyasal yapısı ve plazma parametreleri (elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği ve salma ölçeği) konumsal olarak elde edilmiş, böylece ata yıldızın detaylı doğası, patlama özellikleri ve SNR dinamikleri etkili bir şekilde ortaya çıkarılmıştır. Ayrıca öncü şokun süpürdüğü çevresel maddenin özellikleri de ilk kez bu tez çalışmasıyla ortaya konulmuştur.

X-ışın tayf biliminin en önemli gelişmesi X-ışın görüntüleme dedektörlerinin ortaya çıkmasıdır. Bu sayede SNR'nin sıcaklık ve element dağılımı haritası yapılabilmektedir. Ayrıca ısısal ışınım ve sinkrotron ışınımı ayırt edilebilmektedir. E0102 gibi genç süpernova kalıntılarının ayrıntılı gözlemsel çalışmaları, süpernova patlama özelliklerinin ortaya çıkartılması bakımından oldukça önemlidir.

2. GENEL KISIMLAR

2.1. TANIM VE TARİHSEL SÜREÇ

Süpernovalar çok parlak olduklarından ilk çağlardan beri gözlenmektedirler. Bilinen en eski süpernova kaydı, XI. yüzyılda eski Çin gökbilimcileri tarafından yapılmıştır (Stephenson ve Green, 2002), fakat modern süpernova çalışmaları Baade ve Zwicky'nin (1934) süpernovaların novalardan daha parlak ve daha nadir olduklarını fark etmeleriyle başladı.

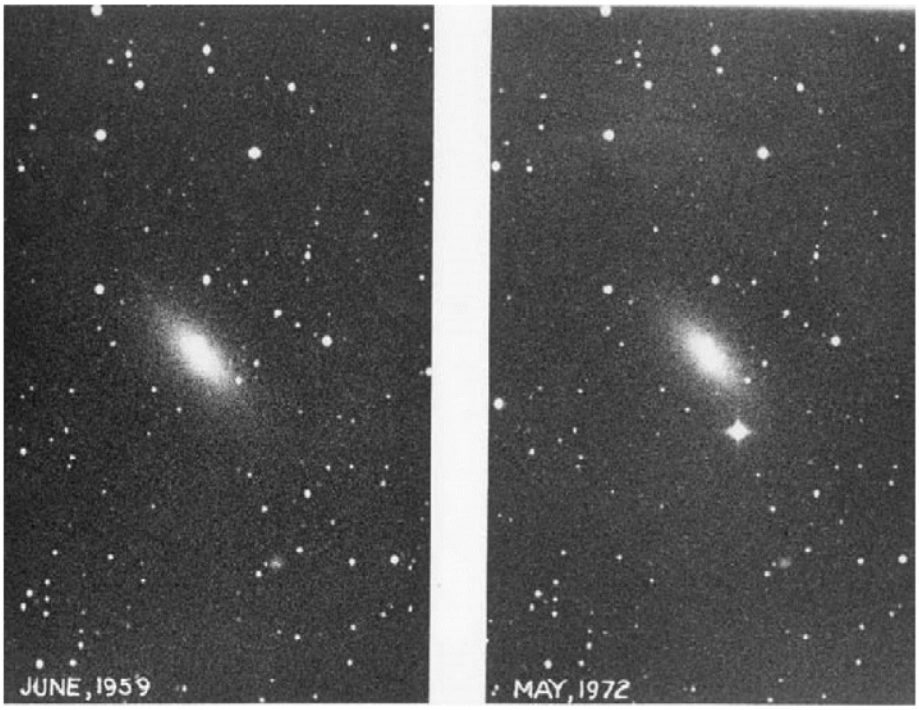
Her birkaç yüzyılda bir, çıplak gözle görülebilecek kadar yakın bir süpernova patlamasına tanık olunmaktadır. Tarih boyunca kaydedilmiş, Galaksimiz içinde oluşmuş, en parlak süpernova 1 Mayıs 1006 tarihinde Lupus takımyıldızında gerçekleşmiş olup görünen parlaklığı yarım Ay'ın parlaklığına ulaşmış ve gökyüzünü aydınlattığı kaydedilmiştir (Stephenson ve Green, 2002). Tablo 2.1'de Samanyolunda gerçekleşen süpernova patlamaları listelenmiştir. Çıplak gözle görülebilen en son SN patlaması 23 Şubat 1987 tarihinde Büyük Macellan Bulutsusu'nda (LMC) gerçekleşmiştir. Ata yıldızının B3 tayf türünde mavi bir süperdev olduğu belirlenmiştir (Langer, 1991).

Tablo 2.1: Galaksimizde ve yerel grupta oluşmuş, çıplak gözle görülebilen başlıca süpernovalar (Seward ve Charles, 2010; van den Bergh, 1996).

Tarih	Optik Parlaklık (^{m})	Tür	Konum	Kalıntı Adı	Radyo Özelliği
185	-8	I?	Centaurus	RCW 86	Kabuk
1006	-9.5	Ia	Lupus	SNR 1006	Kabuk
1054	-4	II?	Taurus	Crab Nebula	Parlak biçimsiz
1181	0	II?	Cassiopeia	3C 58	Sönük biçimsiz
1572	-4	Ia	Cassiopeia	Tycho SNR	Kabuk
1604	-3	Ia	Ophiuchus	Kepler SNR	Kabuk
≈1667	?	II?	Cassiopeia	Cas A	Parlak kabuk
≈1868	?	Ia?	Sagittarius	G1.9+0.3	Kabuk
1987	3	Ib	Dorado	SN 1987A	Kabuk

1936 yılında Zwicky ve çalışma arkadaşları tarafından başlatılan öncü çalışmalar ile uzak galaksilerdeki yüzlerce süpernovanın sistematik keşfi gerçekleştirilmiştir (Zwicky, 1973). Modern teknolojiye sahip teleskoplar ile gökbilimciler, diğer galaksilerde oluşan yüzlerce süpernovayı kolaylıkla gözleyebilmektedirler. Bu duruma örnek olarak eliptik bir galaksi olan NGC 5253 verilebilir. Şekil 2.1'nin sol ve sağ panellerinin ortasında yer alan NGC 5253'ün, sırasıyla, 1959 ve 1972 yıllarında alınmış fotoğrafları gösterilmiştir. 1972 yılında alınan

görüntüde NGC 5253'ün sağ alt tarafında parlak bir nesne görülmektedir. Bu nesne galaksinin yeni ortaya çıkan süpernovasıdır.



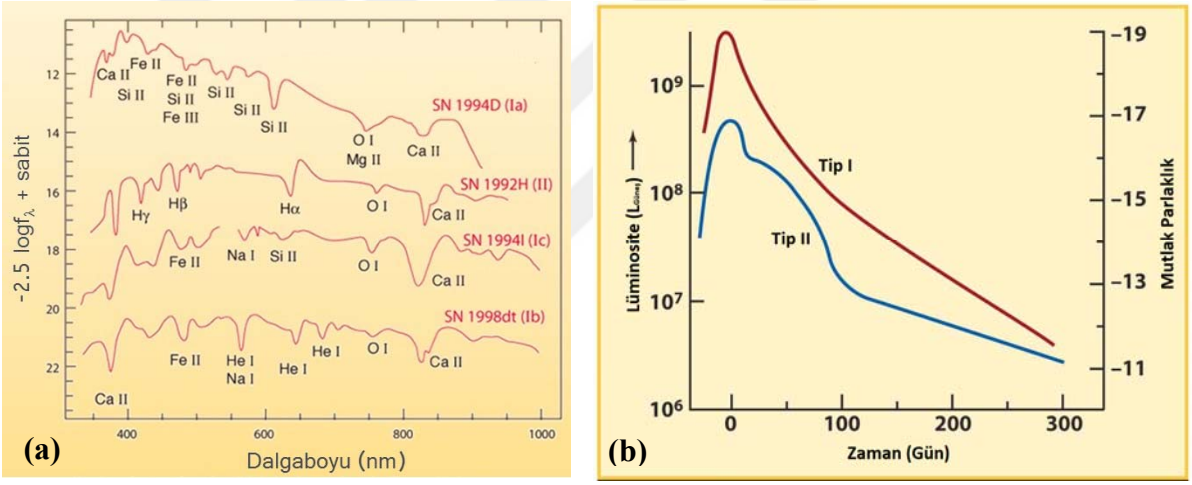
Şekil 2.1: Centaurus grubundaki eliptik galaksi NGC 5253 civarında 1972 yılında Hale Gözlemevi'nden keşfedilen süpernova[3].

Süpernovalar yıldız kaynaklı bilinen en enerjik olaylar olup, patlama sonucunda yıldızlararası ortama yaklaşık 10^{51} erg'lik bir enerji salınımı olur. Bu enerji, Güneş'in tüm dalgaboylarında, yaşantısı boyunca yayabileceği enerji mertebesindedir. Süpernovalar, patlamadan sonraki bir yıl içerisinde tüm enerjisinin sadece %1'ini optik bölgede yaymalarına rağmen, gündüz görülebilecek kadar parlaktırlar. Başlangıçta bu enerjinin büyük kısmı kinetik enerji olarak kullanılır. Yıldızın atılan dış katmanları 10,000 – 15,000 km/sn gibi yüksek hızlara sahiptir. Kalıntı genişledikçe, bu hareket enerjisi, çevresel maddenin ve atılan maddenin sıcaklığını milyon K'in üzerine çıkartır. Bu sıcaklığa ulaşan madde X-ışınlarında ışınım yayar. 1962 yılında kozmik X-ışın kaynaklarından gelen X-ışınları keşfedilmeden önce, süpernovalardan ve kalıntılarından X-ışın yayılabileceği tahmin edilmekteydi. Yengeç bulutsusu (M1) X-ışınlarında belirlenen ilk SNR olmuştur (Bowyer ve diğ., 1964).

[3] http://palomarskies.blogspot.com.tr/2010/08/astrophoto-friday-supernova-1972e.html

2.2. SÜPERNOVA TÜRLERİ

Süpernovalar ışık eğrileri ve tayfları esas alınarak Tip I ve Tip II olmak üzere iki temel gruba ayrılır (Doggett ve Branch, 1985). Tip I süpernovaları birbirlerine oldukça benzer ışık eğrilerine sahiptir ve tayflarında hidrojen çizgisi görülmez. Tip II süpernovalarının tayflarında ise hidrojene ait geniş salma/soğurma çizgileri görülür (Şekil 2.2a). Işık eğrilerinin biçimi açısından bu iki grup analiz edildiğinde (Şekil 2.2b), maksimum parlaklıktan sonraki iniş kollarının birbirlerinden farklı olduğu görülür. Tip I süpernovalarının ışık eğrilerindeki iniş kolu daha diktir. Her iki tür süpernovada da, yayılan görünür ışıktaki azalmanın nedeni, ^{56}Co ve ^{56}Ni'nın demire dönüşmesidir. İki gruba ait süpernovaların maksimumdaki mutlak parlaklıkları da belirgin farklılık göstermektedir. Tip I'ler, Tip II'lere göre genel olarak yaklaşık iki kadir daha parlaktır.



Şekil 2.2: Süpernova türlerinin tayfsal ve fotometrik olarak sınıflandırılması. (a) Tip Ia, Tip II, Tip Ic ve Tip Ib türlerindeki süpernovaların tayfsal özellikleri[4], (b) Tip I ve Tip II süpernovalarının karakteristik ışık eğrileri[5].

Tip I süpernovaları kendi aralarında Tip Ia, Tip Ib ve Tip Ic olmak üzere üç alt gruba ayrılmaktadır. Tip Ia süpernovalarının tayflarında hidrojen (H) çizgisinin yanında helyum (He) çizgisi de görülmez, ancak güçlü Si II soğurması mevcuttur. Bu süpernovaların çift sistemlerdeki C-O beyaz cücelerinde C yanmasıyla oluştuğuna dair genel bir görüş birliği vardır, fakat farklı birkaç evrim senaryosu da Tip Ia türü bir patlamaya sebep olabilir. Tip Ia

[4] http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/Astro/snovcn.html
[5] http://scienceblogs.com/startswithabang/2012/01/26/our-galaxys-next-supernova/

süpernovalarının atalarıyla ilgili iki ana evrim senaryosu öne sürülmüştür (Matteucci, 2004). Bunlar tek dejenere ve çift dejenere evrim senaryolarıdır.

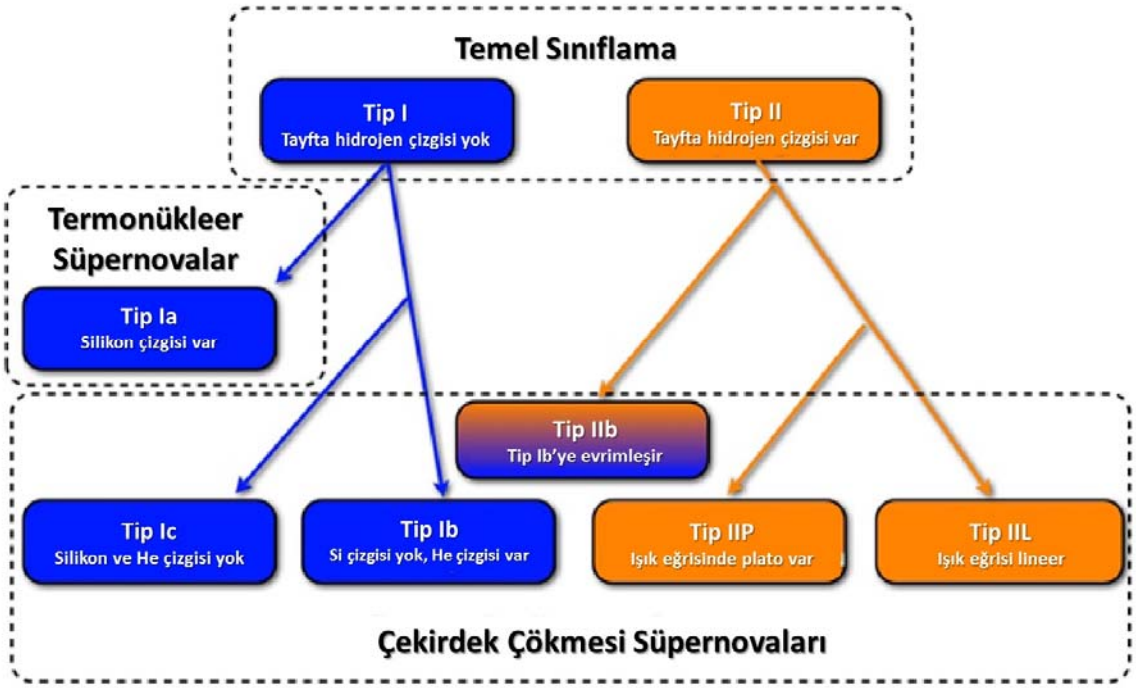
Tek dejenere evrim senaryosunda bir kırmızı dev bileşenden beyaz cüce bileşeni üzerine madde aktarımından sonra, Chandrasekhar kütlesine (~1.44 $M_{\odot}$) ulaşan C-O beyaz cücesinde C yanmasıyla termonükleer patlama söz konusudur. Bu senaryo Whelan ve Iben (1973) tarafından ileri sürülmüş daha sonra Han ve Podsiadlowsky (2004) tarafından revize edilmiştir. Bu senaryoya göre patlamaya kadar geçen zaman, beyaz cücenin (önceden daha büyük kütleli olan) baş bileşen olduğu çift sistemin yoldaş bileşeninin ömrüyle verilir. Bundan dolayı, yoldaş bileşen için en büyük kütle 8 $M_{\odot}$ olup, bu da bir C-O beyaz cücesinin oluşumu için maksimum kütleye denk gelmektedir. Sonuç olarak, bir Tip Ia süpernovasının gerçekleşmesi için minimum zaman ölçütü (yani 8 $M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın ömrü) yıldız oluşumunun başlamasından sonra yaklaşık 30 milyon yıldır. Mannucci ve diğ. (2005; 2006) tarafından yapılan son radyo galaksi gözlemleri kısa zaman ölçeğinde oluşan bu türden Tip Ia süpernovaların varlığını ortaya çıkartmıştır. İkinci bileşen için minimum kütle 0.8 $M_{\odot}$ olup, bu ise evrenin yaşına eşit yaşta bir yıldızdır. Özet olarak, 0.8 $M_{\odot}$ kütleli iki yıldız Chandrasekhar kütleli bir beyaz cüceyi oluşturmak için küçük olsa da hem birincil hem de ikincil bileşenler için kütle aralığı temelde 0.8 ile 8 $M_{\odot}$ olarak kabul edilmektedir (Matteucci, 2014).

Çift dejenere evrim senaryosunda, kütle çekimsel dalga ışınımı sebebiyle oluşan açısal momentum kaybından dolayı iki C-O beyaz cücesinin birleşmesi ve Chandrasekhar kütlesine (~1.44 $M_{\odot}$) ulaşıldığında C-yanmasıyla oluşan bir termonükleer patlama söz konusudur (Iben ve Tutukov, 1984). Bu senaryoda, iki C-O beyaz cücesinin, birleştikten sonra Chandrasekhar limitine ulaşabilmesi için her birinin yaklaşık 0.7 $M_{\odot}$'lik bir kütleye sahip olması, dolayısıyla ata yıldızların 5 ile 8 $M_{\odot}$ kütle aralığında bulunması gerekir. Patlamaya kadar geçen zaman, ikinci yıldızın ömrüne ilaveten iki beyaz cücenin ayrıklığına bağlı olan kütle çekimsel zaman gecikmesiyle verilir. Bu senaryoya göre Tip Ia süpernovalarının ortaya çıkması için gerekli olan minimum zaman ölçeği, tek dejenere evrim senaryosundakinden birkaç milyon yıl daha büyüktür (yaklaşık 40 milyon yıl, Tornambe ve Matteuci 1986). Çift dejenere evrim senaryosu hakkındaki güncel bilgiler için Greggio (2005) çalışmasına bakılabilir.

Bu evrim senaryolarında patlama ya C-O beyaz cücesi Chandrasekhar kütlesine ulaştığında ve merkezde C yandığında ya da C-O beyaz cücesinin üzerinde yeterince büyük kütleli bir helyum tabakası biriktiğinde gerçekleşebilir. İkinci durumda Chandrasekhar kütlesine ulaşmadan önce merkez dışında C yanmasını tetikleyen He-patlaması oluşur (Woosley ve Weaver 1994).

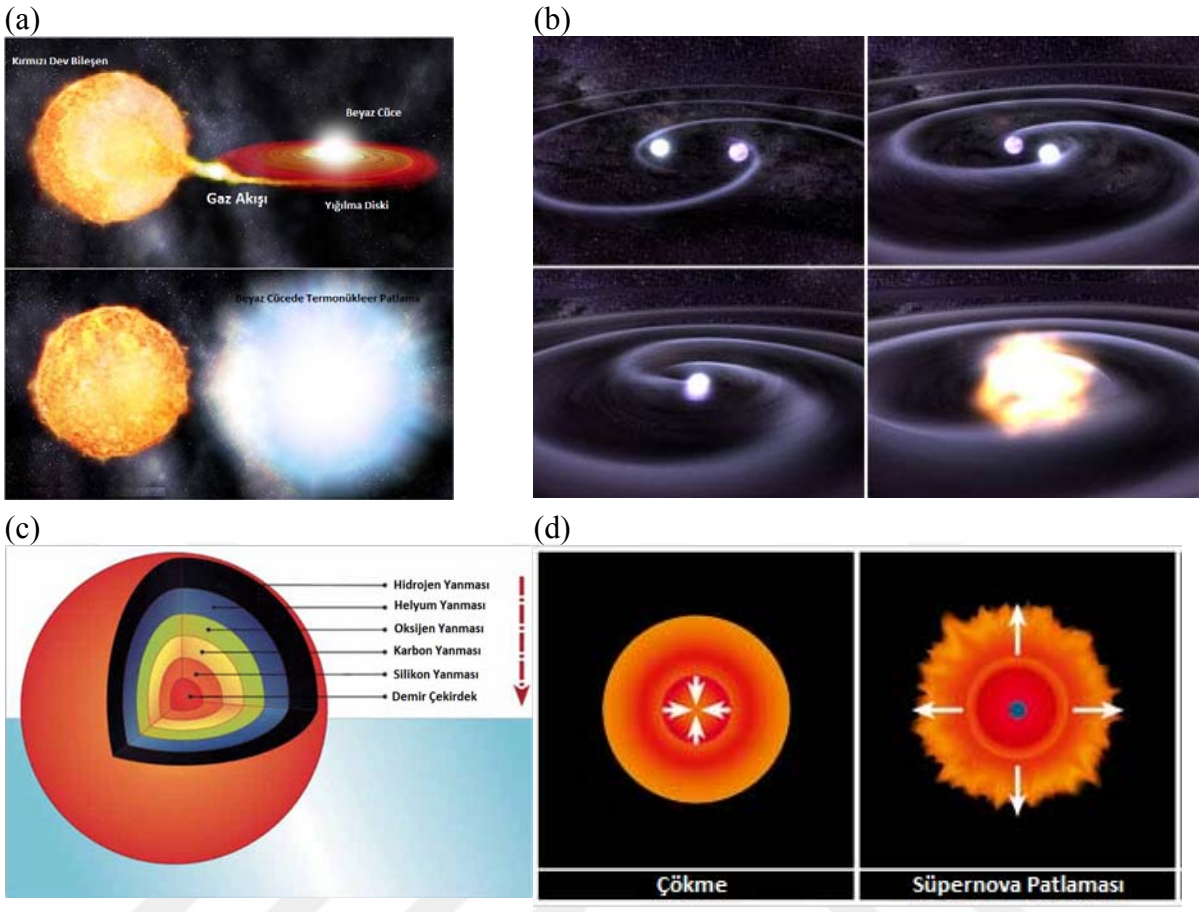
Tip Ib ve Tip Ic süpernovaları ise çok büyük kütleli yıldızların çekirdek çökmesi sonucunda oluşmakta ve sırasıyla tayflarında güçlü ve zayıf He çizgileri görülmektedir (Wheeler ve Harkness, 1990). Tip Ib süpernovalarına sebep olan ata yıldızlar H katmanlarını yıldız rüzgârlarıyla atmış büyük kütleli yıldızlardır. Bu nedenle, Tip Ib süpernovalarının tayflarında hidrojen çizgisi görülmez. Tip Ic süpernovalarının ata yıldızları ise hidrojen katmanlarının yanında helyum katmanlarını da yıldız rüzgârlarıyla büyük oranda yıldızlararası ortama fırlatan çok büyük kütleli yıldızlardır. Bu sebeple, tayflarında hidrojen çizgisi görülmez ve helyum çizgisi de çok zayıftır.

Tip II süpernovalarının tayflarında hidrojene ait geniş salma çizgilerinin bulunması, onların dış katmanları hidrojence zengin, büyük kütleli ($M \geq 8\ M_{\odot}$) genç yıldızların çekirdek çökmesiyle oluştuğuna işaret etmektedir. Bu grup kendi içinde Tip IIL, Tip IIP ve Tip IIb şeklinde alt sınıflara ayrılmaktadır (Arcavi, 2017). Bu ayrım optik tayf özellikleri ve ışık eğrisi karakteristiklerine göre yapılmıştır. Süpernovalar için genel bir sınıflama Şekil 2.3'te gösterilmektedir. Tip IIP'ler çekirdek çökmesi süpernovaları içinde en yaygın olanlarıdır. Smartt (2009) ve Chevalier (2005) optik bölgede yapmış oldukları çalışmalarında Tip IIP'lerin ata yıldızları için kütle aralığını $8 - 17\ M_{\odot}$ olarak vermişler, bu yıldızların önemli ölçüde hidrojen katmanına sahip olduklarını ve kırmızı süperdev evresinde patladıklarını belirtmişlerdir. Tip IIL'ler yıldız rüzgârları ya da çift yıldız etkileşimi sebebiyle daha küçük kütleli zarfa sahiptirler. Tip IIL'lerin ışık eğrilerinde zamanla doğrusal bir düşüş görülür, buna karşın Tip IIP'lerin ışık eğrilerinde düşüş öncesi bir kaç haftalık bir düzlük görülmektedir ve bu düzlük 1 ile 3 hafta sonra radyoaktif bozunmayla azalır (Barbon ve diğ., 1979). Tip IIb'ler, Tip Ib ile Tip II arasında bir geçiş sınıfı olarak düşünülebilir. Bu sınıfa ait süpernovaların tayfları ilk önce Tip II patlamalarına ait özellikler gösterirken, zamanla Tip Ib'nin tayfsal özelliklerini sergiler. Bunların dışında IIn ve IIpec (1987 A gibi) türleri de mevcuttur. Tip IIn süpernovalarının tayfları dar hidrojen Balmer çizgi salmalarıyla karakterize edilir. Bu çizgilerin muhtemelen ata yıldızın kütle kaybının sebep olduğu yoğun çevresel maddeden geldiği düşünülmektedir.



Şekil 2.3: Optik tayf özellikleri ve ışık eğrisi biçimleri göz önünde bulundurularak yapılan süpernova sınıflaması (Vink, 2012).

Çeşitli galaksilerdeki süpernova patlamalarının gözlemlerinden, Tip II, Tip Ib ve Tip Ic gibi çekirdek çökmesiyle oluşan patlamaların yalnızca gaz ve toz yoğunluğunun çok fazla olduğu sarmal galaksilerin kollarındaki genç yıldız bölgelerinde oluştuğu görülmüştür. Yaşlı yıldız popülasyonlarının etkin olduğu eliptik galaksilerde çekirdek çökmesi patlamalar çok nadiren oluşmaktadır. Tip Ia süpernovaları ise her galaksi türünde görülmelerine karşın sadece sarmal galaksilerin kollarında görülmez. Bu sonuç, Tip II, Tip Ib ve Tip Ic süpernova patlamalarının büyük kütleli genç yıldızlardan meydana geldiğini, Tip Ia süpernovalarının ise rölatif olarak daha küçük kütleli ve yaşlı yıldızlardan kaynaklandığını göstermektedir. Tip Ia termonükleer patlamaları çoğunlukla Fe grubu elementlerini (Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni) üretirken, çekirdek çökmesi patlamaları (Tip II, Tip Ib ve Tip Ic) ise daha çok α-elementlerinin (O, Ne, Mg, Si, S, Ca) ve bazı Fe-grubu (Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni) elementlerinin oluşumuna katkı verirler (Matteucci, 2014). Tip Ia ve Tip II süpernovalarının ataları ve patlama mekanizmalarıyla ilgili temsili görüntüler Şekil 2.4'te gösterilmiştir.



Şekil 2.4: (a) Tip Ia süpernova ataları için tek dejenere evrim senaryosu[6], (b) Tip Ia'lar için temsili çift dejenere evrim senaryosu[7], (c) Tip II patlamasından önce dev yıldızın soğan kabuğu biçimindeki iç yapısı[8], (d) Çekirdek çökmesi süpernovaları için temsili patlama yapısı[7].

Süpernovalar son derece parlaktırlar. Öyle ki bu parlaklıklarıyla bir galaksinin toplam parlaklığını gölgede bırakabilirler. Tip Ia'lar için tipik mutlak parlaklık yaklaşık -19 kadir iken Tip II'ler için bu değer yaklaşık -17 kadirdir. İyi birer uzaklık göstergesi olarak kabul gören süpernovalar, Samanyolu dışındaki nesnelerin mesafelerinin ölçümünde tercih edilmekle birlikte temel kozmolojik parametreleri hesaplamak için de kullanılabilirler (Riess ve diğ., 1998; Perlmutter ve diğ., 1999). Fotometrik ışık eğrileri bakımından iki türün mutlak parlaklıklarındaki iki kadirlik farkın yanında maksimum ışığa çıkış sürelerinde de farklılık bulunmaktadır. Tip II süpernovaları maksimum parlaklığa Tip I'lere göre daha yavaş ulaşmaktadır (Gal-Yam, 2017). Ayrıca Tip II'lerde iniş kolu Tip I'lere göre daha küçük bir

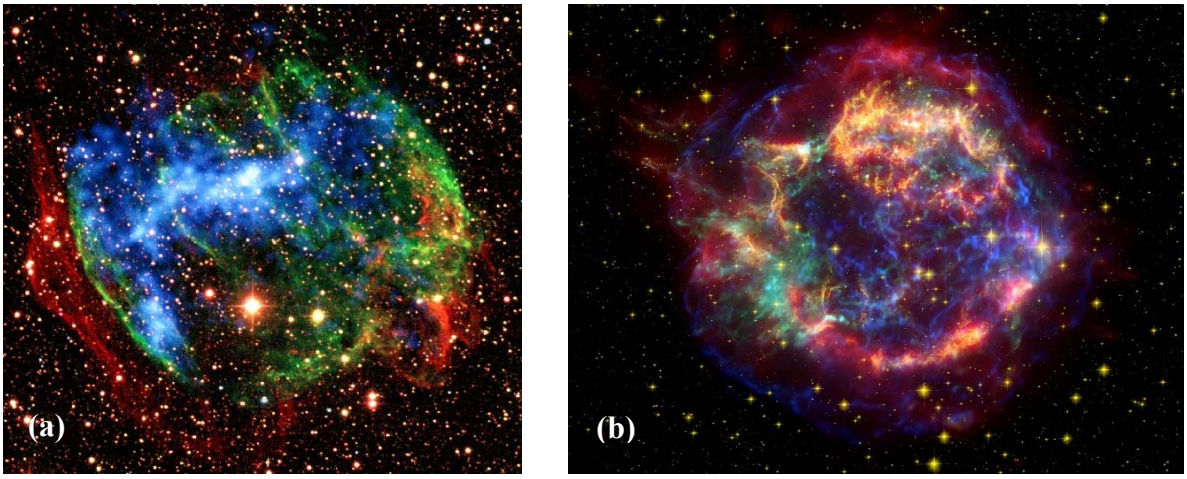
[6] http://chandra.harvard.edu/photo/2010/type1a/more.html
[7] https://www.physics.rutgers.edu/analyze/wiki/Ia_supernovae.html
[8] http://www.scienceinschool.org/2007/issue5/fusion

eğime sahip olup çeşitli düzensizlikler gösterir. En belirgin yapı, maksimum parlaklığa ulaşıldığı zamandan yaklaşık 20 gün sonra iniş kolu üzerinde görülen hörgüç yapısıdır (bkz. Şekil 2.2). Tip Ia süpernovalarının ışık eğrilerinde iniş kolu doğrusal olup maksimum parlaklık zamanından 25-40 gün sonra üç kadirlik bir parlaklık azalması gerçekleşir. Bunu takip eden parlaklık azalması daha yavaştır (60-70 günde bir kadir). Patlama sonrası ışık eğrilerinin iniş kolunda gerçekleşen ışık azalması, yıldızın son büzülmesi sırasında ürettiği ^{56}Co ve ^{56}Ni gibi elementlerin, radyoaktif bozunma sürecinde verdikleri ve zamanla azalma gösteren enerjiyle sağlanmaktadır. Her iki alt grubun ışık eğrilerindeki çıkış kolu eğimi kabaca aynıdır (Filippenko, 1997).

Tip Ia süpernovalarında, beyaz cüce üzerine biriken madde, dejenere elektron basıncını yenebilecek kadar (~1.44 $M_\odot$ sınırını aştığında) artabilir. Oluşan çökme, çekirdeğin karbon ve oksijeni yakabilecek kadar yüksek sıcaklığa ulaşmasına neden olur. Bu yanma patlayıcı bir dalga oluşturur ve bu dalga 1 saniye içinde çekirdeği geçer. Bu nükleer füzyon reaksiyonu sonucunda, 1 $M_\odot$'lik radyoaktif ^{56}Ni oluşur ve 10^{52} erg'lik enerji salınır. ^{56}Ni'nın radyoaktif bozunması yoluyla salınan enerji, genişleyen kalıntının ışınım yapmasına neden olurken, Tip Ia türü ışık eğrilerinde görülen üstel azalmayı da açıklar. Çekirdek çökmesi yoluyla patlamalı bir şekilde enerji salınımı gerçekleşir. Bu tür patlamalarda salınan toplam enerji 10^{53} erg kadardır. Bu enerjinin büyük kısmı nötrinolar tarafından taşınırken ($e^- + p \rightarrow n + \nu$), yalnızca 10^{49} erg kadarı foton olarak yayınlanır. Genişleyen kalıntının kinetik enerjisi ortalama 10^{51} erg'dir (Maguire, 2017).

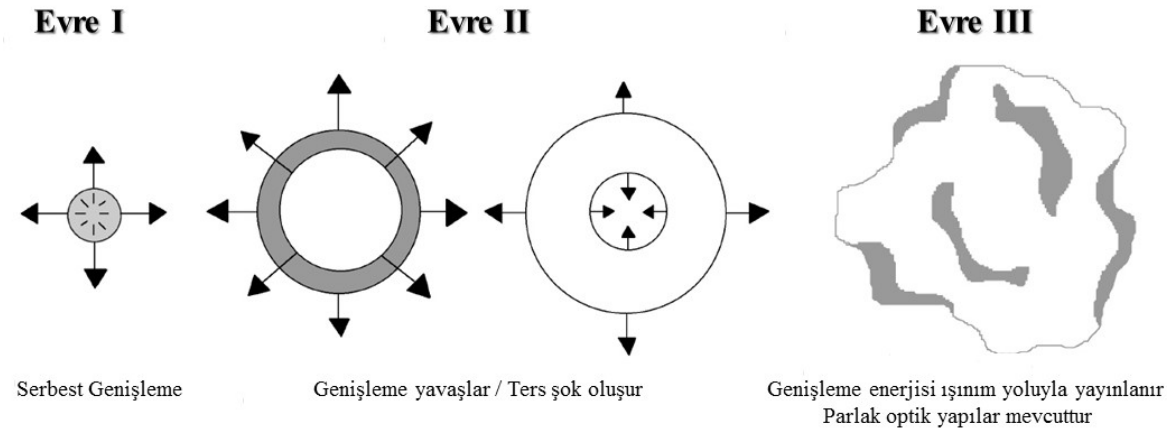
2.3. SÜPERNOVA KALINTILARI VE EVRİMLERİ

Süpernova patlaması sonucunda yıldız maddesi çok yüksek hızlar ile yıldızlararası ortama fırlatılır ve ortamda bulunan maddeyle etkileşerek süpernova kalıntısının oluşmasına sebep olur. Süpernova kalıntıları bulutsu benzeri yapılardır. Bu kalıntılar genel olarak belirli sınıflara ayrılmış olsa bile, her bir kalıntıyı diğerlerinden ayıran kendine özgü özellikleri mevcuttur. Şimdiye kadar incelenen süpernova kalıntıları göz önünde bulundurulduğunda birbirinin tamamen aynısı iki kalıntıya rastlanmamıştır. Bu durum aslında her bir kalıntının incelenmeye değer özel nesneler olduğunun göstergesidir. Kalıntıların özellikleri patlamaya sebep olan ata yıldızın yapısına, çevresel ortama ve patlama mekanizmasına bağlıdır. Süpernova kalıntıları patlama sonrasında uzun süreler boyunca X-ışınlarında, görsel ve radyo bölgede ışınım yayarlar. Süpernova kalıntılarına örnek olarak W49B ve Cas A verilebilir (Şekil 2.5).



Şekil 2.5: Süpernova kalıntıları için iki örnek: W49B (a)[9] ve Cas A (b)[10].

Süpernova kalıntıları evrimsel olarak üç temel gruba ayrılmaktadır. Bunlar *serbest genişleme evresi*, *Sedov – Taylor evresi* ve *ışıma evresidir*. Bu üç evrim safhası şematik olarak Şekil 2.6'da gösterilmektedir.



Şekil 2.6: Süpernova kalıntısının üç temel evrim safhası (Cioffi, 1990; Seward ve Charles, 2010).

2.3.1. Serbest Genişleme Evresi (Evre I)

Bu evrede, tek düze bir ortamda gömülü bulunan bir ata yıldızdan maddenin her yöne eşit miktarda atıldığı kabul edilmektedir (Chevalier, 1996). Bu genişlemenin şematik yapısı Şekil 2.6'da gösterildiği gibidir. Hızla genişleyen kabuktaki yoğunluk zamanla azalır ve kabuk

[9] http://chandra.harvard.edu/photo/2004/w49b/
[10] http://www.amnh.org/our-research/hayden-planetarium/blog/stunning-supernova-goes-3d/

geçirgen bir yapıya bürünür. Bu evrede süpürülen maddenin kütlesi atılan maddenin kütlesinin yanında ihmal edilebilecek kadar küçüktür. Genişleme sabit hızla gerçekleşir. *Serbest Genişleme Evresi* olarak adlandırılan SNR'nin hayatındaki bu ilk aşama, atılan kütle 1 $M_{\odot}$ ve çevredeki ortamın yoğunluğu 0.3 atom/cm^3 ise, süpürülen kütle atılan maddenin kütlesine eşit oluncaya kadar (yarıçap yaklaşık r = 3 pc mertebesine ulaşana kadar) devam eder. Süresi yüzyıllar mertebesindedir. İlk madde atım hızı 15,000 km/sn olarak kabul edilirse, bu evrenin süresi yaklaşık 200 yıl civarındadır.

2.3.2. Sedov-Taylor Evresi (Evre II)

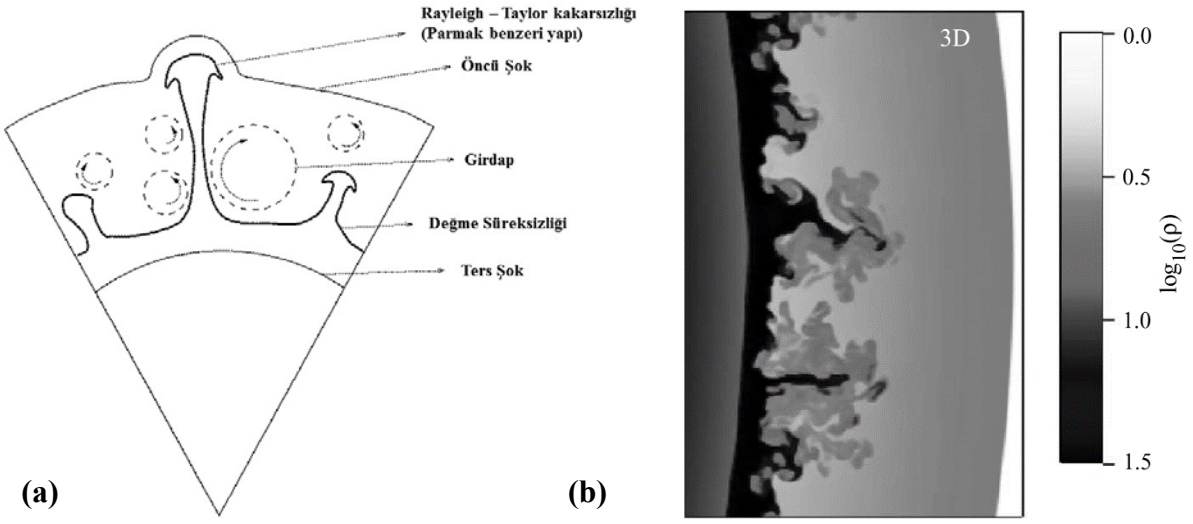
Patlamadan sonra ilerleyen zamanlarda şok tarafından süpürülen madde miktarı artar ve kalıntı *Sedov-Taylor* evresi olarak adlandırılan ikinci sürece girer (Reynolds, 2017). Bu evrede süpürülen maddenin kütlesi atılan maddenin kütlesiyle karşılaştırılabilir düzeydedir. Ancak kabuktaki malzemenin yaydığı enerji, kabuğun iç enerjisiyle kıyaslandığında hala çok küçüktür. Yani genişleme adyabatiktir. Genişleme miktarı, patlamada ortaya çıkan toplam enerjiye ve yıldızlararası ortamın yoğunluğuna bağlıdır. Bu evre 10,000 - 20,000 yıl sürer. Bu evrim safhası bitene kadar başlangıç patlama enerjisinin yaklaşık %70'i süpürülen yıldızlararası ortamın ısısal enerjisine dönüşür (Chevalier, 1974). Sedov-Taylor evresinin şematik bir gösterimi Şekil 2.6'da verilmiştir.

2.3.2.1. Kalıntıda ters şok oluşumu; Süpernovayı çevreleyen bir madde olmasaydı, patlamayla atılan madde 10,000 – 20,000 km/sn gibi yüksek hızlarla serbest bir şekilde genişlemeye devam edecekti. Ancak, yıldızlararası ortam (ISM) patlamayla atılan maddenin önüne giderek artan oranda bir bariyer oluşturur. Hızla genişleyen madde çevresel ortamın içine girdikçe, yıldızlararası ortamdaki gaz dışarıya doğru süpürülür, bu sırada içeriye doğru ikinci bir şok dalgası oluşur (ters şok). Bu iki şok dalgası arasında kalan madde sıkışarak ısınır ve X-ışınları yayacak sıcaklığa ulaşır. Genç süpernova kalıntılarının kabuklarında görülen X-ışınımı bu mekanizmayla oluşur.

2.3.2.2. Rayleigh – Taylor kararsızlığı ve kümelenmeler

Çevresel maddedeki karmaşıklıklar ve atılan maddedeki düzensizlikler nedeniyle patlamanın geometrik yapısı karmaşık bir hal alır. Bir süpernovanın etrafındaki bölgede, yoğun molekül bulutları veya farklı yoğunluklarda gazlar (ISM gazları) bulunabilir. Ayrıca ata yıldızın değişken rüzgârıyla yayılmış çevresel yapılar da yer alabilir. Isısal X-ışınımı, ortamdaki madde

yoğunluğunun karesiyle orantılıdır. Dolayısıyla çevredeki maddedeki küçük bir yoğunluk farklılığı, sıcak gazın ışınım gücünde büyük değişimlere sebep olur. Yaşlanmış kalıntıların morfolojisi çevresel ortamın özelliklerini yansıtmaktadır. Simetrik patlamalar sonucunda oluşan kalıntılarda bile, atılan madde Rayleigh – Taylor (R – T) kararsızlığına maruz kalabilir (Gull, 1973). Bu kararsızlık nedeniyle, madde kümelerinin olması beklenir. Uzayda genişleyen bir kalıntıda, değme süreksizliği sınırında (çevresel madde ile atılan madde arasındaki sınır) şoka uğrayan yıldızlararası ortama doğru madde fırlatılır. R-T kararsızlığı nedeniyle gerçekte küresel yapıda olan değme süreksizliklerinin küresel yapıları bozulabilmekte ve parmağa benzeyen madde kümelenmeleri oluşabilmektedir. Bu madde kümelenmeleri kararsızdır ve içlerinde atılan maddeyle şoka uğramış yıldızlararası gazı birbirine karıştıran türbülans hareketleri oluşur (bkz. Şekil 2.7). Adyabatik bir genişlemede, oluşan türbülans hareketinin uzunluğu öncü şok dalgasının yarısı civarına ulaşabilir. Kozmik ışınlar tarafından oluşturulan ivmelenmenin, öncü şokun gerisindeki enerjiyi azaltması durumunda, bu madde kümeleri öncü şokun ötesine kadar uzanabilmektedir. Bu karmaşık yapıların anlaşılabilmesi için süpernova kalıntılarının yüksek çözünürlüklü derin gözlem verilerine ihtiyaç duyulmaktadır.



Şekil 2.7: R – T kararsızlığının değme süreksizliği üzerindeki etkileri. (a) R – T kararsızlığı sonucunda oluşan yapıların şematik görünümü (Jun ve diğ. 1996). (b) Bir süpernova kalıntısındaki şok yapısının üç boyutlu hesaplamasından elde edilen düzlemsel kesit. Madde soldan sağa doğru hareket etmekte ve beyazdan siyaha giden renk ölçeği yoğunluğun arttığını göstermektedir. En sağdaki gri-beyaz sınır öncü şoku, soldaki gri-siyah sınır ise ters şoku temsil etmektedir (Blondin ve Ellison, 2001).

2.3.3. Işıma Evresi

Kalıntı genişledikçe süpürülen madde miktarı artarken, şokun gerisinde kalan madde de gittikçe soğumaktadır. Sıcaklık yaklaşık 2×10^5 K'e kadar düştüğünde elektronların bir kısmı karbon ve oksijen iyonlarıyla birleşmeye başlar ve gaz morötesi (UV) bölgede çizgi oluşum süreciyle ışıma yapar. Bu durumda artık III. evre olan ve 10^5 yıl süren *ışıma evresine* girilmiş olur. Bu evrede iç enerjinin çoğu, ışınım yoluyla yayımlanacaktır. Kabuk yıldızlararası ortamda genişledikçe giderek sönükleşir. Işıma evresinin şematik görünümü Şekil 2.6'da gösterilmiştir.

2.4. FİZİKSEL SÜREÇLER

2.4.1. Süpernova Kalıntılarındaki Şoklar

Süpernova patlamalarıyla atılan maddenin hızı, yerel ses hızından çok daha yüksektir. Bu durum, yıldızlararası ortamın basınç, sıcaklık ve yoğunluğunda ani değişimlere (süreksiz) sebep olur ve *şok dalgası* olarak adlandırılır. Yani, süpernova patlamaları yıldızlararası ortamda *şok dalgaları* oluştururlar. Süpernova patlamalarından meydana gelen bu şok dalgaları, astrofiziksel süreçler ile oluşan en güçlü şoklardandır ve çevresel maddeyle başlıca etkileşim bu şok dalgaları vasıtasıyla gerçekleşir. Bu nedenle, süpernova kalıntılarıyla yıldızlararası ortamın etkileşimini anlayabilmek için, bu güçlü şok dalgalarının özelliklerinin bilinmesi gerekmektedir.

T sıcaklığına ve μ ortalama molekül ağırlığına sahip gaz ortamdaki ses hızı; $V_{ses} = \gamma k T / \mu$'dür, burada k; Boltzmann sabitidir. Sabit basınç ve hacim altındaki, monoatomik ideal gaz için öz ısınma ısıları oranı γ=5/3'tür (Seward ve Charles, 2010). Soğuk yıldızlararası ortamdaki ses hızı 1-10 km/sn aralığında olup, bu hız süpernovanın attığı maddenin hızından çok küçüktür. Bunun sonucu olarak atılan maddenin ön kısmında bir şok dalgası oluşur ve bu şok dalgası süpernovayla atılan maddenin önünde gider. Patlayan yıldızlardan oldukça uzakta bulunan hidrojen atom ve iyonları, bu şok dalgasının geçişi sırasında aniden ve çok şiddetli bir şekilde tedirgin olurlar. Şok dalgasının gerisindeki gaz yoğunluğu $(\gamma+1)/(\gamma-1) = 4$ kat artar. Momentum korunumu gereğince V_s hızına sahip bir şok için, şokun gerisindeki madde, şokun yayılma hızı doğrultusunda, $3V_s/4$ hızıyla dışarıya doğru itilir. Şokun gerisindeki maddenin sıcaklığı ise $T=3\mu V_s^2/16k$ formülüne uygun bir sıcaklığa erişir. Burada μ, ortalama molekül ağırlığı, k Boltzmann sabiti ve V_s sembolü de şok hızının göstermektedir. Bir süpernova kalıntısının

oluşturduğu böyle bir şokun gerisindeki sıcaklık 10^7 - 10^8 K olur ki bu ortamda atomların çoğu iyonize olmuştur.

Şok dalgalarının moleküllerin çarpışması yoluyla yayıldığı, yer atmosferi içinde oluşan şoklar incelenerek anlaşılmıştır. Ancak yıldızlararası ortam daha karmaşıktır. Burada yoğunluk 10^{21} kat daha az olduğundan çarpışmalar çok nadiren gerçekleşir. Ancak yeteri kadar güçlü manyetik alanlar bu süreci hızlandırabilir. Yıldızlararası ortamda ilerleyen bir şoktaki enerji, iyon ve atomların çarpışması yoluyla aktarılamaz. Şokun gerisindeki enerjik iyonlar enerjilerini, şokun önündeki maddeye manyetik alan aracılığıyla aktarırlar. Dolayısıyla süpernova kalıntısına ait şoklar "*çarpışmasız şoklar*" olarak adlandırılır. Birçok SNR kabuğundan yayılan radyo bölgedeki ısısal olmayan ışınımın kaynağı, şok tarafından sıkıştırılan manyetik alandır.

Süpernova oluşumundan birkaç yüzyıl sonra madde atımı yönünde ilerleyen öncü şokun süpürdüğü yıldızlararası maddenin artması ile atılan gazın zıt yönünde ilerleyen ters şok dalgası oluşur. Çevresel madde ve atılan madde arasındaki sınıra "*değme süreksizliği*" adı verilir. Ters şok, süpürülen çevresel maddenin kütlesi atılan maddenin kütlesini aştığı anda oluşarak içeriye doğru yayılmaya başlar. Sadece bu iki şok arasındaki madde sıcaktır. Bu bölgedeki ISM gazı, genişleyen madde atımıyla ısıtılır ve sıkıştırılırken, atılan madde ise ISM gazının basıncıyla sıkıştırılır ve yavaşlatılır. Dolayısıyla X-ışınımı sadece şok ile yeteri kadar ısınmış maddeden, yani genç kalıntıların parlak kabuklarından yayılır.

2.4.2. Süpernova Kalıntılarının İyonizasyon Dengesi

Süpernova kalıntılarının kabuklarındaki şok dalgaları, çarpışmasız bir ortamda ilerler. Yani çevresel maddeye olan enerji transferi manyetik alan yoluyla gerçekleşir. Dışarıya doğru ilerleyen şok dalgası içerisindeki bir gözlemciye göre, geriden gelen maddenin kinetik enerjisi, kütlenin hemen hemen tamamını oluşturan pozitif iyonlar üzerindedir. Bu kinetik enerji, şok dalgasıyla ortamdaki maddenin etkileşmesi sonucu oluşur. Şok dalgasının geçişinden sonra ortamdaki iyonların hızı artar. Bir süre sonra çarpışmalar yoluyla, serbest elektronlar da, pozitif iyonlar ile ısısal dengeye gelecek şekilde bir kinetik enerji kazanırlar. Zaman geçtikçe hızlı hareket eden elektronlar, daha ağır pozitif iyonlara bağlı elektronları da koparmaya başlarlar. Sonunda iyonizasyon derecesi, elektron sıcaklığına uyacak şekilde dengeye gelir. Böylece üç ayrı enerji göstergesi olan pozitif iyon hızı, elektron hızı ve iyonizasyon durumunun tümü aynı

sıcaklığa ulaşır. Bu dengeye ulaşılması, yoğunluk ve sıcaklığa da bağlı olmak üzere yüzlerce yıl zaman alır.

Genellikle ısısal bir plazma iki genel kategoriden birinin içerisinde yer almaktadır: Çarpışmalı İyonizasyon Dengesi (CIE) ya da Dengede Olmayan İyonizasyon (NEI). Bu iki kategori arasındaki en önemli farklılık, CIE plazmanın eşit oranda iyonizasyon ve rekombinasyon oranlarına sahip olmasıdır, dolayısıyla iyonizasyon zamanla değişmez. NEI plazmada ise iyonizasyon ve rekombinasyon oranları eşit değildir. Dolayısıyla iyonizasyon durumu zamanla değişkenlik göstermektedir. Yeterli zaman veya yeterince yüksek bir yoğunluk söz konusu olduğunda iyonizasyon ve rekombinasyon oranları eşit hale gelecek ve plazma CIE özelliklerini sergileyecektir. Bir süpernova kalıntısında, düşük yoğunluklu alanlarda ya da yakın zamanda şok dalgası veya ters şokun etkisinde kalmış bölgelerde genellikle NEI plazma özellikleri görülürken, CIE plazma yapısı bilhassa yüksek yoğunluklu bölgelerde ya da daha uzak geçmişte şoka uğramış ortamlarda görülmektedir.

Süpernova kalıntılarındaki gazın durumuyla ilgili bilgi, X-ışın tayfından elde edilebilir. Süreklilikten, serbest elektronların hızı yani sıcaklıkları, salma çizgilerine ait enerji ve şiddetten de gazın iyonizasyon durumu belirlenir. Genellikle buradan belirlenen parametreler, farklı sıcaklıklara karşılık gelen özellikleri yansıtırlar. Genç kalıntılar henüz dengeye ulaşmadıklarından analizlerinde, iyonizasyon dengesinde olmayan (NEI) tayfsal modeller kullanılır ve bu modellerde "*iyonlaşma zaman ölçeği*" (n_et) olarak ifade edilen fazladan bir parametre bulunmaktadır. Elektron yoğunluğuyla (n_e) şoka uğramış plazmanın yaşının (t) çarpımıyla hesaplanan iyonlaşma zaman ölçeği, maddenin iyonizasyon durumunu tek bir sayı ile nitelendirebilir. Bu değer genç süpernova kalıntılarında 10^{10} - 3×10^{11} cm^{-3}sn aralığındadır ve plazma dengeye yaklaştığında, iyonlaşma zaman ölçeği $n_et = 3 \times 10^{12}$ cm^{-3}sn değerine ulaşır.

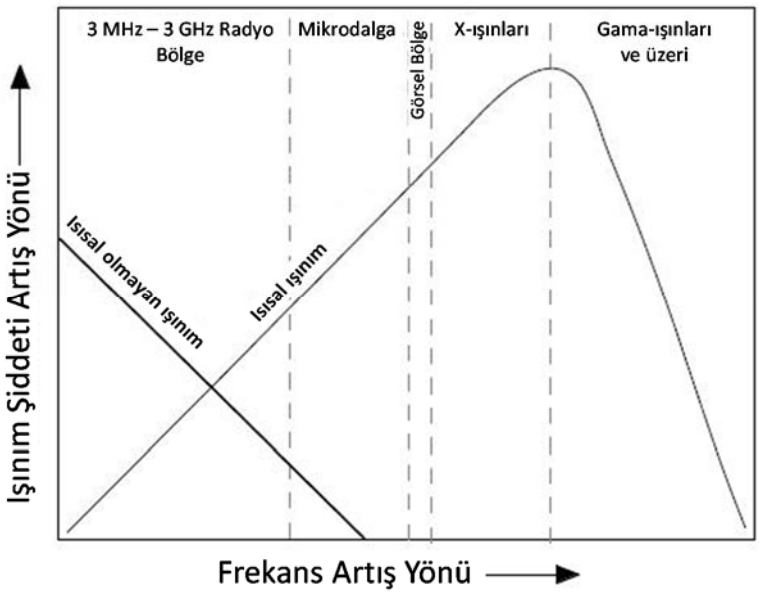
2.4.3. Süpernova ve Kalıntılarından X-Işın Salınımı

Bir süpernovanın oluşumu sırasında ve sonrasında X-ışınlarını oluşturabilecek birçok mekanizma bilinmektedir. Süpernova patlaması sırasında yıldız yüzeyinden oluşacak şok ışınımı teorik olarak öngörülmüştür (Colgate, 1974). Çekirdeğin çökmesi sonucunda, yeni oluşan nötron yıldızından dışarıya doğru hareket eden bir şok dalgası oluşur. Bu şok, yıldız yüzeyinin altındaki optik olarak kalın bölgeyi geçerek süpernova patlamasından saatler önce

yıldızdan atılan rüzgâr boyunca yayılmaya başlar. Bu sırada oluşması beklenen X-ışın atımı (pulse), rüzgârın dağılımı ve yoğunluğu hakkında bilgi verir.

Süpernova patlamasından sonraki günlerde salınan X-ışınları, kısa ömürlü radyoaktif çekirdeklerin (^{56}Ni ve ^{56}Co gibi) saldığı γ–ışınlarının genişleyen kabuktaki elektronlara çarpması sonucunda Compton saçılmasına uğramasıyla oluşur. Daha sonra hızla atılan madde, çevresel maddeyi X-ışınları yayacak sıcaklığa ulaştırabilir. SN patlamasından sonra günler, hatta yıllar boyunca süren X-ışın yayımının, atılan maddeyle çevresel maddenin etkileşimi sonucunda oluştuğu düşünülmektedir (Reynolds, 2017).

Süpernova kalıntılarından yayılan X-ışınları temel olarak ısısal ve ısısal olmayan ışınımlar olmak üzere iki gruba ayrılabilir. Isısal ışınımlar tamamen ortamın veya maddenin sıcaklığına bağlıyken, ısısal olmayanlar doğrudan maddenin sıcaklığıyla ilişkili değildir. Tayf biçimlerindeki farklılıklar nedeniyle ısısal ve ısısal olmayan ışınımlar kolaylıkla ayırt edilebilirler. Isısal ışınımların tayfları Gauss dağılımına benzer bir yapı gösterirken, ısısal olmayan ışınımların tayfları genellikle $I(E)=AE^{\gamma}$ şeklindeki kuvvet yasasıyla ifade edilir. Isısal ve ısısal olmayan kaynaklardan yayılan ışınımın frekansıyla akısı arasındaki ilişki Şekil 2.8'de gösterilmiştir.



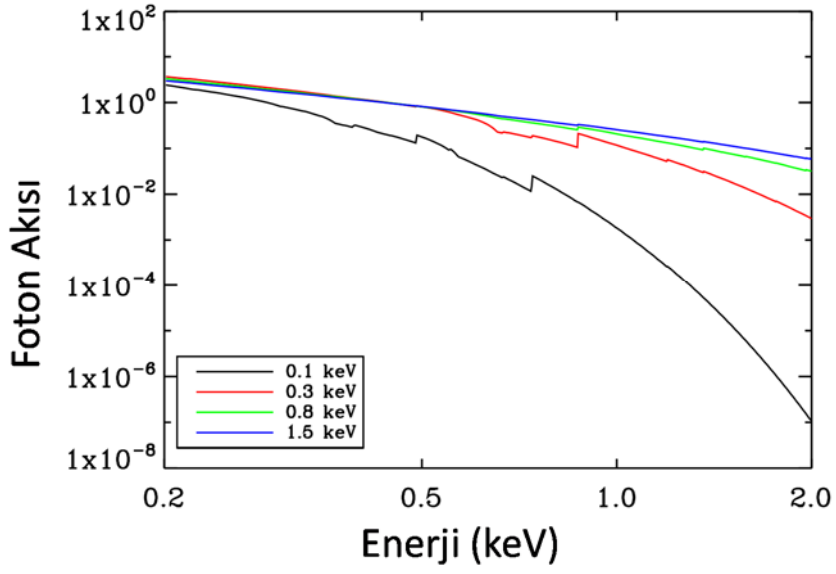
Şekil 2.8: Isısal ve ısısal olmayan kaynakların frekanslarıyla şiddetleri arasındaki değişim. Şeklin üst kısmında elektromanyetik bölgeler gösterilmiştir[11].

[11] http://astronomyonline.org/Science/RadioAstronomy.asp

2.4.3.1. Süpernova Kalıntılarından Isısal X-Işın Salınımı

Bu çalışmada incelenen tayflar ısısal X-ışın kaynaklıdır. Isısal X-ışın tayfı süreklilik ve çizgi salması olmak üzere iki bileşenden oluşmaktadır. Genellikle yıldızlar ve kara delik yığılma disklerinin optikçe kalın plazma tayflarında kara cisim sürekliliği hâkimdir. Süpernova kalıntıları gibi optikçe ince plazma tayflarında ise, elektronların iyonlarla çarpışmalarından kaynaklanan serbest-serbest ve bağlı-serbest geçişlerin birbirine karışması nedeniyle daha karmaşık bir süreklilik mevcuttur. Serbest-serbest (Bremstrahlung) geçişler; serbest bir elektronun bir iyon tarafından yolundan saptırılması, bağlı-serbest geçişler; serbest bir elektronun bir iyon tarafından yakalanması. Serbest parçacıkların enerjisi sayısal olarak belirlenmediği için, yayılan fotonun enerjisi de sayısal olarak belirli değildir ve çoğunlukla süreklilik emisyonu oluşur. Bu süreklilikte her bir iyonizasyon seviyesinin bağlanma enerjisine karşılık gelen sıçramalar bulunmaktadır (bkz. Şekil 2.9). Bunun sebebi, iyonizasyon durumlarının her biri için iyonlaşma potansiyelinin farklı değerde olmasıdır.

Tüm bu süreçler, ısısal X-ışın sürekliliğine farklı derecelerde katkı verirler. Aralarındaki denge, sıcaklık ve iyonizasyon durumu tarafından belirlenir. Düşük sıcaklıklarda bağlı-serbest geçişlerden kaynaklanan süreklilik hâkimken, sıcaklığın artmasıyla Bremstrahlung süreklilikte daha belirgin hale gelir. Yaklaşık $kT \cong 0.7$ keV üzerindeki sıcaklıklarda süreklilik neredeyse Bremstrahlung ışınımıyla gerçekleşir.



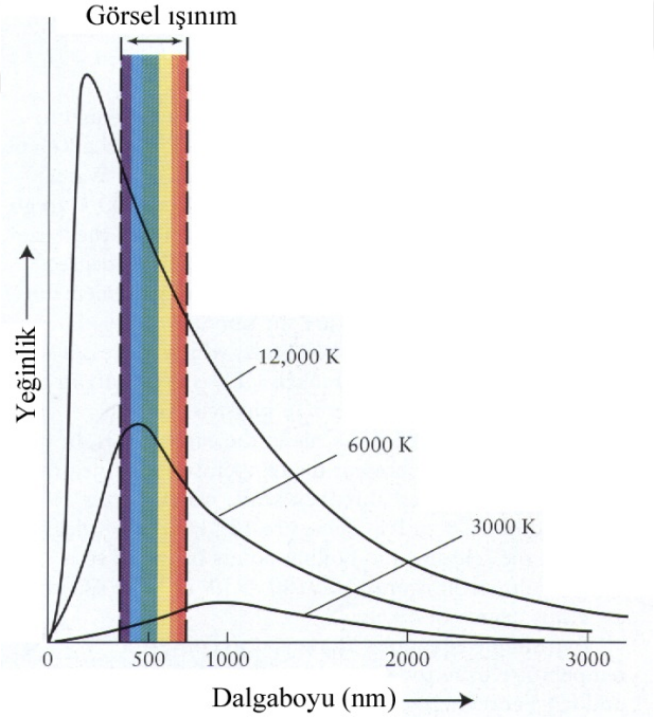
Şekil 2.9: Farklı sıcaklıklardaki plazmalarda görülen ısısal X-ışın sürekliliği. Model $kT =$ 0.1, 0.3, 0.8 ve 1.5 keV sıcaklıkları için hesaplanmıştır (Foster ve diğ., 2012).

Karacisim Işınımı: Sıcaklıkları mutlak sıfırın (-273.15 ^{o}C) üzerinde olan tüm cisimler elektromanyetik tayf üzerinde ışıma yaparlar. Cismin en fazla ışıma yaptığı frekans, sahip olduğu sıcaklığa bağlıdır. Üzerine gelen tüm ışınımı soğuran ve daha sonra tüm dalgaboylarında yayımlayan hipotetik cisimlere "*karacisim*" ve yaptıkları ışımaya da "*karacisim ışıması*" denir. Karacisim içi ve çevresiyle termodinamik dengededir ve tüm dalga boylarında sıcaklığına özgü ışıma yapar. Farklı sıcaklıklardaki karacisimlerin yaptığı ışımalar Şekil 2.10'da gösterilmiştir.

Karacisim ışınımı ilk kez Planck tarafından fiziksel olarak ifade edilmiştir. Planck'ın kendi ismiyle anılan analitik ifadesi aşağıdaki gibi tanımlanmıştır.

$$E_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5}\frac{1}{e^{hc/\lambda kT}-1} \tag{2.2}$$

Burada E_λ dalgaboyuna bağlı ışınım şiddetini, h Planck sabitini, c ışık hızını, λ dalgaboyunu ve T sıcaklığı temsil eder. T sıcaklığına sahip bir karacisim, maksimum şiddeti λ_{mak} dalgaboyu değerine karşılık gelecek şekilde bütün dalgaboylarında ışıma yapar (bkz. Şekil 2.10).



Şekil 2.10: Farklı sıcaklıklardaki karacisimlerin dalgaboylarıyla ışınım şiddetleri arasındaki ilişki. Elektromanyetik tayfın görsel bölgesi, şekil üzerinde gökkuşağı renkleriyle gösterilmiş ve etiketlenmiştir[12].

[12] http://www.kuark.org/2016/04/ders4-yildizlarin-renkleri-ve-sicakliklari-astronomi-ve-astrofizik-dersleri/

Bir karacisim enerji dağılımının maksimum dalgaboyu artan sıcaklıkla beraber daha kısa dalgaboylarına kayar; yani enerjinin frekansı büyür. T ve λ_{mak} arasındaki ilişkiyi veren bağıntı "*Wien yasası*" olarak bilinir ve

$$\lambda_{maks}(\text{cm}) = \frac{0.2898}{T(\text{K})} \tag{2.3}$$

şeklinde ifade edilir.

Esasen karacisim ışınımı yayan yıldızlar 2,500 ile 40,000 K etkin sıcaklık aralığında bulunurlar. Bir süpernova patlamasıyla yüzey sıcaklığı 10^6 Kelvin ve üzeri olan, yeni oluşmuş bir nötron yıldızı da etkin olarak X-ışın bölgesine düşen karacisim ışınımı yayımlayacaktır. Ancak güçlü manyetik alanı nedeniyle tayflarına başka katkılar da gelir (Longair, 1992; Kahn ve diğ., 2005).

Isısal Frenleme (Bremsstrahlung) Işınımı: Kendi ışınımına karşı geçirgen olacak kadar ince ve dolayısıyla da yeteri kadar düşük yoğunluğa sahip sıcak bir gaz ortam düşünülürse, ortam sıcaklığı 10^5 Kelvin'in üzerine çıktığında bu gaz tamamen serbest elektronlardan ve pozitif yüklü iyonlardan meydana gelecektir. Ortamdaki ısısal enerji bu parçacıklar arasında paylaşılır ve çarpışmalarla (veya yakın geçişlerle) birbirleri arasında hızla aktarılır. Ortamda ısısal denge söz konusudur; yani tüm parçacıkların ortalama enerjisi aynıdır ve sadece sıcaklık ile belirlenir. Böyle bir ortamda bir elektron pozitif yüklü bir iyonun yakınından geçerse, aralarındaki güçlü elektrik alan, elektronun yönünü ve ivmesini değiştirir. Elektron bu ivmelenmesi sonucunda elektromanyetik enerji yayar. Bu ışımaya "*frenleme ışınımı*" (Bremsstrahlung) denir.

Isısal dengedeki elektronların hızları Maxwell hız dağılım yasasına uyar. Bu ışınımın karakteristik yapısı, seviyenin sadece sıcaklık ile belirlendiği bir süreklilik şeklinde olmasıdır ki bu da "*Isısal Bremsstrahlung*" olarak bilinmesinin sebebidir. Sıcaklık arttıkça elektronların hızı artar, dolayısıyla Bremsstrahlung mekanizmasıyla daha yüksek enerjili fotonlar oluşur. $T > 10^6$ Kelvin olan sıcak ortamlarda oluşan bu fotonlar etkin olarak X-ışınlarında yayımlanır.

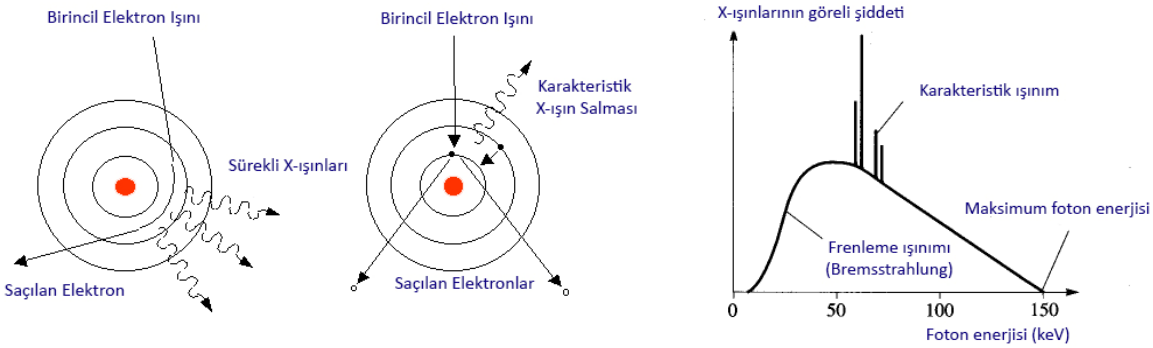
Isısal Bremsstrahlung'un tayfı yüksek enerjilere gidildikçe üstel bir düşüş gösterir. Bu kesilim (cut-off) sayesinde ortamın sıcaklığını belirlemek mümkündür. E enerjisindeki ışınımın şiddeti bağıntı (2.4)'deki gibi verilebilir;

$$I(E,T) = AG(E,T)Z^2 n_e n_i (kT)^{1/2} \exp[-E/kT] \tag{2.4}$$

Burada, k; Boltzmann sabiti, G; E'nin azalmasıyla birlikte yavaşça artan Gaunt faktörüdür. Işınım şiddeti (I), pozitif iyonların yüklerinin karesi (Z^2), elektron sayı yoğunluğu (n_e) ve iyon sayı yoğunluğunun (n_i) çarpımlarıyla orantılıdır. A bir sabittir. Böyle bir tayfın görünümü Şekil 2.11'de verilmiştir.

Çizgi Salması: Sıcak bir gazda, X-ışın çizgi salması da önemli bir ışınım kaynağıdır. Ortam sıcaklığının çok yüksek olduğu ($T > 5\times10^7$ K) durumlar dışında hidrojen haricindeki elementler tamamen iyonize olmamıştır. Serbest bir elektronun böyle bir iyona çarpması durumunda, iyon daha üst seviyeye uyarılabilir. Uyarılmış iyon tekrar bulunduğu seviyeye dönerken, elektrondan aldığı enerjiyi yayarak X-ışınlarında tayfsal bir çizgi (salma) oluşturur. Dolayısıyla ısısal bir gazdan yayılan ışınım esasen Bremsstrahlung ve çizgi salmasının birleşimidir (bkz. Şekil 2.11). Bunların dışındaki süreçlerin katkısı azdır.

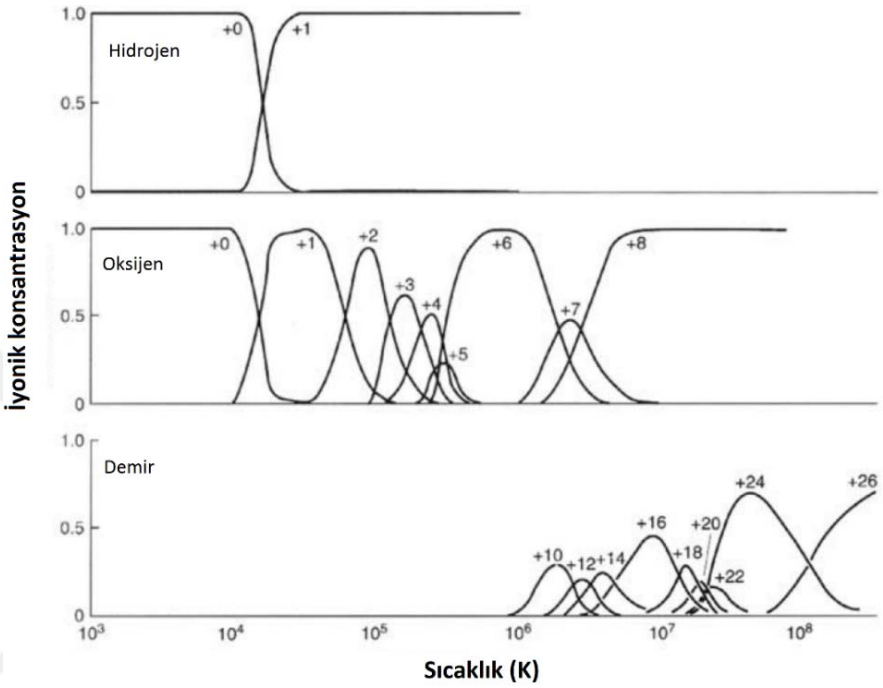
Ortam sıcaklığının $T < 10^6$ Kelvin olduğu durumlarda enerjinin çoğu moröte bölgede, $T \approx 2\times10^6$ Kelvin sıcaklığında enerjinin yarısı yumuşak X-ışınlarında, sıcaklığın $T \approx 10^7$ Kelvin'e ulaştığı ortamlarda ise tüm enerjinin yarısı çizgilerle yarısı da ısısal Bremsstrahlung ile sert X-ışınları bölgesinde yayımlanır. Sıcaklığın $T \approx 5\times10^7$ K'e ulaştığı ortamlarda hemen hemen tüm iyonlar elektronlarını tamamen kaybetmiştir ve tüm enerji X-ışın sürekliliği şeklinde yayımlanır. İyonların olası durumlarının sıcaklığa bağımlılığı Şekil 2.12'de gösterilmiştir (Saha-Boltzmann yasası).



Şekil 2.11: Bremsstrahlung ve çizgi salmasına ait mekanizmaların şematik gösterimi (sol panel)[13] ve bu ışınımların tayftaki yansıması (sağ panel)[14].

[13] http://www.physics.isu.edu/health-physics/tso/rad_training/ussalpha.html
[14] https://koukalaka.wordpress.com/tag/cathode-rays/

Farklı sıcaklıklar ve mekanizmalar sonucu oluşan X-ışın tayfının sürekliliğinden ve/veya çizgilerin varlığından, sıcak gazın fiziksel yapısı anlaşılabilir. Sıcaklık değeri, mevcut çizgilerden ve Bremsstrahlung sürekliliğinin kesilim yerinden tahmin edilebilir. Çizgilerin enerjileri ve şiddetleri, optik tayfta olduğu gibi, gazın element bileşimi hakkında bilgi verir.



Şekil 2.12: Farklı elementlere ait iyonların sıcaklık ile değişimleri (Jordan, 1969): Hidrojen (üst panel), oksijen (orta panel) ve demir (alt panel).

2.4.3.2. Süpernova Kalıntılarından Isısal Olmayan X-Işın Salınımı

Sinkrotron Işınımı: Manyetik alana giren yüklü bir parçacık, örneğin elektron, hareket yönüne dik bir kuvvetin etkisi altına girerek (Lorentz kuvveti) dairesel hareket yapmaya başlar. Dairesel hareket eden elektronun hız vektörünün yönü sürekli değiştiğinden, elektron ivmelenerek elektromanyetik ışınım yayar. Bu ışınıma "*manyetik Bremsstrahlung*" veya "*sinkrotron ışınımı*" adı verilir. Sinkrotron ışınımının frekansı parçacığın yükü (q), manyetik alan (B) ve elektronun kütlesine (m_e) bağlı olup ışınımın oluşum süreci Şekil 2.13'te gösterilmiştir. Sinkrotron ışınımında yayımlanan foton yoğunluğuna ilişkin önemli bir parametre, birim katı açı başına birim band genişliğine düşen foton sayısı olarak bilinen foton akısıdır.

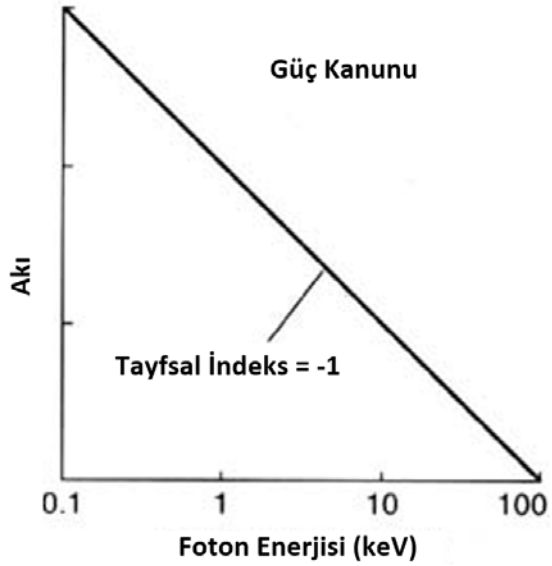
Astrofiziksel ortamlarda manyetik alan belli bir tarafa yönlenmiş olabilir, ancak parçacık hızları izotropiktir. Bu durumda, gözlenen enerji tayfı sadece manyetik alana ve elektronun enerjisine bağlıdır. Elektronun kabul edilen tayf biçimi kuvvet yasası şeklinde olduğundan, sinkrotron

ışınımının da şekli kuvvet yasasına uyar. Dolayısıyla, kuvvet yasasına uygun bir tayfın gözlenmesi, ortamdan sinkrotron ışınımının yayıldığına dair iyi bir göstergedir. Manyetik alanın belli bir yönelime sahip olması, yayılan ışınımın kutuplandığını gösterip sinkrotron ışınımının delili olarak kabul edilebilir.



Şekil 2.13: Sinkrotron ışınım mekanizmasının şematik gösterimi[15].

Sinkrotron ışınımının şiddeti; $I(E)=AE^{\gamma}$ şeklindeki kuvvet yasası ile ifade edilir. Burada A orantı katsayısını, γ ise tayfsal indeksi belirtmektedir. Tayfsal indeks değeri negatif yönde arttıkça, tayf yumuşak X-ışınlarında daha baskın hale gelir. Yumuşak X-ışınlarında ışınım yayan (γ = -1) bir kaynağın enerjisiyle ışınım akısı arasındaki ilişki Şekil 2.14'te gösterilmiştir.

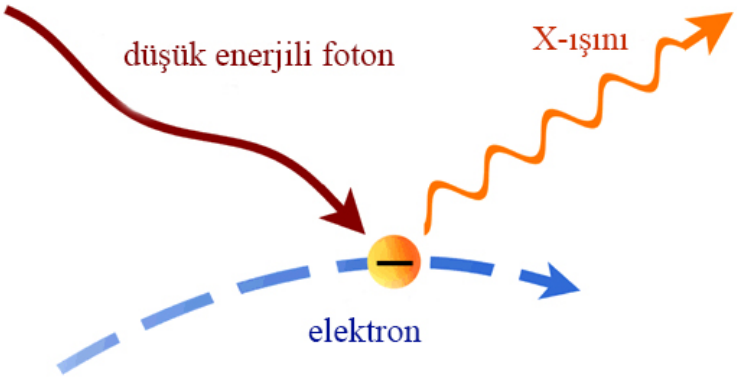


Şekil 2.14: Tayfsal indeksi γ = -1 olan bir kaynak için foton enerjisi ile akı arasındaki ilişki (Seward ve Charles, 2010).

[15] http://chandra.harvard.edu/graphics/resources/illustrations/xlightRadiate-300.gif

Sinkrotron ışınımın gücü B^2E^2 ile orantılıyken, ortalama foton enerjisi BE^2 ile değişir. Ortamdan sinkrotron ışınımı yayılması, çok enerjik elektronların varlığını gösterir. Bu tür sinkrotron ışınımına iki örnek verilebilir. (1) Manyetik alan şiddetinin yaklaşık 7×10^{-5} Gauss olduğu, kabuk şeklindeki süpernova kalıntıları. Böyle bir ortamdaki elektronlardan yayılan radyo dalgaları yaklaşık 1 GeV enerjiye sahiptir. (2) Manyetik alanın yaklaşık 10 kat daha güçlü olduğu Yengeç bulutsusunun (M1) merkezi bölgeleri. Bu bölgelerdeki elektronlar yaklaşık 10^4 GeV enerjiye sahiptir. Sinkrotron ışınımı yapan elektronlar, çok hızlı bir şekilde enerji kaybettiklerinden, bu tip ışınım yayılan bölgelere sürekli olarak enerji takviyesi (yeni elektron) gerekmektedir. Bu durum Yengeç bulutsusunda hızla dönen pulsar manyetosferinde hızlandırılan elektronlar tarafından sağlanır.

Ters Compton Işınımı: Aşırı rölativistik bir elektron, fotonlar ile çarpıştığında X-ışınları üretebilir. Böyle bir parçacığın toplam enerjisi, γmc^2'dir. Burada $\gamma=1/(1-(V^2/c^2))^{1/2}$ olan Lorentz faktörüdür. Fotonun yayıldığı ortama ait ışınım yoğunluğu $U_{ışın}$ ve foton enerjisi $h\nu$ ise, ters Compton ışınımının gücü $\gamma^2 U_{ışın}$ ile orantılı olup, saçılan fotonlar $\gamma^2 h\nu$ enerjisine sahiptir. Buna göre, γ = 1,000 olan kozmik ışın elektronları, enerjileri 10-3 eV olan kozmik mikrodalga arkafon fotonlarıyla çarpıştığında keV mertebesinde X-ışınları üretilirken, yıldız ışığıyla çarpıştığında ise MeV mertebesinde γ ışınları üretir. Kozmik mikrodalga arkafon ışınları tüm uzayı kapladığından, aşırı rölativistik parçacıklar için galaksilerarası mesafeleri kat etmeleri sırasında ters Compton saçılması yoluyla enerji kaybı önemli bir hale gelir (Şekil 2.15) . Ters Compton saçılması süpernova kalıntıları için γ–ışın bandında (GeV-TeV) önemlidir (Hinton ve Hofmann, 2009). Bu ışınım mekanizması $U_{ışın}$'ın yüksek olduğu ve yüksek enerjili parçacıkların bol bulunduğu kuazar jetlerinde de önemlidir.



Şekil 2.15: Ters Compton saçılmasına ait şematik bir gösterim[16].

2.4.4. X-Işınlarının Yıldızlararası Ortam Tarafından Soğrulması

Yıldızlararası ortam tamamen boş olmayıp gaz ve toz ile doludur. Örneğin Samanyolu'nun kütlesinin yaklaşık %10'u yıldızlararası gaz ve tozdan oluşur. Güneş civarının (d < 50 pc) ötesinde yer alan tüm kaynakların gözlemleri yıldızlararası gaz ve tozdan etkilenmektedir. Galaksimizdeki gazdan oluşan disk yapısı yaklaşık 30 kpc çapa ve yaklaşık 0.7 kpc kalınlığa sahiptir. Yıldızlararası ortamın yoğunluğu 1 atom/cm^3'tür. Bu da yeryüzünde ulaşılabilen en düşük basınçtan bile çok çok düşük bir vakum ortamı demektir. Ancak bu düşük yoğunluk, uzak gök cisimlerinden gelen yumuşak X-ışınlarını soğurmak için yeterlidir. X-ışınları demeti, bu ortamdan geçerken bazı fotonları soğrulur. Yüklü parçacıklardan oluşan bir demet için düzenli bir enerji kaybı yoktur. X-ışınları herhangi bir atom ile çarpıştığında fotonun enerjisi ortamdaki parçacıklar üzerine aktarılır. Ortamı geçebilen fotonların enerjisi değişmemiştir. X kalınlığındaki bir ortamdan geçebilen ışınımın şiddeti exp(-μX) bağıntısına uygun bir şekilde azalır. Burada μ, soğurma katsayısıdır. Gözlemciyle kaynak arasında kalan 1 cm^2'lik kolon içerisindeki hidrojen atomlarının sayısı (N_H; kolon yoğunluğu) ortamın kalınlığını ölçmek için kullanılırsa soğurma katsayısı (μ), tesir kesitine (σ) dönüşür. Böylece soğurma miktarı genellikle exp[-σN_H] şeklinde ifade edilebilir. Tesir kesiti, düşük enerjilerde büyük iken, yüksek enerjilerde küçüktür. İç kabuklardaki elektronların serbest hale geldiği duruma karşılık gelen enerjilerde ise σ ani sıçramalar gösterir. O-Fe arasındaki hafif elementlerin K kabuğu çizgilerinin enerjileri keV bölgesindedir ve bunlar X-ışın astronomisinin en önemli çizgileri olarak kabul edilir. Hidrojen kolon yoğunluğunun hesaplanması da X-ışın astronomisinde yaygın olarak kullanılır. Farklı n_H değerlerindeki soğuk yıldızlararası gazın geçirgenliği,

[16] http://chandra.harvard.edu/graphics/resources/illustrations/xlightScatter-300.gif

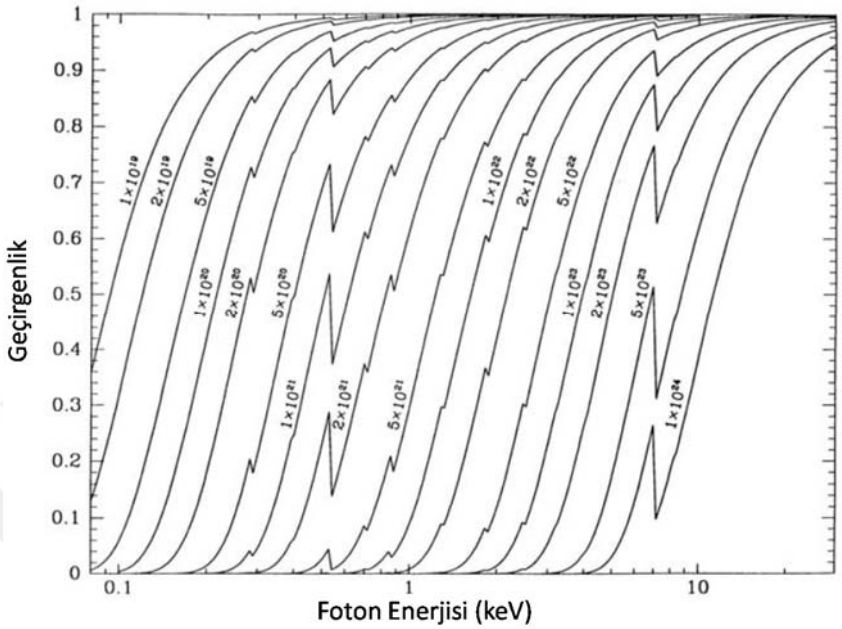
X-ışınlarındaki enerjilerin bir fonksiyonu olarak Şekil 2.16'de gösterilmiştir. Şekil ayrıntılı incelendiğinde oksijen ve demir elementinin K kabuğu (en iç kabuk) soğurmasına karşılık gelen, sırasıyla, 0.5 keV ve 7.1 keV enerjilerinde ani sıçramaların olduğu görülmektedir. Oksijen ve demir elementleri, sırasıyla, 0.5 keV ve 7.1 keV veya daha büyük enerjili bir foton soğurup en iç kabuklarındaki elektronları kaybederek tamamen iyonlaşabilirler. Elektromanyetik tayfın ≥ 0.5 keV ve ≥ 7.1 keV enerji bölgelerinde, sırasıyla, oksijen ve demir soğurmaları, sürekli tayf üzerinde etkin bir şekilde gözlenmektedir. Bu enerji değerlerinden hemen önce fotonun enerjisi bir K elektronunu koparmaya yetmez ve soğurmada ani bir azalma gözlenir (soğurma sınırı). Soğurma olabilmesi için en yüksek olasılık foton enerjisinin, elektronu atomun tam dış sınırına kadar çıkarmak için gerekli olan enerjiye eşit olduğu değerdedir (oksijen ve demir K kabukları için, sırasıyla 0.5 keV ve 7.1 keV); bu durumda çıkan elektronun kinetik enerjisi sıfır olur. Daha yüksek enerjilere gidildikçe soğurma olasılığı azalacağından süreklilik yüksek enerjilere doğru tekrar hafifçe yükselir.

X-ışınları en çok 0.1-10 keV enerji aralığında baskın olan fotoelektrik soğurma etkisine maruz kalır. Fotoelektrik soğurmada, atom bir foton soğurur, sonrasında sahip olduğu bir elektronun bağlanma enerjisiyle fotonun enerji farkı kadar bir enerjiyle elektronu serbest hale geçirir ($E_{\text{elektron}}=E_{\text{foton}}-E_{\text{bağlanma}}$). Fotoelektrik tesir kesiti, atom numarasına ve enerjiye $\sim Z^3E^{-3}$ şeklinde bağlıdır. Dolayısıyla soğurma, büyük atom numaralı elementlere ve düşük enerjilere gidildikçe artar. Belli bir madde için foton enerjisi arttıkça, soğurma katsayısı azalır. Ancak enerji en içteki elektronları bile iyonlaştıracak kadar arttığında, soğurma katsayısında sıçrama şeklinde ani bir artış görülür (bkz. Şekil 2.16).

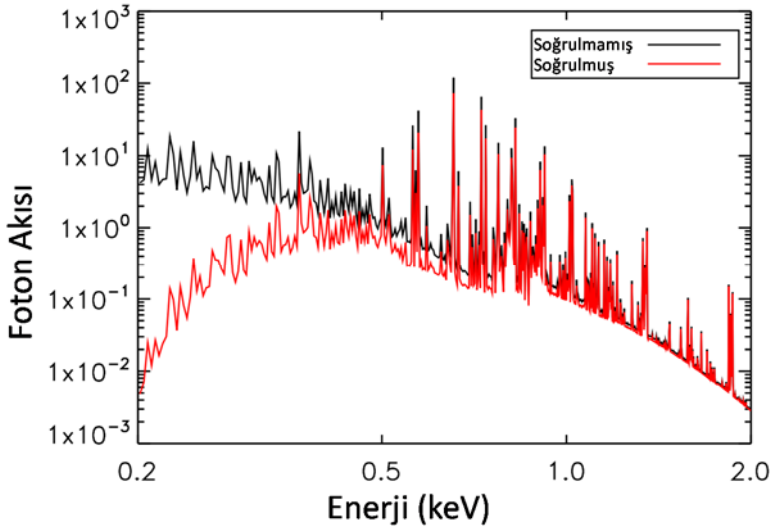
X-ışınları atom içerisindeki (veya serbest olan) elektronlardan da saçılır. Buna Compton saçılması denir ve düşük enerjilerde önemsiz olup ancak 30 keV'den sonra önem kazanır. Bu süreçte gelen X-ışınlarının enerjisi, saçılan foton ve elektronlar arasında paylaşılır. Elektronun enerjisi, saçılma açısına bağlı olup, fotonun geldiği yönde saçılması durumunda maksimuma ulaşır.

X-ışınları yukarıda bahsedildiği gibi yıldızlararası ortam tarafından hem saçılır hem de soğrulur. X-ışın gözlemcisi daha çok soğurma sürecinden etkilenir, saçılma ancak uzak galaksilerdeki kaynaklar için önemlidir. Uzak kaynaklar ayrıca kendi galaksilerindeki yıldızlararası ortamın soğurmasına da maruz kalırlar. Yıldızlararası ortamın gözlemler

üzerindeki etkisi kaynağın uzaklığına, Galaktik koordinatlarına ve dalgaboyuna güçlü bir şekilde bağlıdır. Bu etki Şekil 2.17'de açık bir şekilde görülmektedir.



Şekil 2.16: Çeşitli miktarlardaki yıldızlararası gazın enerjiye göre geçirgenlik eğrileri. Eğrilere karşılık gelen değerler atom/cm^2 birimindeki kolon yoğunluğunu göstermektedir. 10^{19} cm^{-2}'den daha düşük kolon yoğunluklarında, E > 0.1 keV'den daha enerjik tüm X-ışınları geçebilmektedir. 0.5 keV'de oksijenin 7.1 keV'de ise demirin K kabuğuna ait yapılar görülmektedir. Yüksek kolon yoğunluklarında Compton saçılması önem kazanır (Seward, 2000).



Şekil 2.17: Güneş bolluğundaki ve kT = 0.3 keV (T_e=3.48×10^6 K) sıcaklığındaki bir plazmanın soğurmalı ve soğurmasız bir ortamdan elde edilen X-ışın model tayfları. Kırmızı çizgi fotoelektrik soğurma etkisine maruz kalan, siyah çizgi ise soğurmaya uğramamış bir X-ışın kaynağının model tayfını temsil etmektedir[17].

[17] http://ir.uiowa.edu/etd/4823/

2.5. SÜPERNOVA KALINTILARININ SINIFLANDIRILMASI

Süpernova kalıntıları morfolojik yapıları bakımından dört sınıfa ayrılır. Bu yapılar patlama mekanizmasının ve çevresel ortamın etkileri sonucunda oluşur. Kalıntıların genel özellikleri aşağıdaki şekildedir.

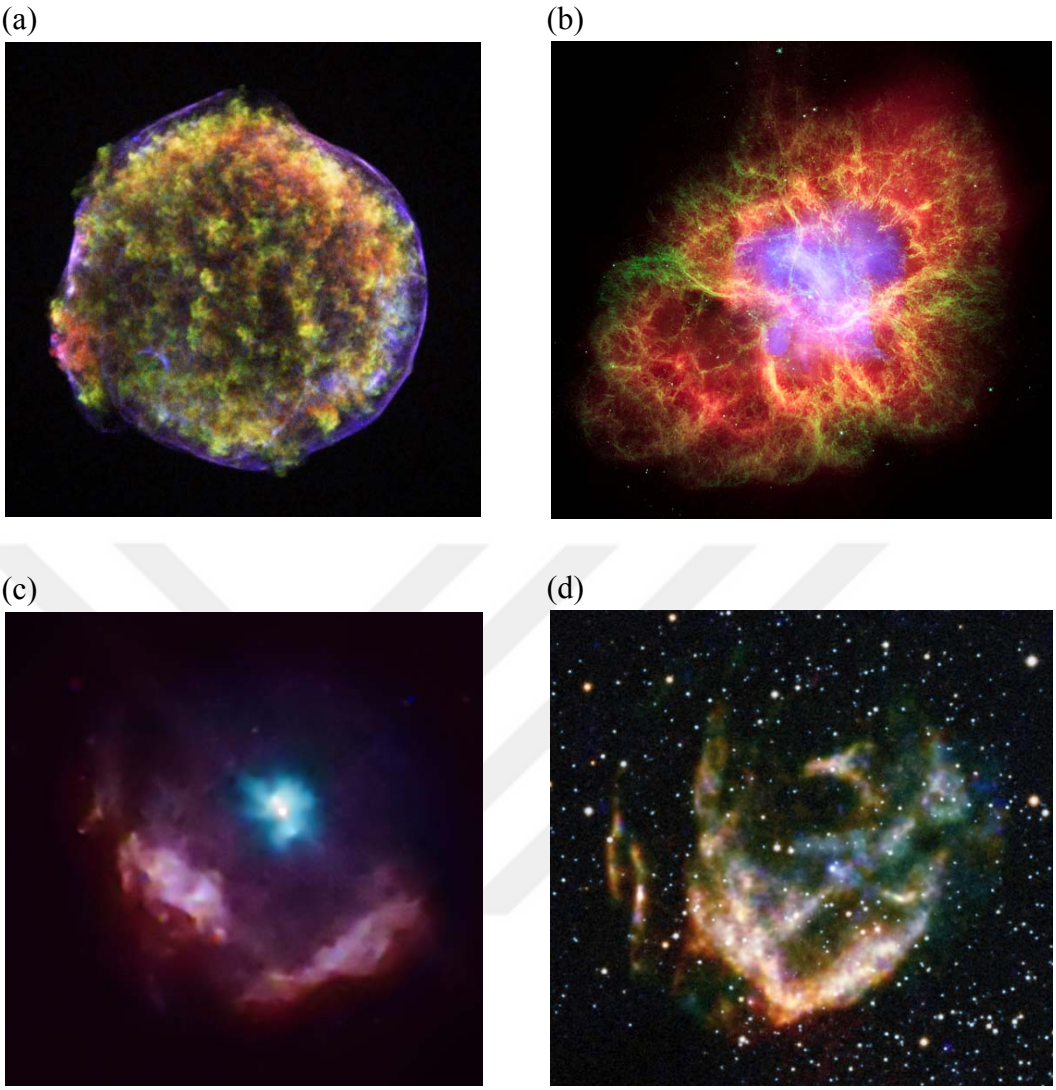
Kabuk benzeri kalıntılar: Hem X-ışın hem de radyo görüntülerinde güçlü kenar parlamaları söz konusudur. Bu tip süpernova kalıntıları halka gibi görünür. Bu tür kalıntılara Tycho SNR ve Cygnus ilmeği örnek olarak verilebilir (Şekil 2.18a).

Merkezi dolu kalıntılar: Hem X-ışın hem de radyo görüntülerinde merkezi bölgeleri parlaktır. Kenar parlaması yoktur veya çok zayıftır. Bu tür kalıntılar halka biçiminden çok, küçük dolu kabarcık gibi gözlenir. Yengeç bulutsusu ve 3C58 kaynağı bu gruba örnek olarak verilebilir (Şekil 2.18b).

Kompozit kalıntılar: Radyo ve X-ışın görüntülerinde hem kenarlar hem de merkezi bölge parlaktır. Genellikle merkezi ışınımın nedeni pulsar rüzgâr bulutsusudur (Pulsar Wind Nebula). Kes 75 ve SNR 0540-69.3 kalıntıları örnek olarak verilebilir (Şekil 2.18c).

Karışmış morfolojiye sahip kalıntılar: Bunlar radyo bölgede kabuk gibi görünürler, ancak X-ışınlarında ışınım kalıntının merkezinden gelir. X-ışınları ısısal yapıdadır. W44, IC 443 ve Kes 79 kalıntıları örnek olarak verilebilir (Şekil 2.18d).

Literatürde süpernova kalıntılarının morfolojilerini oluşturabilecek iki mekanizma önerilmektedir. İlk mekanizmada, orta derecede yoğunluğa sahip birçok yıldızlararası bulutun süpernova kalıntısının iç kısımları doldurduğu varsayılır (White ve Long, 1991). İkinci mekanizmada ise kalıntının iç kısımlarındaki gaz, Sedov-Taylor modelinin öngördüğü gibi, şoka uğramıştır; ancak oluşan yumuşak X-ışınlarının çevresel madde nedeniyle soğrulmasından dolayı görülememektedir. Kalıntının morfolojisi patlamadan ziyade, çevresel maddenin yapısının bir sonucu olarak oluşmaktadır. Farklı morfolojilere sahip bazı kalıntılar Tablo 2.2'de listelenmiştir.



Şekil 2.18: Dört farklı morfolojiye sahip süpernova kalıntılarına örnekler: Kabuk benzeri kalıntı; Tyhco SNR (a)[18], merkezi dolu kalıntı; Yengeç bulutsusu (b)[19], kompozit kalıntı; Kes 75 (c)[20] ve karışmış morfolojideki Kes 79 (d)[21].

[18] http://chandra.harvard.edu/photo/2016/tycho/
[19] http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/Astro/crab.html
[20] http://chandra.harvard.edu/photo/2008/kes75/
[21] https://astronomynow.com/2015/10/10/banking-x-ray-data-for-the-future/

Tablo 2.2: Genel olarak ısısal X-ışınımı salan iyi bilinen birkaç süpernova kalıntısının yaş, uzaklık, açısal çap, evre, tür ve X-ışınlarındaki ışıma gücü verileri (Seward ve Charles, 2010; Vink, 2012).

Kalıntı Adı	Yaş (Kyıl)	Uzaklık (kpc)	Çap (pc)	Açısal Çap (′)	Evre*	Tür	L_x (10^{35} ergsn^{-1})
Cas A	0.34	3	3.5	4	1 - 2	Kabuk	38
Kepler	0.40	5?	4.4?	3	1 - 2	Kabuk	10
Tycho	0.43	3	7.0	8	1 - 2	Kabuk	6
SN 1006	1.00	1	9	30	1 - 2	Kabuk	1
SNR 0102-72.3	1	60	13	0.73	1 - 2	Kabuk	210
W44	~7	3	≈26	≈30	2	Karışık biçim	20
Kes 79	~7	7	22	11	2	Karışık biçim	25
Vela XYZ	~10	0.3	29	330	2 - 3	Kompozit	2
Cyg Loop	~20	0.8	40	170	2 - 3	Kabuk	11

(*) (1): Serbest genişleme evresi, (2): Sedov – Taylor evresi ve (3) ışıma evresi.

2.6. SÜPERNOVA PATLAMALARININ GALAKSİ EVRİMİNE KATKILARI

Süpernova patlamaları Galaktik evrimin kilit noktalarından biridir. Evrendeki ağır elementlerin üretimi ancak yıldız çekirdeklerindeki farklı füzyon reaksiyonları sonucunda gerçekleşir. Yıldızların kütleleri $M \geq 8\ M_{\odot}$ ise çekirdeklerinde demir elementlerine kadar olan ağır elementleri sentezleyebilirler. Demir füzyon reaksiyonlarının son halkasıdır ve demirden daha ağır elementlerin üretimi sırasında dışarıya enerji verilmez aksine dışarıdan enerji alınır. Yıldızların içlerinde demirden daha ağır elementlerin oluşabilmesi için yeterli yoğunluk ve sıcaklık bulunmamaktadır. Bu sebeple, yıldız tüm yakıtını bitirip tamamen demirden oluşan bir çekirdeğe sahip olduğunda nükleer reaksiyonlar durur, hidrostatik denge bozulur, üzerindeki çok büyük kütlenin ağırlığına karşı koyamayan çekirdek çöker ve yıldız bir süpernova patlaması oluşturur. Evrende demirden daha ağır elementlerin bulunduğu bilinmektedir. Bu elementler ancak *s*, *r*, *p* ve *e* süreçleri olarak bilinen reaksiyonlar ile meydana gelebilir (Meyer, 1994). *s* ve *r* süreçleri yıldız çekirdeklerinin, sırasıyla, yavaş ve hızlı nötron yakalama süreçlerini temsil etmektedir. *s* süreci nötron yoğunluğunun düşük olduğu ortamda gerçekleşmektedir. Bu süreçte nötron yakalama zamanı çok uzundur (Truran ve Iben, 1977; Lamb ve diğ., 1977). *r* süreci nötron yoğunluğunun çok yüksek olduğu ortamlarda gerçekleşir ve nötron yakalama zamanı saniyeler mertebesindedir (Hillebrandt, 1978; Mathews ve Cowan, 1990). *s* nötron yakalama süreci yıldızların HR diyagramındaki AGB ve RGB evrelerinde gerçekleşirken, *r* süreci süpernova patlamasıyla yıldızın çekirdeğinde bulunan ağır elementlerin yıldızın zarfındaki nötronları yakalaması sonucunda meydana gelir. *p* sürecinde, süpernova patlamasıyla birlikte ağır element çekirdekleri protonlar ile etkileşerek demirden daha ağır elementlerin oluşumuna

doğrudan katkıda bulunur (Lambert, 1992). *e* süreciyle evrenin oluşumu aşamasında, aşırı sıcak ve yoğun bulunduğu bir zaman içerisinde, çok düşük bir ihtimalle ağır elementlerin üretilebileceği önerilmektedir (Kitchin, 1987). Süpernova patlamalarının en etkili olduğu süreçler *r* ve *p*'dir. Ağır elementlerin oluşumu yıldız kütlesine ve özellikle süpernova patlamasına duyarlıdır. Süpernova patlamalarıyla yıldız içinde ve patlama sırasında füzyon ile oluşmuş elementler yıldızlararası ortama karışır. Bu şekilde galaksileri ağır element bakımından zenginleştiren süpernovalar kimyasal evrim için temel unsurlardır.

Galaksilerin kimyasal olarak zenginleşmesi içinde barındırdıkları yıldızların kütlesine bağlıdır. En küçük kütleli yıldızlar Güneş'in onda bir kütlesinde olup, ömürleri evren ile karşılaştırılabilir düzeydeyken, en büyük kütleli yıldızlar Güneş'ten yüzlerce kat büyük olabilir ve ömürleri birkaç milyon yıl mertebesindedir. Farklı kütlelerdeki yıldızların oluşumlarından yaşantılarının sonuna kadar geçen süre içindeki değişimleri Şekil 2.19'da gösterilmiştir.

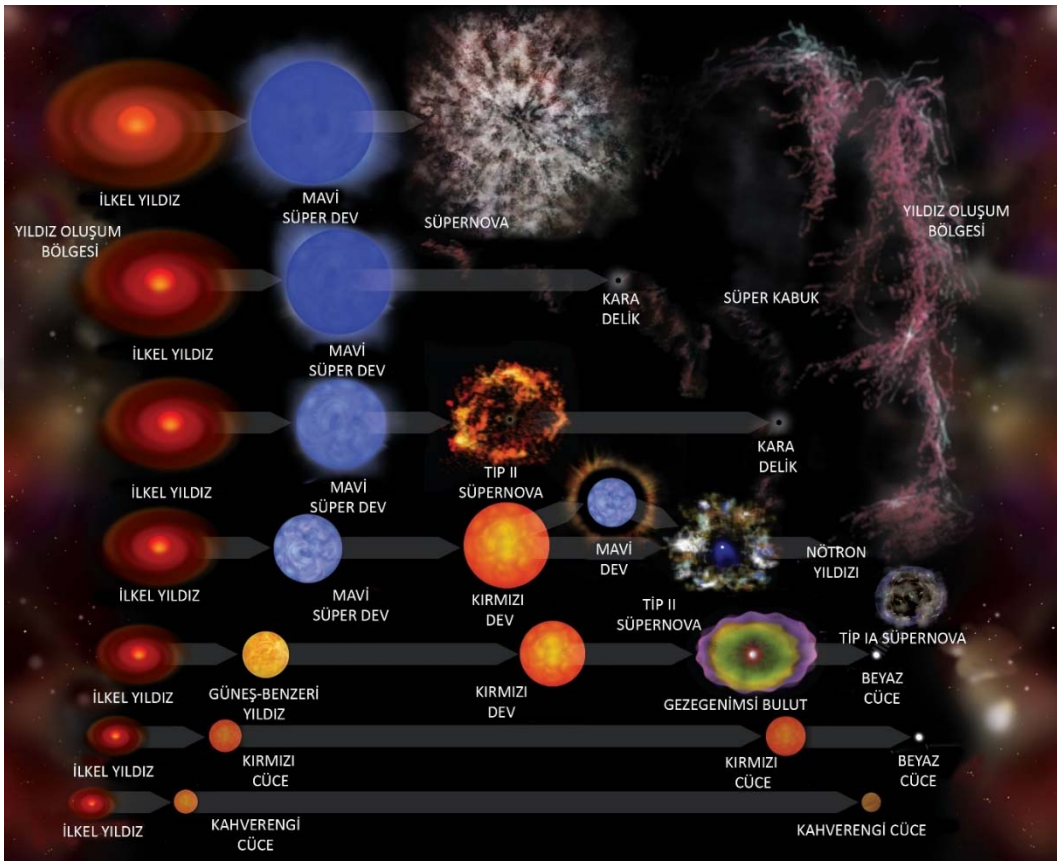
Galaksi kimyasal evrimine gelen en büyük katkı büyük kütleli yıldızların çekirdeklerinde üretmiş oldukları ağır elementleri süpernova patlamasıyla yıldızlararası ortama aktarmaları sonucunda gerçekleşir. Yıldız kütlelerinin Galaksinin kimyasal evrimine olan katkıları aşağıda özetlenmiştir:

Kahverengi cüceler: Kütleleri $M < 0.1\ M_{\odot}$'ten küçük olan ve H yakmayan yıldızlar olarak bilinirler. Yıldızlararası ortamı kimyasal element açısından zenginleştiremeyen bu yıldız altı nesneler sadece ortamdaki gazı hapseder (Matteucci, 2014).

Küçük ve orta kütleli yıldızlar ($0.8 \leq M/M_{\odot} \leq 8$): Bu yıldızlar başlıca ^{4}He, ^{12}C, ^{14}N, bazı CNO izotopları ve *s*-süreci ($A > 90$) elementlerini üretirler (Matteucci, 2014).

Büyük kütleli yıldızlar ($8 \leq M/M_{\odot} \leq 40$): Bu yıldızlar yaşamlarını Tip II süpernovası olarak sonlandırarak ve çekirdek çökmesiyle patlamaktadır. Çoğunlukla α-elementlerini (O, Ne, Mg, Si, S, Ca), ayrıca *s* ve *r* süreçleriyle bazı Fe-grubu elementlerini üretirler. 10-40 $M_{\odot}$ kütle aralığı için yıldız ürünleri hesaplamaları Woosley ve Weaver (1995) ve Nomoto ve diğ.'nin (2006) çalışmalarından incelenebilir. 40 $M_{\odot}$'den daha büyük kütleli yıldızlar çekirdek çökmesiyle oluşan Tip Ib/c süpernovaları olarak yaşantılarına son verir; bunlar aynı zamanda γ-ışın patlamalarıyla (GRB) da bağlantılıdır.

Çok büyük kütleli yıldızlar ($M/M_{\odot}$ > 100): Hala birçok belirsizlik bulunmasına rağmen çoğunlukla oksijen üreten yıldızlardır. Element üretimiyle ilgili detaylı bilgilere Portinari ve diğ. (1998) ile Umeda ve Nomoto'nun (2001) çalışmalarından ulaşılabilir.



Şekil 2.19: Farklı kütlelerdeki yıldızların evrimlerine ait şematik gösterim[22].

2.7. E0102 SÜPERNOVA KALINTISI

E0102 süpernova kalıntısı 1980 yılında *Einstein* uydu verileriyle keşfedilmiştir (Seward ve Mitchell, 1981). Gaetz ve diğ. (2000) tarafından kabuk tipi bir kalıntı olarak tanımlanmıştır. Küçük Macellan Bulutsusu'nda yer alan kalıntı 60 kpc uzaklığındadır (Westerlund, 1990). E0102'nin uluslararası gökyüzü referans sistemine (ICRS; J2000) göre hesaplanan ekvatoral ve Galaktik koordinatları, sırasıyla, (α, δ)=($01^{sa}04^{dk}01^{sn}.2$, -72°01'52") ve (l, b)=(301°.56 -45°.06) olarak verilmiştir (Filipović ve diğ., 2002). Kalıntının yaşı, Tuohy ve Dopita (1983) ile Hughes ve diğ. (2000) tarafından yaklaşık 1,000 yıl, Finkelstein ve diğ. (2006) tarafından ise yaklaşık 2,000 yıl olarak verilmektedir. Ata yıldızın kütlesi Flanagan ve diğ. (2004) tarafından 6 $M_{\odot}$

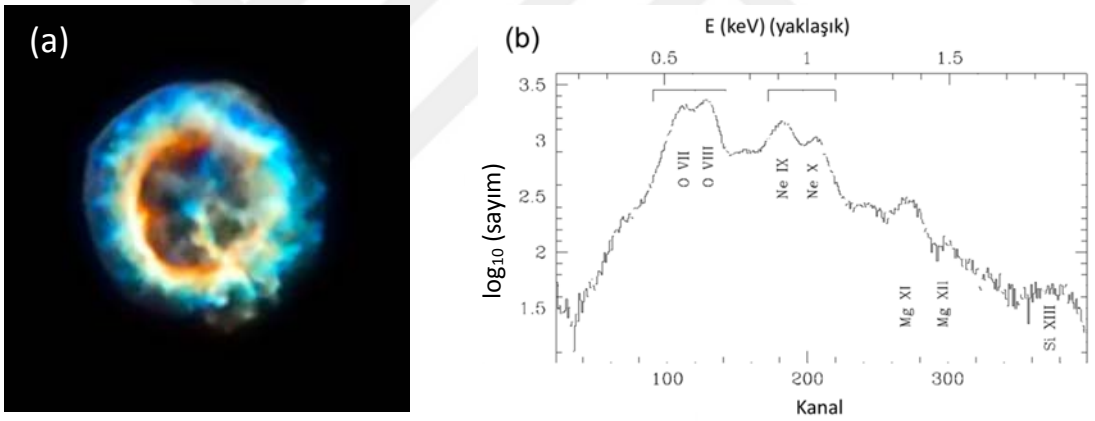
[22] http://www.daviddarling.info/encyclopedia/S/starsevolution.html

oksijen miktarı esas alınarak, 32 $M_{\odot}$ olarak hesaplanırken, Finkelstein ve diğ. (2006) de bu değeri 50 $M_{\odot}$ veya daha büyük olarak vermektedir.

E0102 SMC'deki en genç ve yumuşak X-ışın bölgesindeki en parlak süpernova kalıntısıdır. Kalıntının çekirdek çökmesi kökenli olduğu, optik bandda gözlenen oksijence zengin doğası sayesine belirlenmiştir (Dopita ve diğ., 1981). E0102 içinde merkezi bir kompakt kaynak 2018 yılına kadar tespit edilememiş olmasına rağmen (Rutkowski ve diğ., 2010), Vogt ve diğ. (2018), tarafından optik verilerle derin X-ışın gözlem verileri kullanılarak kalıntı içindeki kompakt cismin uzaysal konumu hakkında ilk tanımlama gerçekleştirilmiştir. Kalıntının türü net olarak belirli değildir. Literatürde konuyla ilgili çalışmalar incelendiğinde, süpernova patlamasının türü hakkında farklı görüşler bulunmaktadır (Blair ve diğ., 2000; Tip Ib, Finkelstein ve diğ., 2006; Tip Ib/c ya da Tip IIL/b, Chevalier, 2005; IIL/b, Seitenzahl ve diğ., (2018); Tip IIb). E0102'nin en belirgin özelliği, X-ışın tayfı yüksek derecede iyonize O, Ne ve Mg çizgileriyle karakterize edilen (bkz. Şekil 2.20b) metalce zengin halka benzeri (izdüşümde) bir kalıntı olmasıdır (Gaetz ve diğ., 2000; Hayashi ve diğ., 1994). Parlak kalıntı halkasının ötesine uzanan, şoka uğramış çevresel maddeden gelen X-ışın salmasının sönük olduğu Şekil 2.20a'da verilen E0102'nin X-ışın görüntüsünden anlaşılmaktadır. Ayrıca halkanın iç sınırında, parlaklıkta keskin bir düşüş göze çarpmaktadır (bkz. Şekil 2.20a). Hughes ve diğ. (1994), daha önce öngörülmüş olan küresel kabuktan ziyade gerçek bir halka-benzeri yapı önermiştir. Optik bölgede yapılan bazı çalışmalar da atılan maddenin yoğun bir halka yapısında olduğu desteklemektedir (Blair ve diğ., 2000).

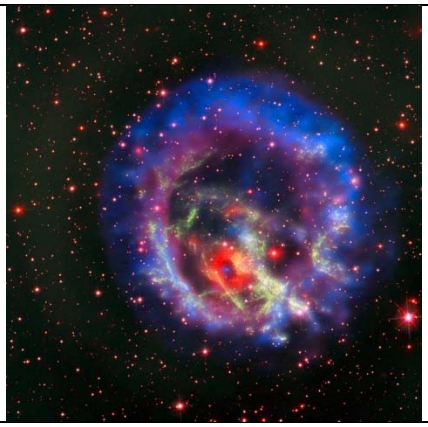
Flanagan ve diğ. (2004) *Chandra* HETG (High Energy Transmission Grating) gözlemlerine dayanarak, kalıntının ekvator düzlemine doğru yoğun salmalı, düzensiz küresel kabuk varsayımı altında basit üç boyutlu bir modelini oluşturmuştur. Bu model E0102'nin gözlenen özelliklerin bir kısmını açıklayabilmekte, bazı özellikler ise hala belirsizliğini korumaktadır. Literatürdeki birkaç çalışmada atılan madde halkasının küresel olmayan simetrik süpernova patlamasından (Rutkowski ve diğ., 2010) veya genişleyen bir Fe-Ni kabarcığı (Eriksen ve diğ., 2001) tarafından yaratılmış olabileceği ileri sürülmektedir. Gaetz ve diğ. (2000) tüm SNR üzerinden integre edilen X-ışın tayf çizgilerinin radyal profilleri ve akı şiddetlerini değerlendirerek, metalce zengin kalıntı varlığı ve onun ters şok vasıtasıyla artan iyonizasyonunu ortaya çıkarmışlardır. Ancak kalıntının konumsal-çözünürlüklü tayfsal analizi şimdiye kadar yapılmamıştır. Atılan madde halkasının ötesine uzanan sönük öncü şok

salmasının çalışılması, SNR dinamiklerini ortaya çıkarmak için gereklidir; ancak böyle bir çalışma, ACIS verisindeki kısa poz süresi (40 ksn; Gaetz ve diğ., 2000) veya HETG verisindeki (Flanagan ve diğ., 2004) düşük duyarlılık sebebiyle oluşan sınırlı foton istatistiklerinden dolayı mümkün olmamıştır. Bu nedenle atılan madde ve çevresel ortamın ayrıntılı yapıları belirsiz kalmıştır. Kalıntının ayrıntılı fiziksel özelliklerini araştırabilmek için, X-ışın tayflarında yüksek foton istatistiklerinin sağlanması gerekmektedir. Bu amaçla doktora tez çalışmasında 1999 ile 2012 yılları arasında *Chandra* ACIS-S3 ile elde edilen yaklaşık 273 ksn toplam poz süreli 20 X-ışın tayf verisi birleştirilerek konumsal-çözünürlüklü bir tayfsal analiz gerçekleştirilmiştir. Toplamda yaklaşık 273 ksn poz süresiyle ayrıntılı bir tayfsal analiz için yeterli foton istatistikleri sağlanmıştır. Bu doktora tez çalışmasıyla E0102 süpernova kalıntısının fiziksel parametreleri (sıcaklık, element bolluğu, iyonlaşma zaman ölçeği, salma ölçeği) konumsal olarak saptanmış, ayrıca öncü şokun süpürdüğü çevresel maddenin detaylı özellikleri de ilk kez ortaya konulmuştur. E0102'nin literatürden derlenmiş verileri Tablo 2.3'te listelenmiştir.



Şekil 2.20: (a) E0102'nin Chandra SNR kataloğundan alınan X-ışın görüntüsü verilmiştir. (b) Gaetz ve diğ., (2000) tarafından *Chandra* uydusu verileri kullanılarak elde edilen E0102'nin tamamına ait tayf gösterilmektedir.

Tablo 2.3: E0102'nin kimlik kartı.

Nesne: E0102.2-72.19 **Keşif Yılı:** 1980 (Einstein Uydusu) **(α, δ):** ($01^{sa}04^{dk}01^{sn}.2$, -72°01'52") **(l, b) :** (301°.56 -45°.06) **Uzaklık:** 60 kpc **Açısal Çap:** ~44 yay saniyesi **Yaş:** 1,000- 2,000 yıl **Genişleme hızı:** 2,000 – 6,000 km/sn **Patlama Türü:** Çekirdek çökmesi (Tip II, Tip Ib/c) ***E*(*B-V*) :** 0.12+0.02 (Bessell, 1991) **Merkezi kompakt cisim:** İzole nötron yıldızı	

3. MALZEME VE YÖNTEM

Bu doktora tez çalışmasında, SMC'deki en genç ve en parlak süpernova kalıntısı olan E0102'nin, *Chandra* X-ışın uydusu ACIS-S3 dedektörüyle 1999 – 2012 yılları arasında elde edilmiş yüksek uzaysal çözünürlüğe sahip 20 arşiv verisi kullanılarak kapsamlı bir tayfsal analiz gerçekleştirilmiştir. Bu araştırmada *Chandra* uydu verileri analiz edilerek E0102 kalıntısının ayrıntılı fiziksel özellikleri ve dinamikleri belirlenmiştir. Doktora tez çalışmasında kullanılan veriler ve bu verilerin analizlerinde uygulanan yöntemler aşağıda verilmiştir.

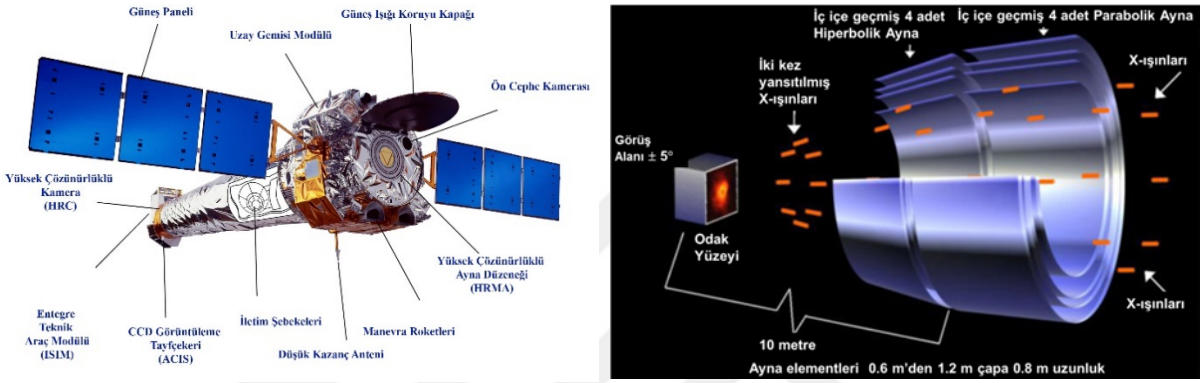
3.1. *CHANDRA* X-IŞIN GÖZLEMEVİ

23 Temmuz 1999 tarihinde fırlatılan *Chanda* X-ışın uydusu, NASA'nın en önemli uzay teleskoplarından biridir. Uydu, ismini beyaz cüceler için kütle üst limitini belirleyen Hint kökenli ABD'li fizikçi Subrahmanyan Chandrasekhar'dan almıştır. Dünya etrafında basık bir yörüngede dolanan *Chandra* uydusunun yörünge dönemi 63.5 saattir. Teleskop, Wolter I tipinde düzenlenen, iç içe geçirilmiş dört parabolik ve dört hiperbolik ayna setinden oluşmaktadır (bkz. Şekil 3.1). Teleskobun ayna çapı 1.2 m ve odak uzaklığı da 10 m'dir. Dedektörün yüksek enerji tepkisi, kaynaktan gelen ışının küçük açılar ile iridyum kaplı aynalardan yansıtılmasıyla elde edilir. Teleskobun açısal çözünürlüğü 0″.5 ve görüş alanı 1° civarındadır (Weisskopf ve diğ., 2003).

Chandra uydusu yüksek uzaysal (konumsal) çözünürlük ile X-ışın görüntüleme ve tayfsal gözlemlerin yapılabilmesi için tasarlanmıştır. Uydunun genel görünümü ve üzerinde bulunan parçalar Şekil 3.1'de gösterilmiştir. *Chandra* X-ışın uydusunun en önemli parçaları şunlardır: Gelişmiş CCD Görüntüleme Tayfçekeri (Advanced CCD Imaging Spectrometer, ACIS), Yüksek Enerji Geçirgen Kırınım Ağı (High Energy Transmission Grating, HETG), Düşük Enerji Geçirgen Kırınım Ağı (Low Energy Transmission Grating, LETG), Yüksek Çözünürlüklü Kamera (High Resolution Camera, HRC) ve Yüksek Çözünürlüklü Ayna Düzeneği (High Resolution Mirror Assembly, HRMA).

Chandra uydusunda bulunan HRMA, odak düzlemindeki ACIS veya HRC dedektöründe X-ışın odaklanmasını sağlayan bir düzenektir. Bu düzenek sayesinde nokta saçılma fonksiyonu 0.5 yay saniyesi olan görüntüler alınabilmektedir. HETG, 0.4 – 10 keV enerji aralığında yüksek çözünürlüklü tayfların alınmasında kullanılmaktır. 1.5 – 6 keV enerji aralığında tayfsal

çözünürlük ($E/\Delta E$) yaklaşık 800 ile 200 arasındadır. HRC-S ile birlikte kullanılan LETG, 0.07 ile 0.2 keV enerji aralığında etkin olup bu aralıktaki tayfsal çözünürlüğü $E/\Delta E$ > 1,000'dir. *Chandra* X-ışın uydusu üzerinde yer alan HRC sekiz aynadan yansıyan ışınların üzerinde toplandığı bir dedektördür. HRC, her biri 10 cm^2 alana sahip iki mikro kanal plakadan oluşmakta olup bu dedektör ile yapılan gözlemlerde, konumsal çözünürlük 0.5 yay saniyesinden daha küçüktür.

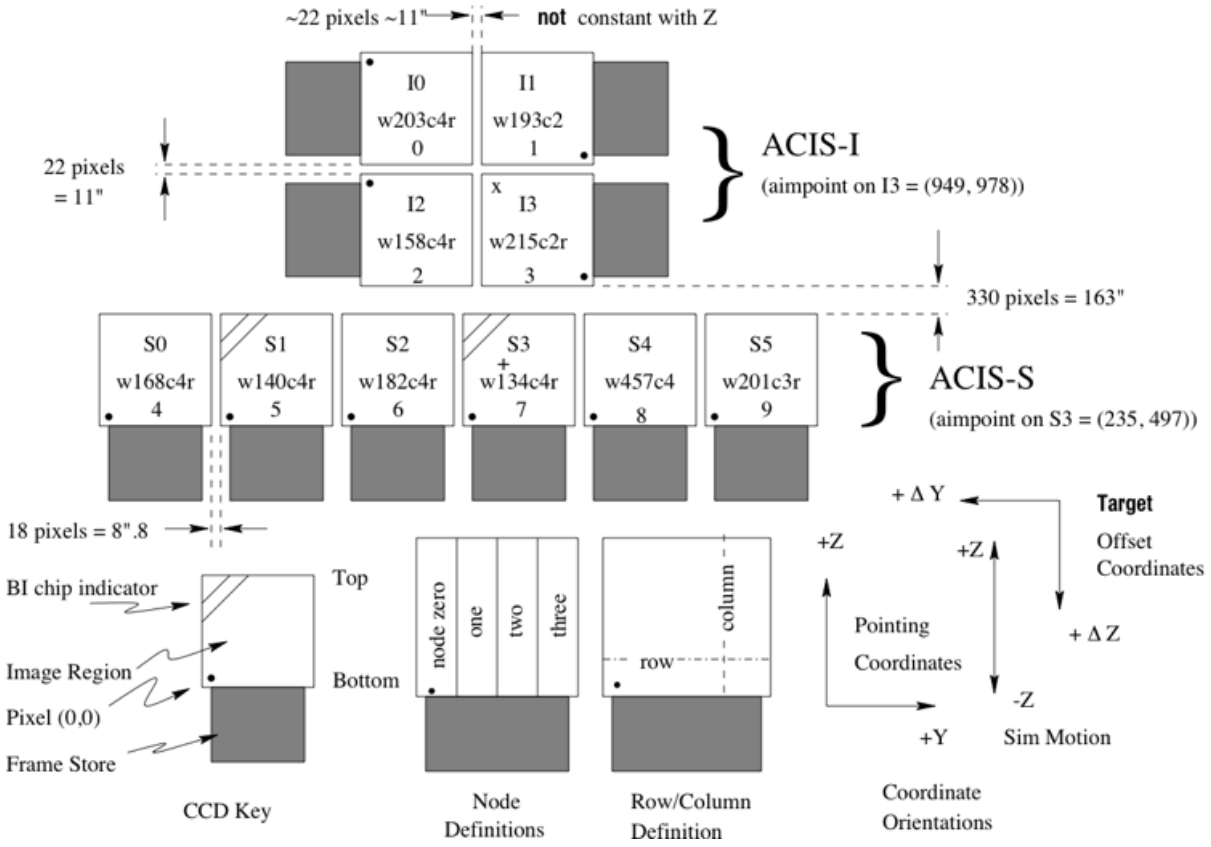


Şekil 3.1: *Chandra* X-ışın uydusunun genel görünümü (sol panel[23]) ve teleskop sistemi (sağ panel[24]). X-ışın aynaları hemen hemen silindirik oldukları için gelen ışınıma çok küçük bir toplama yüzeyi göstermektedirler. *Chandra* teleskop sisteminin ışık toplama alanını arttırmak için iç içe geçirilmiş dört parabolik ve dört hiperbolik ayna kullanılmıştır.

Doktora tez çalışmasında ACIS detektörüyle elde edilen gözlemler kullanılmıştır (Bautz ve diğ., 1998). Bu dedektör, kare şeklinde düzenlenmiş arkadan aydınlatmalı dört geniş alan (ACIS-I) ve doğrusal şekilde dizilmiş önden aydınlatmalı altı (ACIS-S) görüntüleme yongası olmak üzere, odak düzleminde bulunan 10 CCD'den meydana gelmiştir. Şekil 3.2'de genel yapısı gösterilen ACIS dedektörünün etkin enerji aralığı 0.1 – 10 keV'dir. ACIS dedektörü görüntünün tayf ölçümünü gerçekleştirmeye imkân verir. Kameraya çarpan X-ışın fotonlarının enerjileri, konumları ve varış zamanları kaydedilmektedir. Dedektörün en büyük avantajlarından biri yüksek konumsal çözünürlüklü (~0".5) görüntüler ile orta enerji çözünürlüğündeki ($E/\Delta E$ ~ 20 – 50) tayfların eş zamanlı olarak elde edilebilmesidir. Kırınım ağsız ACIS gözlemlerinin enerji çözünürlüğü ($E/\Delta E$ ~ 20 – 50; Cohen ve diğ., 2011), kırınım ağı kullanılan gözlemlerinkinden ($E/\Delta E$ ~ 900 – 1,000; Canizares ve diğ., 2005) daha düşük olsa bile yüksek konumsal çözünürlük ile birleştiğinde yaygın kaynaklar içindeki küçük

[23] http://chandra.harvard.edu/about/
[24] http://chandra.harvard.edu/about/telescope_system.html

özellikler ayrıntılı bir şekilde incelenebilir. ACIS dedektöründeki yüksek çözünürlük, geniş toplama alanı ve yüksek enerjili X-ışınlarına duyarlılığın kombinasyonu kalabalık alanlarda aşırı derecede soluk kaynakların çalışmasını dahi mümkün kılmaktadır.



Şekil 3.2: ACIS dedektörünün yapısı[25].

3.2. X-IŞIN VERİLERİ VE ÖN İNDİRGEMELER

Chandra X-ışın veri tabanındaki *ChaSeR* servisi[26] kullanılarak E0102 kaynağının X-ışın gözlem verileri sorgulanmıştır. Sorgu sonunda E0102 kaynağının 1999 ile 2012 yılları arasında *Chandra* X-ışın uydusuyla alınmış 50 gözlem verisinin bulunduğu tespit edilmiştir. Bu gözlemlerin 26 tanesi ACIS-I, 22 tanesi ACIS-S ve ikisi de HRC-I dedektörüyle elde edilmiştir.

E0102'nin tayfı yumuşak X-ışın bölgesinde (< 1 keV) baskın olduğundan, kalıntının ACIS-I ve HRC-I verilerindeki sayım oranı ACIS-S'ye göre %50'den daha azdır. Bu nedenle kalıntının

[25] http://cxc.harvard.edu/proposer/POG/html/chap6.html
[26] http://cda.harvard.edu/chaser/

tayfsal analizlerinin yapılabilmesi için ACIS-S verileri tercih edilmiştir. Toplamda yaklaşık 273 ksn'lik poz süresine sahip 20 gözlem verisi yine *ChaSeR* servisi kullanılarak veri tabanından analizlerin yapılacağı bilgisayara indirilmiştir. 20 X-ışın gözleminin kayıt bilgileri, sırasıyla, gözlem ismi, gözlem tarihi, poz süresi, E0102'nin odak merkezinden uzaklığı (off axis) ve görüntülerin okuma zamanlarını içerecek şekilde Tablo 3.1'de listelenmiştir. Her bir gözlem verisinin çözünürlüğü yay saniyesi mertebesinde olup E0102'in ayrıntılı tayfsal analizi için uygundur.

Tablo 3.1: E0102'nin *Chandra* ACIS-S3 arşiv verileri.

Gözlem Adı	Gözlem Tarihi	Poz Süresi (ksn)	Off axis (′)	Okuma Zamanı (sn)	Gözlem Adı	Gözlem Tarihi	Poz Süresi (ksn)	Off axis (′)	Okuma Zamanı (sn)
138	23.08.1999	9.6	1.3	3.24	6765	19.03.2006	7.6	0.7	0.84
1231	23.08.1999	9.6	1.3	3.24	6766	06.06.2006	19.7	0.8	3.24
1423	01.11.1999	18.9	1.3	3.24	8365	11.02.2007	21.0	0.7	0.84
2850	19.06.2002	7.8	0.8	3.24	9694	07.02.2008	19.2	0.7	0.84
3544	10.08.2003	7.9	0.8	3.24	10654	01.03.2009	7.3	0.8	0.84
5130	09.04.2004	19.4	0.7	3.24	10655	01.03.2009	6.8	0.8	0.44
6042	12.04.2005	18.9	0.7	3.24	10656	06.03.2009	7.8	1.2	0.84
6043	18.04.2005	7.9	1.3	3.24	11957	30.12.2009	18.4	0.8	0.84
6758	19.03.2006	8.1	1.3	3.24	13093	01.02.2012	19.0	0.8	0.84
6759	21.03.2006	17.9	0.7	3.24	14258	12.01.2012	20.0	0.9	0.84

Verilerin ön indirgeme işlemleri, *Chandra* X-ışın grubu tarafından geliştirilen CIAO (*Chandra* Interactive Analysis of Observations[27]) programının 4.6 versiyonu kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

3.3. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZLERİ

E0102 süpernova kalıntısına dair ayrıntılı gözlemsel özelliklerin belirlenmesi amacıyla ön indirgemesi yapılan toplamda yaklaşık 265 ksn poz süreli 20 *Chandra* gözlem verisi birleştirildi. Birleştirilen gözlem verilerinden, CIAO V4.6 ile SAO DS9[28] programları vasıtasıyla, geniş band görüntüsü (Broad Band Imaging), üç renk görüntüsü (Three Color Image) ve sertlik oranı (Hardness Ratio) görüntüsü oluşturuldu. Geniş band görüntüsüyle kalıntının geniş bir enerji aralığındaki (0.3 – 7 keV) gözlemsel özellikleri belirlenebilmektedir. Üç renk görüntüsünde üç ayrı enerji aralığı üç farklı renk ile ifade edilmektedir;

[27] http://cxc.harvard.edu/ciao/
[28] http://ds9.si.edu/site/Home.html

kırmızı: 0.4 – 0.8 keV, yeşil: 0.8 – 1.3 keV ve mavi: 1.3 – 5.0 keV. Böylece, kalıntının hangi bölgesinden hangi tür (yumuşak, sert, orta sertlikte) X-ışınının yayıldığı belirlenebilmektedir. Sertlik oranı (*HR*) görüntüsü oluşturulurken sert X-ışınımı (*H*) yumuşak X-ışınımına (*S*) bölünür, bölme işlemi sert X-ışınımı ile yumuşak X-ışınımı farkının bu ışınımların toplamına bölünmesi şeklinde de yapılabilir (yani $HR=H/S$ ya da $HR=(H-S)/(H+S)$ şeklindedir; Park ve diğ., 2006). Sertlik oranı görüntüsü sayesinde kalıntı üzerinde yumuşak ve sert X-ışınımı dağılımı genel hatlarıyla belirlenebilir.

E0102 kalıntısındaki element bolluğu dağılımını kabaca kestirebilmek için eşdeğer genişlik haritalarına (EWI) ihtiyaç duyulur. Bu haritaların oluşturulmasında literatürde verilen yöntemler kullanılır (Hwang ve diğ., 2000; Park ve diğ., 2002). EWI haritalarının oluşturulabilmesi için öncelikle kaynağın tayfsal çizgilerinin belirlenmesi gerekir. Teşhisi yapılan tayf çizgilerinin altında kalan sürekliliği belirleyebilmek için incelenen çizginin kenarlarında yüksek ve düşük enerjili iki dar bölge seçilir. İki enerji bölgesi arasında kalan süreklilik doğrusal ara değer istatistiği kullanılarak hesaplanır. Hesaplanan süreklilik akısı çizgi bandı üzerinden integre edilerek çizgi salmasından çıkarılır. Sürekliliğin çıkarıldığı çizgi şiddetinin, hesaplanan sürekliliğe bölünmesiyle çizgi için eşdeğer genişlik haritası oluşturulur. Bu da kalıntıdaki element bolluk dağılımının genel durumu hakkında bilgi verir.

3.4. X-IŞIN TAYF ANALİZLERİ

Chandra X-ışın uydu verilerine tayfsal analizlerin yapılabilmesi için ACIS dedektörü tarafından ölçülen sayım değerlerinin fiziksel olarak anlamlı enerji değerlerine dönüştürülmesi gerekmektedir. Bunun için *Chandra* veri tabanından alınan ve ön indirgemesi yapılan X-ışın verilerinden tayflar çıkartılmalıdır. Tayf çıkarma işlemi *Chandra* web sayfasında yer alan bilgiler kullanılarak adım adım yapılabileceği gibi, CIAO V4.6 *specextract* komut dosyası vasıtasıyla otomatik olarak da yapılabilir. Genellikle araştırmacılar tarafından X-ışın tayflarının elde edilmesinde, *specextract* komut dosyası kullanılır. Bu komut dosyası her bir veri için kaynak ve arka planı kullanarak RMF ve ARF dosyalarını oluşturur. RMF enerji uzayından dedektör uzayına haritalamada kullanılırken, ARF, teleskop filtre ve dedektör etkilerinin (etkin alan / kuantum etkinliği) birleşimini içerir. Oluşturulan kalibrasyon dosyalarına göre X-ışın tayfı güncellenir.

Bu komut dosyası aşağıda verilen adımları takip ederek, incelenen kaynağın X-ışın tayfının elde edilmesine olanak verir.

I. Kaynak ve arka plan tayflarının çıkartılması (*dmextract* komutu)
II. *mkwarf* için WMAP dosyasının oluşturulması (*sky2tdet* komutu)
III. Ağırlıklandırılmış ARF dosyasının oluşturulması (*mkwarf* komutu)
IV. RMF dosyasının oluşturulması (*mkrmf* / *mkacisrmf* komutu)
V. Kaynak veya arka plan tayflarının gruplandırılması (*dmgroup* komutu)
VI. Kaynak ve arka plan tayf dosyalarının güncellenmesi (*dmhedit* komutu)

Birden fazla gözlem verisinin mevcut olması durumunda, tayflar her bir gözlem verisi için yukarıdaki yöntem kullanılarak çıkartılır ve *combine_spectra* komutu ile birleştirilir. Bu şekilde modelleme için uygun tayflar elde edilir.

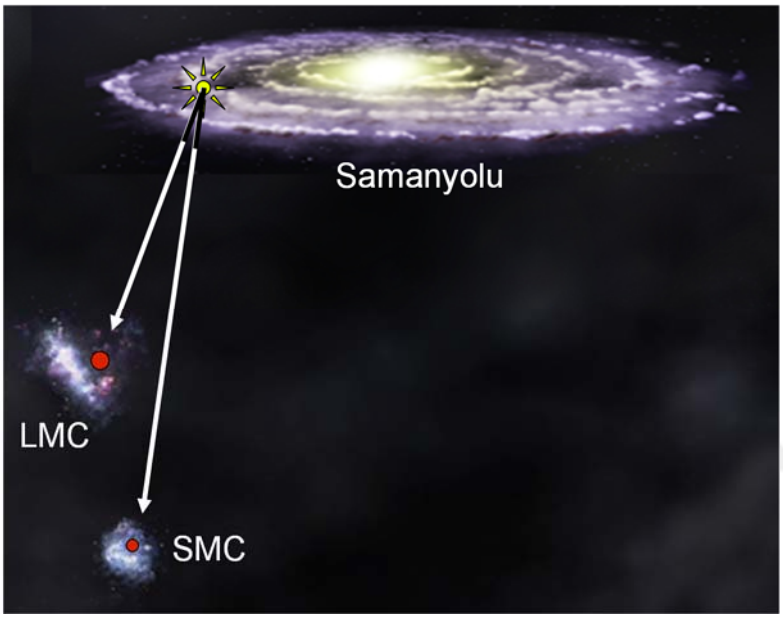
Bir kaynaktan yayılan ışınımın mekanizmasını ve kaynağın yapısını anlamak için gözlemleri sayısal bir model ile karşılaştırmak gereklidir. Ancak üç boyutlu bir cismin, gökyüzü düzlemine olan yansıması görüldüğünden, cismin gerçek uzaysal yapısını belirleyebilmede daima belirsizlikler olacaktır. Bu bakımdan modelleme önemli ve dikkatli yapılması gereken bir aşamadır. X-ışını tayfında görülen çizgiler her halükarda, ısısal ışınımın varlığını gösterirken, sıcaklık, kimyasal bileşim ve madde miktarını hesaplamaya da imkân verir. E0102 ısısal ışınım yapan genç bir süpernova kalıntısıdır. Bu nedenle doktora tez çalışmasında analiz edilen tayfların tamamı ısısal kökenlidir. Buna ilaveten kalıntı genç olması sebebiyle henüz iyonizasyon dengesine ulaşmamıştır. Dolayısıyla, tayfsal verilerin modellenmesinde iyonlaşma dengesinde olmayan plazmalar için uygulanan NEI modeli kullanılmıştır.

E0102, SMC galaksisinde yer alan bir kalıntı olduğundan (bkz Şekil 3.3), tayfsal modellemelerde Samanyolu ve SMC'ye ait soğurmaların göz önünde bulundurulması gerekmektedir. 0.1 – 10 keV enerji aralığında en etkin soğurma türü fotoelektrik soğurmadır ve etkileri modellerde dikkate alınmalıdır. Bu sebeple kalıntının tayflarına, biri Galaktik, diğeri SMC için olmak üzere iki soğurma kolonu bileşeniyle beraber (sırasıyla *phabs* ve *vphabs*), iyonlaşma dengesinde olmayan düzlem şok modeli (*vpshock;* Borkowski ve diğ. 2001) uygulanmalıdır. Düzlem şok modeli tayfları modelleyebilmek için elektron sıcaklığı (kT, k; Boltzmann sabiti), iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$, n_e; şok sonrası elektron yoğunluğu, t; şoktan beri geçen zaman), salma ölçeği, element bollukları ve normalizasyon (A) parametrelerini

kullanmaktadır. Normalizasyon parametresi *Chandra* uydusunun internet sayfasında şu şekilde tanımlanmıştır:

$$A = \frac{10^{-14}}{4\pi d^2} \int n_e n_H dV \qquad (3.1)$$

Burada d incelenen kaynağın Güneş'e uzaklığı (cm), n_e elektron yoğunluğu (cm^{-3}) ve n_H hidrojenin element yoğunluğudur (cm^{-3}). Bağıntıda integral içindeki kısım hacim salma ölçeği (*EM*) olarak tanımlanan nicelik olup, ışınım salan plazma miktarını ifade etmektedir.



Şekil 3.3: Samanyolu Galaksi'siyle LMC ve SMC galaksilerinin şematik görünümü.

Modelleme işlemi için, iç kısımdaki kabuk çizgilerini ve güncellenmiş Fe-L çizgilerini de içeren (Badenes ve diğ. 2006) ATOMDB (Smith ve diğ., 2001) kodunu temel alan *XSPEC* programının NEI 2.0 versiyonu kullanılmıştır. Tayfsal modellemede Galaktik kolon yoğunluğu ($N_{H,GAL}$), E0102 yönünde 4.5×10^{20} cm^{-2} (Dickey ve Lockman, 1990) değerinde kabul edilirken, SMC için kolon yoğunluğu değeri E0102 için yapılan tayfsal modelleme sonucunda belirlenmiştir. SMC element bollukları ise Russell ve Dopita (1992) değerlerinde sabit tutulmuştur. Russell ve Dopita (1992) tarafından hesaplanan Güneş'e göre SMC bollukları He = 0.83; C = 0.15; N = 0.04; O = 0.13; Ne = 0.15; Mg = 0.25; Si = 0.30; S = 0.24; Ar = 0.18; Ca = 0.20; Fe = 0.15; Ni = 0.40 şeklindedir.

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

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^{k} \left(\frac{X_i - \mu_i}{\sigma_i}\right)^2 \tag{3.2}$$

Burada X_i hesaplanan model değeri, μ_i gözlenen değeri, σ_i her bir k noktası için hatayı göstermektedir. Modeldeki χ^2 değerinin, serbestlik derecesine bölünmesiyle hesaplanan indirgenmiş ki-kare (χ^2_{red}) değeri, incelenen verinin ortalamasından 1σ içinde bulunan bir modelde 1 değerine sahip olmalıdır. Bu da verinin Gauss dağılımına uygun olduğunu göstermektedir. En iyi model parametre değerinin belirlenmesinde parametre uzayları için hesaplanan en küçük χ^2_{red} değeri dikkate alınır. Ancak farklı modeller için istatistiksel olarak kabul edilebilir χ^2_{red} değerleri elde edildiğinde, hangi modelin gözlemsel veriye en uygun olduğuna karar verebilmek için F-testine ihtiyaç duyulur. Model çalışmalarında bazı elementlere ait çizgi parametrelerinin tayfsal model ile hesaplanma gerekliliğini araştırmak için F-test sınama yöntemi kullanıldı. F-testi bir istatistiksel sınama yöntemidir ve $F = \chi^2_{red1}/\chi^2_{red2}$ bağıntısıyla hesaplanır (Bevington, 1969). Bu test, F istatistiği ile P olasılığını hesaplamak için kullanılır ve genel kural olarak P < 0.05 ise serbest parametre sayısı daha fazla olan model tercih edilir.

3.5. SEDOV-TAYLOR MODELİ

Literatürde süpernova şok evrim modellerinden en yaygın kullanılanı Sedov – Taylor çözümüdür (Sedov, 1959). Model, patlamanın tekdüze bir ortamda gerçekleştiğini ve enerji kaybı olmadığını varsayar. II. evrim safhasındaki (Sedov – Taylor evresi) orta yaşlı kalıntılar, önlerindeki kütleyi hızla süpürerek soğurlar. Bu süre zarfında enerjinin ışınım yoluyla kaybı çok küçüktür ve genişlemenin adyabatik olduğu kabul edilir (Shklovskii, 1962; Cox, 1972). Bu adyabatik genişleme sırasında kalıntılara Sedov – Taylor modeli uygulanabilir. Genişleme, patlamayla açığa çıkan enerjiye (E_0) ve çevresel ortamın yoğunluğuna (ρ) bağlı olduğundan model, kalıntının zaman ile olan davranışını iyi bir şekilde tahmin eder. Kaynağın uzaklığının bilinmesi durumunda yaş (t) ve E_0 enerjisi, X-ışın akısıyla tayfından elde edilebilir.

Sedov – Taylor modeline göre genişleyen kalıntının yarıçapı (r), şokun yayılma hızı (V_s) ve patlama enerjisi (E_0) olması durumunda r aşağıdaki bağıntıyla verilir.

$$r = E_0^{1/5} \rho^{-1/5} \, t^{2/5} \tag{3.3}$$

Şokun yayılma hızı $V_S = dr/dt$ bağıntısıyla;

$$V_s = \frac{2}{5} E_0^{1/5} \rho^{-1/5} t^{-3/5} \tag{3.4}$$

enerji, yoğunluk ve yaş parametrelerine bağlı olarak ifade edilebilir. r/t ifadesi (3.5) ifadesi içine yazıldığında V_S değeri;

$$V_s = \frac{2r}{5t} \tag{3.5}$$

şekline dönüşür. Böylece şokun yayılma hızı kalıntının yarıçapı ve yaşına bağlı olarak hesaplanabilir. Patlama enerjisi de aşağıda verilen bağıntıyla kolaylıkla hesaplanabilir.

$$E_0 = r^5 t^{-2} \rho \tag{3.6}$$

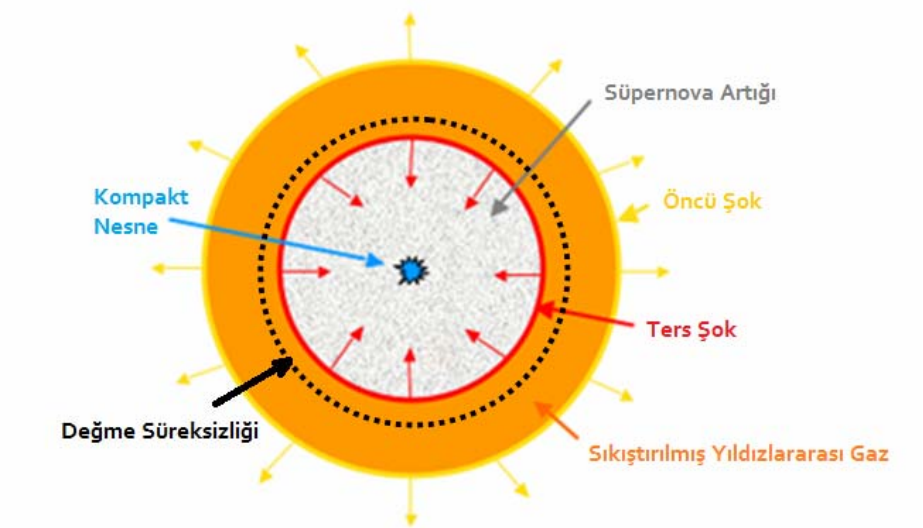
Burada $\rho = nm_p$'dir. n birim hacimdeki parçacık sayısı ve m_p protunun kütlesi olup değeri 1.673×10^{-24} gr'dır.

İyonize plazma için; iyonlar ve elektronlar arasında ısısal enerji eş bölümü, güçlü şok ($\rho=4\rho_0$) ve monoatomik gaz ($\gamma=5/3$) varsayımı altında sıcaklık;

$$T = \frac{3\mu V_s^2}{16k} \tag{3.7}$$

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

Çevresel maddenin (CSM) tayfsal analizinden belirlenen sıcaklık ile şokun genişleme hızı hesaplanabilir. Hesaplanan genişleme hızı Sedov – Taylor modelindeki bağıntıda yerine konularak kalıntının yaşı, daha sonra da patlama enerjisi belirlenebilir. Asimetriler ve dengeden sapmalar ihmâl edilmiş olsa bile bu model Sedov – Taylor evresindeki orta yaşlı süpernova dinamiklerini hesaplamada oldukça kullanışlıdır. Sedov – Taylor evresindeki bir süpernova kalıntısının genel durumu şematik olarak Şekil 3.4'de gösterilmiştir.



Şekil 3.4: Sedov – Taylor evresindeki bir süpernova kalıntısının yapısı. Şeklin merkezinde patlamadan arta kalan kompakt nesne (mavi), dışa doğru hareket eden öncü şok (sarı), kalıntının merkezine doğru hareket eden ters şok (kırmızı), öncü ve ters şok arasında sıkışan yıldızlararası gaz (turuncu) ile değme süreksizliği (siyah) gösterilmiştir.

3.6. ATA YILDIZIN KÜTLE HESABI

Süpernova patlaması sonucunda yıldızlararası ortama atılan yıldız maddesiyle, patlamadan arta kalan kompakt nesnenin kütlesini belirlemek oldukça zordur. Bu hesapların yapılabilmesi durumunda ata yıldız kütlesi belirlenebilir. Bu türden hesaplamaların yapılabilmesi oldukça güçtür. Örneğin; yaşlı kompakt nesneler genellikle radyo bölgede ışınım yayarken, genç olanlar pulsar özelliği gösterirler. Ancak süpernova patlaması sonucunda merkezde kalan kompakt nesne yaşlı olup radyo dalgalarında ışınım yapmayabilir veya bu nesne genç olup konumundan dolayı pulsar özelliğini gözlemciye göstermiyor olabilir. Söz konusu durumlar merkezdeki kompakt nesnenin kütlesinin belirlenmesini fazlasıyla zorlaştırmaktadır. Bu da hesaplamalarda en fazla 3 $M_{\odot}$'lik bir belirsizliğe yol açar.

Teorik çalışmalar ile ata yıldız kütlesi hakkında bazı ipuçlarına ulaşılabilir (Woosley ve Weaver, 1995; Nomoto ve diğ., 2006; Tomasella ve diğ., 2013). Bu türden teorik çalışmalarda, farklı başlangıç koşullarındaki (kütle ve element bolluğu) teorik yıldızlar evrimleştirilerek süpernova aşamasına getirilir. Bu yöntem ile araştırmacılar, yıldızın evrimi boyunca üretilen ağır elementlerin yıldızlararası ortamı ne derece zenginleştireceğini belirleyebilirler. Örneğin Nomoto ve diğ. (2006) çekirdek çökmesi süpernovalarını farklı başlangıç koşulları altında inceleyerek yıldızlararası ortama katılması gereken teorik element bollukları hesaplamışlardır.

Nomoto ve diğ. (2006), yıldızın evrimi boyunca ürettiği ağır elementler ile süpernova patlaması sonucu *r* ve *p* süreçleriyle oluşan ağır elementlerin miktarlarını, yıldızın ata kütlesi ($M/M_{\odot}$), ağır element bolluğu (Z) ve patlama enerjisine (E) bağlı olarak hesaplamışlardır. Araştırmacılar, bu hesapları yapabilmek için süpernovaların ışık eğrilerini ve tayflarını modelleyerek ata yıldızın kütlesini, patlama enerjisini ve üretilen ^{56}Ni kütlesini belirlemişledir. Hesaplamalarını *normal süpernova* ve *hipernova* olarak ifade ettikleri iki farklı sınıf için gerçekleştirmişlerdir. Normal süpernovaların patlama enerjileri yaklaşık $E_0 = 1\times10^{51}$ erg/sn mertebesindedir. Hipernova patlamaları ise normal süpernovalardan en az 10 kat daha güçlü patlama ($>10^{52}$ erg/sn) gösterirler. Nomoto ve diğ. (2006), ata yıldızın kütlelerini $M/M_{\odot}$ = 13, 15, 18, 20, 25, 30, 40 ve ağır element bolluklarını Z = 0, 0.001, 0.004, 0.02 değerlerinde kabul ederek patlamayla oluşan nükleosentez ürünlerinin bolluklarını Güneş kütlesi biriminde hesaplamışlardır. Araştırmacılar tarafından elde edilen bulgular büyük bir tabloda listelenmiştir.

Tez çalışmasında ata kütlenin hesabı için Nomoto ve diğ.'nin (2006) çalışması dikkate alınmıştır. Bunun için E0102'in patlama enerjisi ve element bollukları hesaplandıktan sonra Nomoto ve diğ.'nin (2006) tabloları kullanılarak ata yıldızın kütlesi belirlenmiştir.

4. BULGULAR

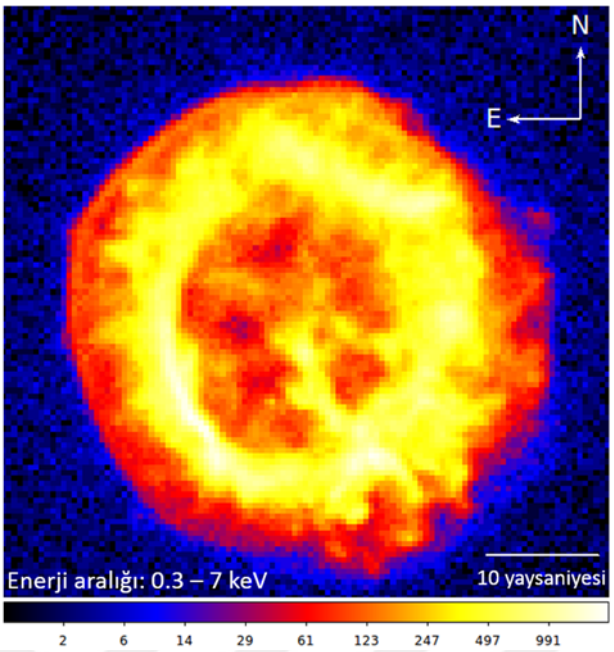
4.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜ ANALİZLERİ

Tez çalışmasında, E0102 süpernova kalıntısının *Chandra* X-ışın uydusu arşivinden 1999-2012 yılları arasında ACIS-S3 dedektörüyle elde edilmiş 20 yüksek-çözünürlüklü gözlem verisi kullanılmıştır (bkz. Tablo 3.1). Öncelikle her bir gözlem verisine CIAO V4.6'da bulunan *chandra_repro* komut dosyası uygulanarak, gözlemler aletsel etkilerden arındırılmıştır. Daha sonra verilerden arka plandaki parlamalar ve kozmik ışınlar, CIAO'nun *lc_clean* komutu vasıtasıyla temizlenmiştir. Bu işlemlerden sonra görüntülerin toplam etkin poz süresi yaklaşık 265 ksn olmuştur.

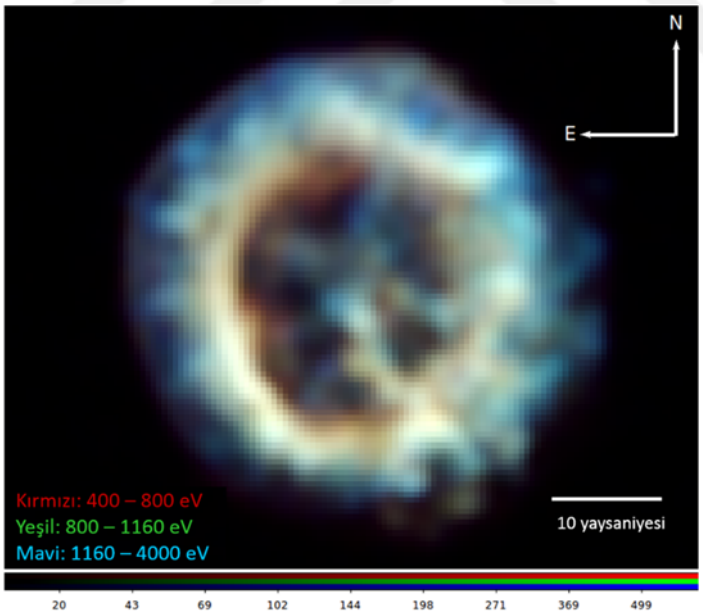
E0102 süpernova kalıntısına dair ayrıntılı gözlemsel özelliklerin belirlenmesi amacıyla ön indirgemesi yapılan toplamda yaklaşık 265 ksn poz süreli 20 *Chandra* gözlem verisi birleştirilmiştir. CIAO V4.6 ile SAO DS9 programları vasıtasıyla tüm X-ışın verilerinden geniş band görüntüsü, üç renk görüntüsü ve sertlik oranı görüntüsü oluşturulmuştur.

E0102'in 0.3 – 7 keV enerji aralığında oluşturulmuş geniş band görüntüsü Şekil 4.1'de gösterilmiştir. Kalıntı üzerinde gösterilen renk ölçeği X-ışın sayımlarına göre oluşturulmuş olup en zayıf ve en şiddetli X-ışınımın alındığı bölgeler, sırasıyla, siyah ve beyaz renkler ile ifade edilmektedir. Kalıntının geniş bir enerji aralığında oluşturulan genel görünümünde, dış sınırın hemen hemen küresel bir yapıda olduğu dikkat çekmektedir. X-ışınımlarının özellikle kalıntının merkezinden belirli bir uzaklıkta bulunan halka benzeri bir yapıdan geldiği görülmektedir. Parlak kalıntı halkasının ötesine uzanan, şoka uğramış çevresel maddeden gelen X-ışın salması sönüktür. Halkanın iç sınırında, parlaklıkta keskin bir düşüş görülmektedir (bkz. Şekil 4.1). Kalıntının güney-batı kısmında, kalıntı merkeziyle halka yapısı arasında kalan bölgeden de şiddetli X-ışınımı geldiği görülmektedir. Süpernova kalıntısının doğu kısımlarındaki dış sınır oldukça keskin bir yapıya sahipken, güney ve batı kısımları daha yaygındır ve bu bölgelerde asimetrik yapıların olduğu göze çarpmaktadır.

E0102'in üç renk görüntüsünde (Şekil 4.2) üç ayrı enerji aralığı, üç farklı renk ile ifade edilmiştir. Şekil 4.2, süpernova kalıntısından gelen X-ışın karateristiği hakkında bilgi vermekte olup kırmızı renk 0.40 – 0.80 keV, yeşil renk 0.80 – 1.16 keV ve mavi renk 1.16 – 4.00 keV enerji aralıklarına karşılık gelmektedir.



Şekil 4.1: E0102'in 0.3 – 7 keV enerji aralığındaki geniş band görüntüsü. Şekil üzerinde oluşturulan renk ölçeği X-ışın akı şiddeti göstermekte olup en yüksek X-ışın akı şiddeti beyaz renge karşılık gelmektedir. Şekil üzerinde gösterilen N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini ifade etmektedir.

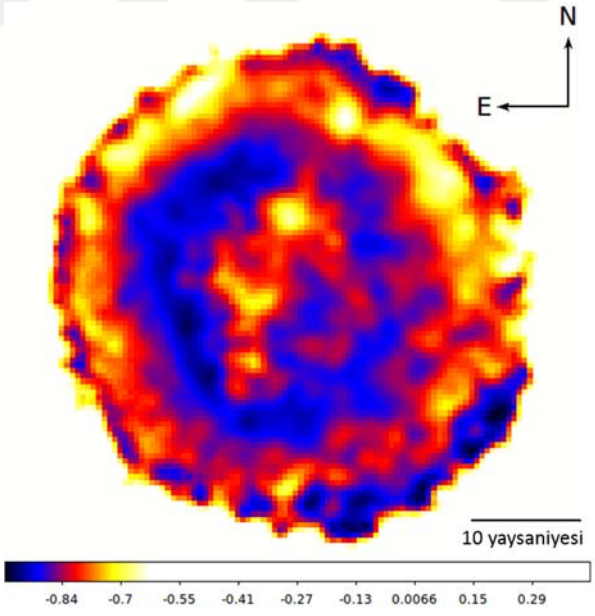


Şekil 4.2: E0102'nin üç renk görüntüsü. Şekil üzerinde, kırmızı; 0.40-0.80 keV, yeşil; 0.80-1.16 keV ve mavi; 1.16-4.00 keV enerji aralığına karşılık gelmektedir. N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini ifade etmektedir.

E0102'in üç renk görüntüsünde kalıntının merkezi bölgesinden ve merkezden belirli bir uzaklıktaki halka benzeri yapıdan şiddetli X-ışınımı gelmektedir. Kalıntının dış sınırı neredeyse küreseldir. Halka yapısının iç kısımlarından yumuşak (kırmızı) X-ışınımları, dış kısımlarından

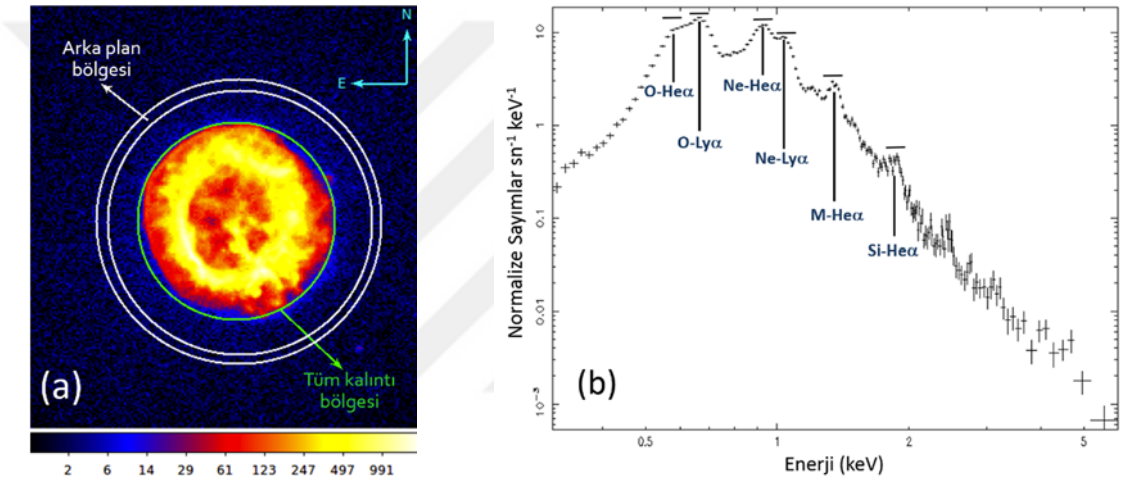
sert (mavi) X-ışınımları gelirken, kalıntının merkezi kısmındaki küçük bir bölgeden de sert X-ışınımı alınmıştır. Halka yapısının doğu kısmındaki dış sınır keskin bir yapıda iken, batı kısmı daha yaygın olmakla birlikte asimetrik yapılar göze çarpmaktadır. Ayrıca halka ile merkezi bölge arasında dört ana ipliksi (flament) yapının bulunduğu görülmektedir (Şekil 4.2).

E0102'in sertlik oranı görüntüsü ile Şekil 4.3'te gösterilmiştir. Bölüm 3.3'te tanımlandığı gibi *H* sert ve *S* yumuşak X-ışınlarını ifade etmekte olup, sırasıyla, 1.3 – 3.0 keV ve 0.3 – 1.3 keV enerji aralıklarına karşılık gelmektedir. Kalıntı üzerinde gösterilen renk ölçeği X-ışın karekteristiğine göre oluşturulmuş olup, yumuşak X-ışınlarından ve sert X-ışınlarına doğru gidiş, siyahtan beyaza kadar renklerle ifade edilmiştir. Kalıntının merkezi bölgesinden ve merkezden belirli bir uzaklıktaki halka benzeri yapıdan şiddetli X-ışını geldiği görülmektedir. Halka yapısının iç kısımlarından yumuşak X-ışınları, dış kısımlarından sert X-ışınları gelirken, kalıntının merkezi kısmılarından da sert X-ışını alınmaktadır. Ayrıca süpernova kalıntısının dış sınırında genellikle çok ince bir kısmından yumuşak X-ışını gelmektedir. Kalıntı merkeziyle halka yapısı arasındaki bölge dikkate alındığında doğu kısmından daha fazla yumuşak X-ışını geldiği görülmektedir.



Şekil 4.3: E0102'nin sertlik oranı görüntüsü. Kalıntı üzerindeki renk ölçeği X-ışın karekteristiğini göstermekte olup siyahtan beyaza doğru renkler X-ışınlarının yumuşaktan serte doğru ilerlediğini ifade eder. Şekildeki N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini gösterir.

E0102 kalıntısındaki element bolluğu dağılımını genel hatlarıyla belirleyebilmek için Bölüm 3.3'te bahsedilen yöntem kullanılarak kalıntının EWI haritaları oluşturulmuştur. EWI haritaları oluşturulurken geniş band görüntüsü üzerinde kalıntının tamamı seçilmiş ve bu bölgenin CIAO V4.6 programındaki *specextract* komutuyla tayfı çıkarılmıştır. Elde edilen tüm kalıntı tayfındaki çizgilerin tanısı X-Işın Veri Kılavuzu (Thompson ve diğ., 2009) kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Tayfı çıkarılan tüm kalıntı bölgesi ve tayf çıkartma işleminde kullanılan arka plan bölgesi Şekil 4.4a, çizgi tanısı yapılmış tüm kalıntı tayfı da Şekil 4.4b'de gösterilmiştir. Kalıntı tayfında güçlü O, Ne çizgilerinin yanında, Mg, Si ve S elementlerine ait çizgiler de mevcuttur (Şekil 4.4b).

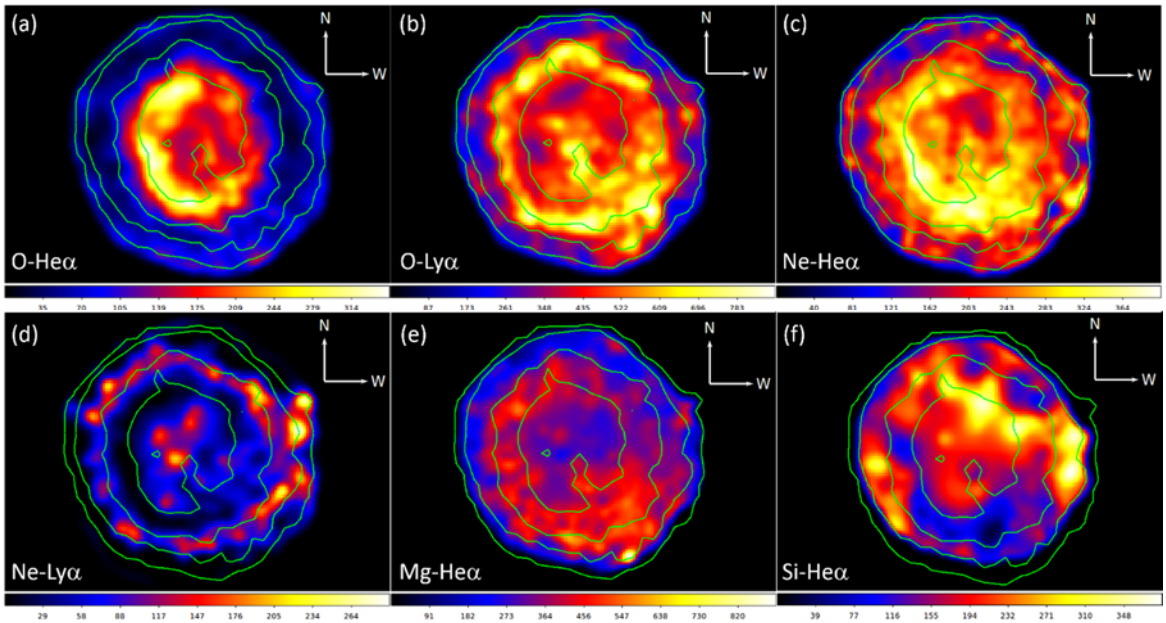


Şekil 4.4: (a) Tayfı alınan tüm kalıntı bölgesi ve kullanılan arka plan bölgesi. Burada yeşil çember kalıntı tayfının alındığı bölgeyi, beyaz halka ise arka plan bölgesini göstermektedir. N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini gösterir. (b) E0102'nin X-ışın tayfı. Tayfsal çizgiler şekil üzerinde etiketlenmiştir.

E0102 için EWI haritaları kalıntı tayfındaki güçlü ve belirgin çizgiler dikkate alınarak hazırlanmıştır. Tayfta görülen O, Ne, Mg, Si ve S gibi elementler yüksek dereceden iyonlaşmıştır. Kalıntının EWI haritaları O-Lyα ($E \cong 0.65$ keV), O-Heα ($E \cong 0.57$ keV), Ne-Lyα ($E \cong 1.02$ keV), Ne-Heα ($E \cong 0.9$ keV), Mg-Heα ($E \cong 1.35$ keV) ve Si-Heα ($E \cong 1.8$ keV) çizgileri için oluşturulmuştur. Burada O-Lyα ve Ne-Lyα ifadeleri tek elektronu kalmış O ve Ne atomlarını, O-Heα, Ne-Heα, Mg-Heα ve Si-Heα ifadeleri ise iki elektronu kalmış O, Ne, Mg ve Si atomlarını temsil eder. Bu haritalar oluşturulurken her bir çizgi için kullanılan enerji bandları (merkezi bölge, daha düşük ve daha yüksek enerji bölgeleri) Tablo 4.1'de listelenmiştir. Farklı elementlere ait çizgiler için oluşturulan EWI haritaları da Şekil 4.5'te gösterilmiştir.

Tablo 4.1: EWI haritası oluşturulurken kullanılan tayfsal çizgiler ve oluşturuldukları enerji aralıkları. Her bir tayfsal çizginin oluşturulduğu enerji aralığı (üçüncü sütun) etrafındaki düşük (ikinci sütun) ve yüksek (dördüncü sütun) enerji aralıkları ile birlikte verilmiştir.

	Düşük (keV)	Çizgi (keV)	Yüksek (keV)
O-Heα	0.40-0.50	0.51-0.60	0.74-0.81
O-Lyα	0.40-0.50	0.61-0.74	0.74-0.81
Ne-Heα	0.74-0.81	0.84-0.98	1.12-1.16
Ne-Lyα	0.74-0.81	0.99-1.10	1.12-1.16
Mg-Heα	1.25-1.29	1.29-1.42	1.62-1.70
Si-Heα	1.62-1.70	1.75-1.93	2.02-2.12



Şekil 4.5: O-Heα, O-Lyα, Ne-Heα, Ne-Lyα, Mg-Heα ve Si-Heα çizgileri için oluşturulan eşdeğer genişlik haritaları. Geniş band yüzey konturları her bir şeklin üzerinde yeşil renkte gösterilmiştir. N ve W harfleri sırasıyla kuzey ve batı yönlerini ifade eder.

Oluşturulan EWI haritalarıyla kalıntıdaki element bolluk dağılımı genel hatlarıyla görülebilmektedir (Şekil 4.5). Şekildeki her bir panelde gösterilen element bolluğu dağılımı şeklin altında verilen renk ölçeğiyle ifade edilmiştir. Bu renk ölçeğinde siyahtan beyaza doğru element bolluğu artmaktadır. Şekil 4.5'in sol üst panelinden görüleceği gibi O-Heα kalıntının merkezi bölgesinde baskındır. O-Heα bolluğu özellikle kalıntının merkezi kısmının doğu tarafında daha fazladır. Ne-Heα bolluğu kalıntının merkezinden ziyade, halka benzeri yapıda yoğunlaşmıştır. Şekil 4.5'in sağ üst panelinden görüleceği gibi Ne-Heα bolluğu kalıntının güneyi ve doğusu arasındaki bölgede rölatif olarak daha fazladır. Ne-Lyα kalıntının merkezinin bazı bölgelerinde ve dış kısımlarda ince bir halka yapısı şeklinde kendini göstermekledir. Halka yapısındaki Ne-Lyα bolluğu simetrik değildir ve kalıntının batı dış sınırında aşırı bolluk

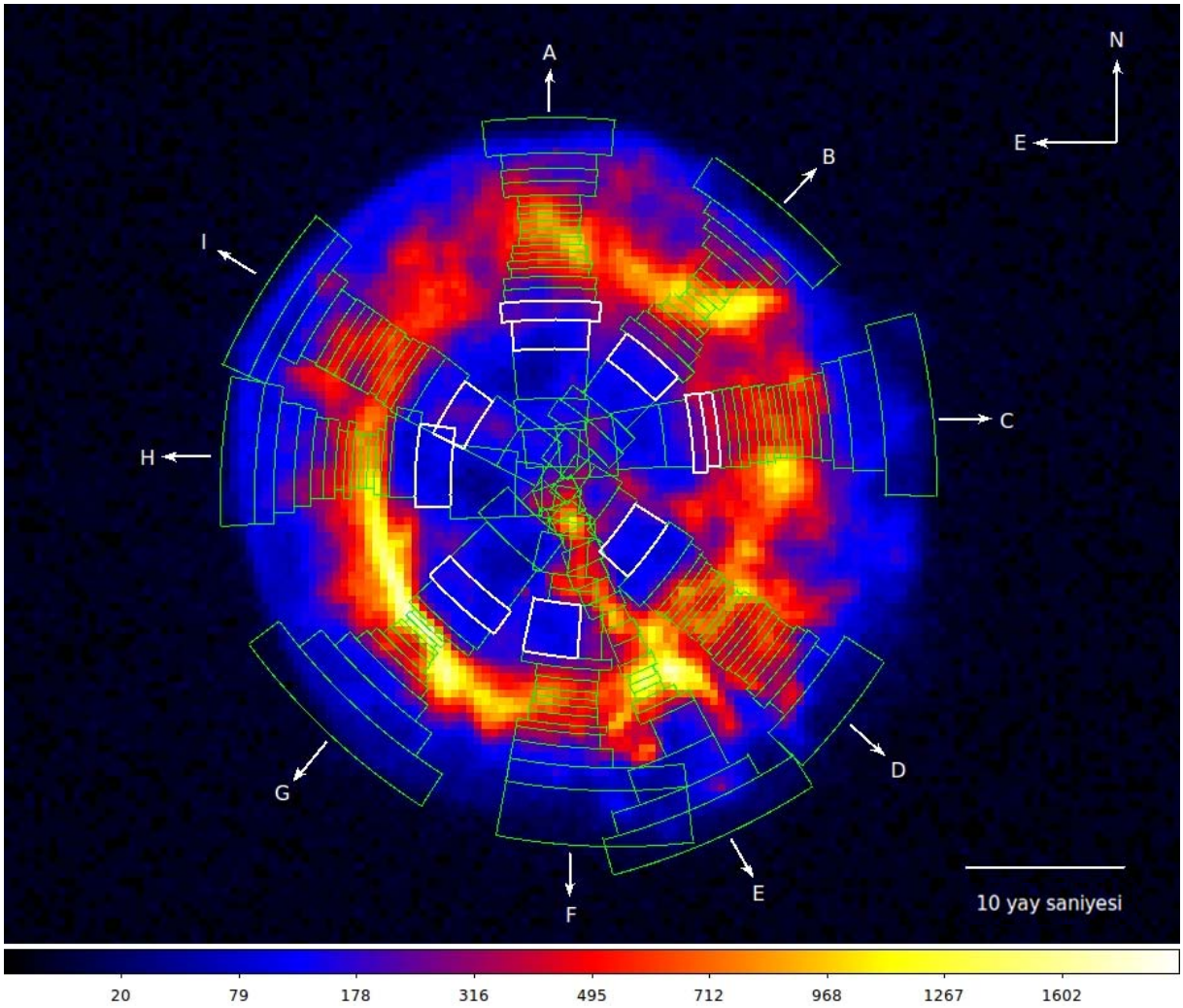
sergilemektedir. Mg-Heα bolluğu kalıntının merkezinden belli bir uzaklıkta geniş bir halka yapısında yoğunlaşmıştır. Mg-Heα bolluğu halka yapısının kuzeybatı kısımlarının aksine, güneybatı bölgesinde fazladır. Son olarak kalıntıdaki Si bolluğunun dağılımı dikkate alındığında, diğer elementlerde görülen halka benzeri yapının görülmediği, özellikle kalıntının kuzey yarım küresinde bu elementin oldukça baskın olduğu görülmektedir. Ayrıca kalıntının batı doğrultusunda dış kısımlarda bolluk fazlalığı göstermektedir. Genel olarak, tüm element bolluğu haritaları göz önünde tutulduğunda, kalıntıdaki element bolluk dağılımının simetrik olmadığı ve farklı bölgelerde yoğunlaştığı söylenebilir.

Eşdeğer genişlik haritalarının güvenilirliğini sınamak amacıyla, farklı elementlere ait haritalardaki ilgili element yoğunluğunun yüksek ve düşük görüldüğü bölgeler seçildi ve bu bölgelerin tayfları çıkarıldı. Sonuçta haritalarda ilgili elementin yüksek yoğunluklu görüldüğü bölgelerin tayflarında, ilgili elemente ait çizginin şiddetinin de yüksek olduğu, haritada düşük yoğunluklu görülen bölgelerin tayfında ise ilgili elemente ait çizginin şiddetinin düşük olduğu tespit edildi. Yapılan bu test sonucunda eşdeğer genişlik haritalarının güvenilir olduğu kanısına varıldı.

4.2. X-IŞIN TAYF ANALİZLERİ

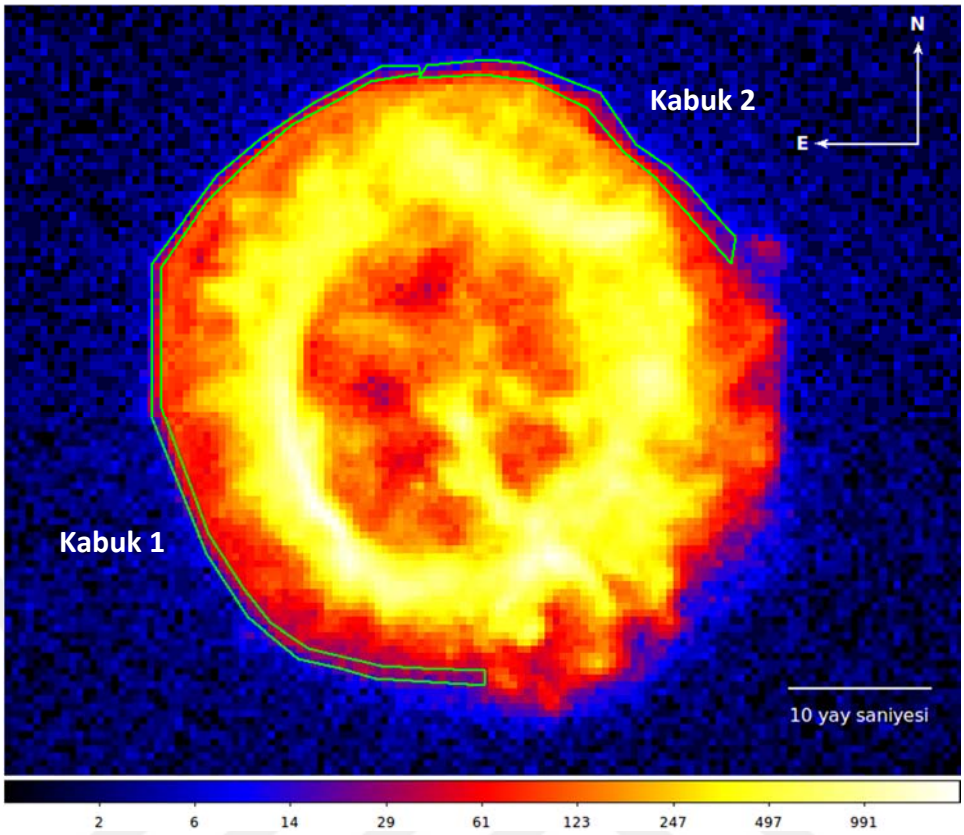
Doktora tez çalışamasının en önemli aşaması, SMC'de yer alan genç süpernova kalıntısı E0102'nin fiziksel parametrelerinin ve element bolluklarının konumsal olarak elde edildiği X-ışın tayf analizleridir. Tayf analizlerinde kullanılan kuramsal bilgiler Bölüm 3.4'te ayrıntılı bir şekilde verilmiştir.

Chandra uydu verisiyle alınan tayflar yüksek çözünürlüklü olduğundan E0102 süpernova kalıntısı farklı doğrultularda bölgelere ayrılarak incelenebilmiştir. Öncelikle, E0102'nin geniş band X-ışın görüntüsü kullanılarak SAO DS9 programıyla kalıntının merkezi bölgesinden itibaren dokuz farklı radyal doğrultu seçilmiştir. Bu radyal doğrultuların her biri için yaklaşık 4,500 – 5,000 X-ışın sayımı içeren farklı büyüklüklerde bölgeler belirlenmiştir. Bu şekilde her bir doğrultu için en az 17 en çok 24 bölge oluşturulmuştur. Bu bölgeler kalıntı merkezinden dış kısma doğru sayılarla etiketlenmiştir. X-ışın tayf analizi gerçekleştirilmek üzere, dokuz farklı radyal doğrultuda kalıntının merkezinden itibaren belirlenen bölgeler Şekil 4.6'da gösterilmiştir. Radyal doğrultuların isimlendirilmesinde saat yönü tercih edilmiş ve #A'dan #I'ya kadar harfler kullanılmıştır.



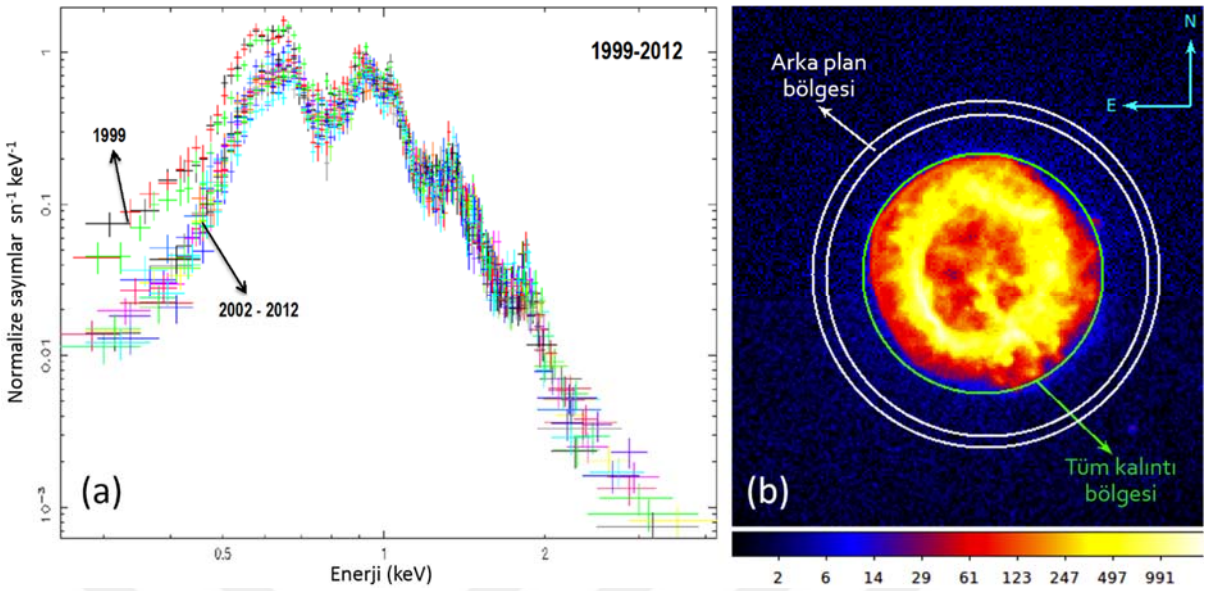
Şekil 4.6: E0102 kalıntısının ayrıntılı tayfsal analizinin yapılabilmesi için seçilen dokuz doğrultu ve bu doğrultularda belirlenen bölgeler. Şekilde N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini göstermektedir. Radyal doğrultular A'dan I'ya kadar alfabetik harflerle etiketlenmiştir.

Her bir doğrultudaki tayfsal analize geçilmeden önce, çevresel madde (CSM) olarak adlandırılan, şok ile süpürülen yıldızlararası ortam (ISM) bölgeleri geniş band görüntüsü üzerinde SAO DS9 programı kullanılarak belirlendi. CSM bölgeleri kalıntının dış kısmındaki homojen bölgelerden seçildi. Kalıntının batı ve güneybatı yönlerinde dış sınırlar homojen olmadığından, bu kısımlar CSM bölgeleri oluşturulurken hariç tutuldu. Belirlenen CSM bölgeleri Şekil 4.7'de gösterilmiştir. Kalıntının doğu (Kabuk 1) ve kuzeybatı (Kabuk 2) kısımlarındaki CSM bölgeleri için X-ışın sayım değerleri, sırasıyla, yaklaşık 7,000 ve 4,500 civarındadır.



Şekil 4.7: E0102 kalıntısının geniş band görüntüsü üzerinde belirlenen CSM bölgeleri. Şekilde N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini göstermektedir.

E0102'nin ayrıntılı tayfsal analizinin yapılabilmesi için, dokuz farklı radyal doğrultuda belirlenen bölgeler ile CSM bölgelerinin tayfları CIAO V4.6 programının *specextract* komutu kullanılarak alındı. Her bir bölgeden alınan tayflar enerji kanalı başına en az 20 X-ışın sayımı içerecek şekilde oluşturuldu. Tayf çıkarma işleminde arka plan olarak SNR'nin dış kısmında ışınım kaynağı içermeyen, Şekil 4.8b'de halka şeklinde gösterilen bölge kullanıldı. Her bir gözlem verisinden çıkartılan tayflar, XSPEC programıyla incelendi. İnceleme sonucunda 1999 yılında elde edilen 138, 1231, 1423 isimli gözlemlerin tayfları, sonraki yıllarda alınan tayflar ile karşılaştırıldığında, 1 keV'in altındaki enerji bölgelerinde akı farklılığı olduğu tespit edildi (Şekil 4.8a). 1999 yılında alınan tayfların akı değerlerinin sonraki yıllarda alınan tayflara göre oldukça fazla olduğu görüldü. Bu durumun tayfsal analizde sistematik bir farklılık oluşturmaması için, 1999 yılına ait üç farklı gözlem verisi çalışmaya dâhil edilmemiştir. Geri kalan tüm gözlemlerden uzun poz süreli bir veri elde etmek için, her bir gözlem verisinden ayrı ayrı alınan tayflar CIAO v4.6 *combine_spectra* komutuyla birleştirildi. Bu işlemden sonra verinin toplam etkin poz süresi yaklaşık 233 ksn oldu.

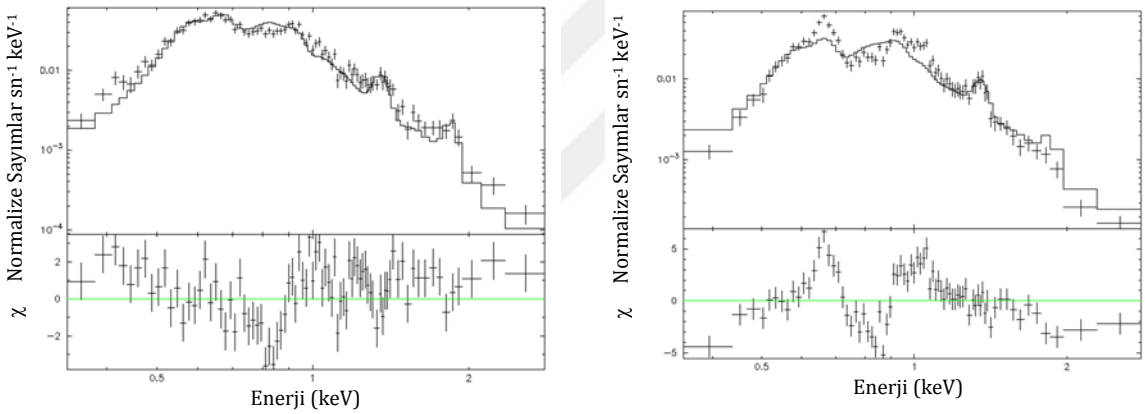


Şekil 4.8: (a) 1999-2012 yılları arasında elde edilen gözlem verilerinin her birinden çıkartılan tüm kalıntı tayfları. 1999 yılında elde edilen üç gözlem verisinin 1 keV'in altındaki enerjilerde akı değerlerinin 2002-2012 yıllarında elde edilenlerden dikkate değer ölçüde fazla olduğu görülmektedir. (b) Tayfı alınan tüm kalıntı bölgesi ve kullanılan arka plan bölgesi. Burada yeşil çember kalıntı tayfının alındığı bölgeyi, beyaz halka da arka plan bölgesini göstermektedir.

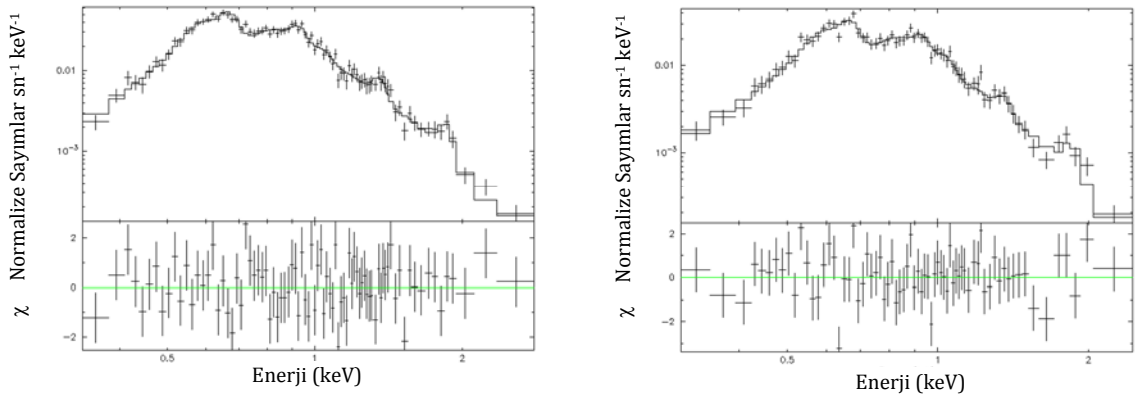
Belirlenen CSM bölgelerinden ve kalıntı üzerinde dokuz farklı doğrultuda seçilen bölgelerden her bir gözlem verisi için ayrı ayrı çıkartılan tayfların birleştirilme işleminden sonra X-ışın tayf analizine başlandı. Tayflara Bölüm 3.4'te bahsedilen biri Galaktik, diğeri SMC için olmak üzere iki bileşenli soğurma kolonuyla birlikte bir düzlem şok modeli (Borkowski ve diğ., 2001) uygulandı. Modelleme işlemi için ATOMDB (Smith ve diğ. 2001) kodunu temel alan XSPEC programının NEI 2.0 versiyonu kullanıldı. Modellerde Galaktik kolon yoğunluğu, SMC kolon yoğunluğuyla element bollukları ve düzlem şok hesaplarının yapılmasında, sırasıyla, *phabs*, *vphabs, vpshock* komutları uygulandı. Tayflar genel olarak 0.3 – 3.0 keV enerji aralığında analiz edildi. Bütün tayfsal modellerde E0102 yönünde Galaktik kolon yoğunluğu $N_{H,GAL} = 4.5 \times 10^{20}$ cm^{-2} (Dickey ve Lockman 1990) değerinde ve SMC element bollukları da Russell ve Dopita (1992) tarafından Güneş bolluklarına göre hesaplanan değerlerde sabit tutuldu.

CSM bölgelerinin tayfları modellenirken, ilk hesaplamalar için SMC kolon yoğunluğu $N_{H,SMC} = 0.15 \times 10^{21}$ cm^{-2} değerinde sabit tutuldu (Schenck ve diğ., 2014). Düzlem şok modelinde, başlangıçta elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği ve normalizasyon parametreleri serbest bırakıldı. Ancak gözlemsel verilerin hesaplanan model verileriyle

uyumunun yeterince iyi olmadığı görüldü (indirgenmiş χ^2; $\chi^2_{red} \approx 2$). Farklılıkların ortaya konulabilmesi için model verileriyle gözlem verileri arasındaki artıklar hesaplandı. Artıkların tayfsal çizgilerin bulunduğu bölgelerde (özellikle Ne ve Mg) daha büyük olduğu ve gözlem verilerinin model tarafından iyi bir şekilde temsil edilemediği görüldü (Şekil 4.9 sol panel). Bunun üzerine CSM bölgeleri için tayfta görülen O, Ne, Mg, Si ve Fe çizgilerine ait parametreler serbest bırakıldı. Bununla birlikte, Schenck ve diğ. (2014) tarafından hesaplanan SMC kolon yoğunluğunun E0102 doğrultusunda farklılık gösterebileceği düşünülerek, modelde $N_{H,SMC}$ parametresi de serbest bırakıldı. Bu şekilde model tekrarlandı ve her iki CSM bölgesi tayfı için de istatistiksel olarak kabul edilebilir sonuçlar elde edildi. Kabuk 1 ve Kabuk 2 bölgelerinin tayfsal modellerinin indirgenmiş χ^2 değerleri, sırasıyla, 1.117 ve 1.039 şeklindedir ve bu bölgelere yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte Şekil 4.10'da gösterilmiştir.



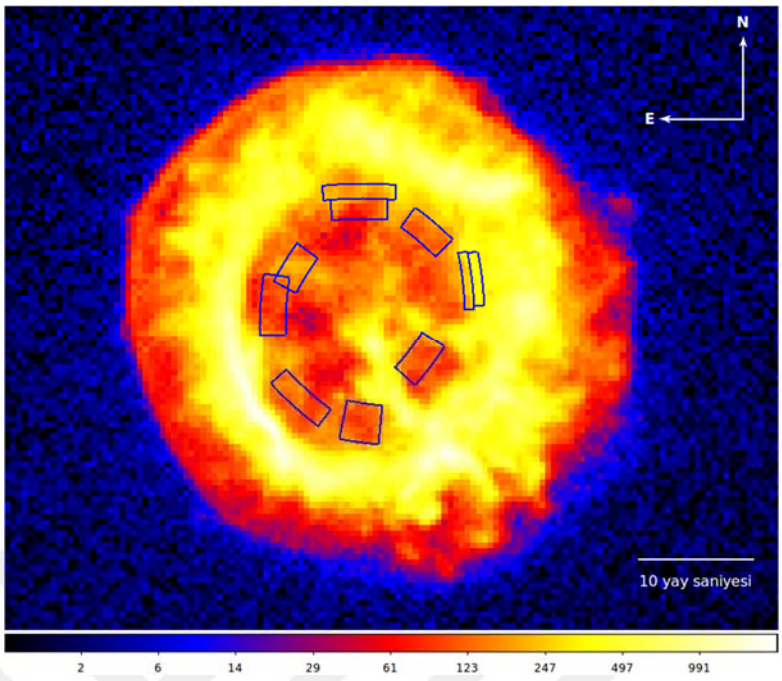
Şekil 4.9: Kabuk 1 bölgesine (sol panel) ve kalıntının #A doğrultusundaki A14 bölgesine (sağ panel) yapılan, element bolluklarının sırasıyla, SMC (Russell ve Dopita, 1992) ve ortalama CSM değerlerinde sabit tutulduğu ilk tayfsal modeller.



Şekil 4.10: Kabuk 1 (sol panel) ve Kabuk 2 (sağ panel) bölgelerine ait tayfsal modeller ve artıkları.

Kalıntı üzerinde dokuz radyal doğrultuda belirlenen toplam 180 bölgeye ait tayfların her birine *XSPEC* programı kullanılarak X-ışın tayf analizi yapılmıştır. Kalıntı atılan maddenin özelliklerinin tayfta baskın şekilde görüldüğü oldukça genç bir SNR olduğundan, tayfsal analizlerde Bölüm 3.4'te bahsedilen tek bileşenli düzlem şok modeli uygulandı. Modellerde, SMC kolon yoğunluğu $N_{H,SMC} = 0.084 \times 10^{21}$ cm^{-2} CSM bölgeleri için hesaplanan ortalama değerde sabit tutuldu. Düzlem şok bileşeni için başlangıçta elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği ve normalizasyon parametreleri modellerde serbest bırakılırken element bollukları ortalama CSM değerlerinde sabit tutuldu. Bu şekilde gerçekleştirilen tek bileşenli düzlem şok modellerinde hatalar istatistiksel olarak kabul edilen miktarlardan fazlaydı ($3 < \chi^2_{red} < 6$). Özellikle tayflardaki O, Ne ve Mg çizgileri civarında gözlemsel veriler ile tayfsal model verileri arasındaki farkların çok büyük olduğu görüldü (Şekil 4.9 sağ panel). Bu sebeple düzlem şok bileşeni için O, Ne ve Mg bollukları serbest bırakılarak modeller tekrarlandı. Bu modellerin gözlemsel tayflar ile karşılaştırılmasından genel olarak incelenen bölgeler için $\chi^2_{red} \leq 1.5$ olduğu ve bunların da istatistiksel olarak kabul edilebilir düzeyde oldukları görülmüştür. Ayrıca Si ve Fe bolluklarının serbest bırakılmasının tayfsal modellemeyi daha da geliştirip geliştirmeyeceği F-test sınama yöntemiyle kontrol edilmiştir. Ancak bu parametrelerin serbest bırakılarak tayfların yeniden modellenmesi sonuçları genel olarak istatistiksel açıdan geliştirmemiştir. Yalnızca birkaç bölgenin tayfı için Si bolluklarını serbest bırakmak modelleri istatistiksel olarak iyileştirmiştir. Bu bölgelerin tayfsal modellerinde Si bollukları serbest bırakılmış, diğer tüm bölgelere ait tayfsal modellerde Si bollukları ortalama CSM değerlerinde sabit tutulmuştur. Fe bollukları da tüm tayfsal modeller için ortalama CSM değerlerinde sabitlenmiştir.

X-ışın tayf analizi yapılan 180 bölge içinde sadece 10 tanesi tek bileşenli şok modeliyle iyi bir şekilde temsil edilememiştir ($2 < \chi^2_{red} < 3$). Bu tayfların alındığı bölgelere bakıldığında kalıntı merkezinden hemen hemen aynı uzaklıkta oldukları ve kalıntının geniş band görüntüsü üzerindeki düşük X-ışın şiddetli kırmızı kısımlardan, yüksek X-ışın şiddetli sarı kısımlara geçiş bölgelerinde bulundukları görülmektedir (bkz. Şekil 4.11). Bu sebeple bu bölgeler "*geçiş bölgeleri*" olarak adlandırılmıştır.

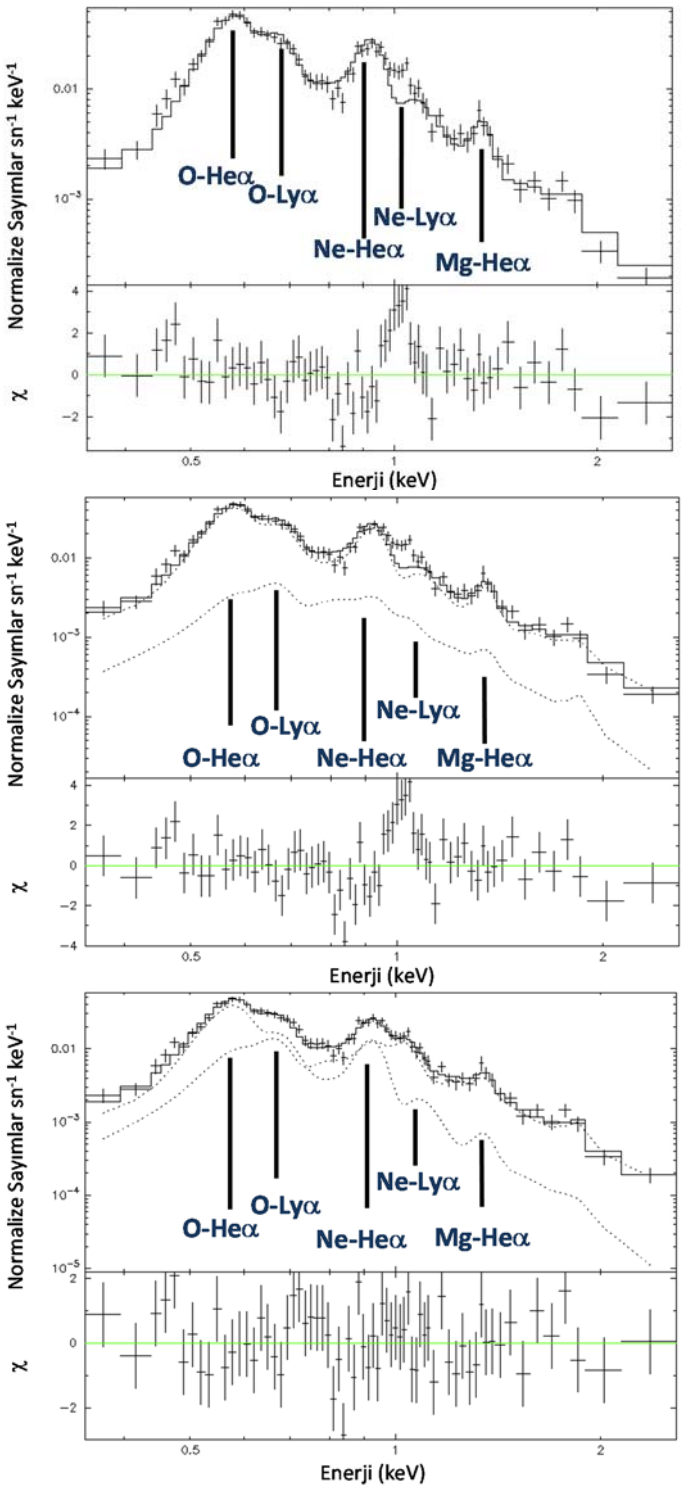


Şekil 4.11: Tek bileşenli düzlem şok modeliyle uyum sağlamayan bölgeler. Şekilde N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini göstermektedir.

Şekil 4.11'de gösterilen bölgelerin, çok şiddetli O ve Ne çizgilerine sahip tayfları tek bileşenli düzlem şok modeliyle istatistiksel olarak uygun bir şekilde fit edilemediğinden ($2 < \chi^2_{red} < 3$), modelleri geliştirebilmek için tek bileşenli düzlem şok modeli yerine CSM'yi de içeren iki bileşenli düzlem şok modeli uygulandı. İlk şok bileşini için (CSM bileşeni) normalizasyon dışında tüm parametreler CSM için hesaplanan ortalama değerlerde sabit tutuldu. İkinci şok bileşeni için elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği, normalizasyon ve element bollukları (O, Ne ve Mg) serbest bırakılarak fit işlemi gerçekleştirildi. Ancak hata miktarı tek bileşenli düzlem şok modelinden farklı değildi ($2 < \chi^2_{red} < 3$). E0102 genç bir kalıntı olduğundan tayfında atılan maddenin özellikleri baskın şekilde görülmektedir, CSM'nin tayfa katkısı yalnızca %5 civarındadır. Bu nedenle modele CSM bileşeninin eklenmesi tayfsal analizi istatistiksel açıdan geliştirmemiştir. Sonuç olarak CSM bileşeni eklenmiş iki bileşenli düzlem şok modelinin, şiddetli O-Lyα, O-Heα, Ne-Lyα ve Ne-Heα çizgilerine sahip bölgelerin tayflarının modellenmesinde yeterli olmadığı görülmüştür. Tayflardaki şiddetli O-Lyα, O-Heα, Ne-Lyα ve Ne-Heα çizgileri, bu tayfları tek bir sıcaklık ve yoğunlukla modellemeyi imkansız hale getirmektedir. Bu tayfların elde edildiği bölgelerin kalıntı merkezinden benzer uzaklıklarda yer alması, patlamayla atılan farklı fiziksel özelliklerdeki gazların, kalıntının bu bölgelerinde üst üste binmiş olabileceği ve bu bölgelere ait tayflarda farklı özellikteki gazların

bileşik etkisinin görülebileceği fikrini akla getirdi. Böylece iki farklı şok bileşeni içeren yeni bir tayfsal modelin gözlemlere uygulanmasına karar verildi. İki farklı şok bileşeni içeren yeni modelde, her bir şok bileşeni için elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği ve normalizasyon parametreleri serbest bırakıldı. Modelde şok bileşenlerinin aynı kimyasal kompozisyonda olduğu varsayıldı. Bu nedenle, birinci şok bileşenindeki O, Ne, Mg parametreleriyle ikinci şok bileşenindekiler birbirlerine ilişkilendirilerek, bu parametreler ikinci şok bileşeni için serbest bırakıldı. Bu şekilde yapılan modellemede istatistiksel olarak kabul edilebilir sonuçlar elde edildi ($\chi^2_{red}\approx$ 1.1). Tek bileşenli düzlem şok modeliyle iyi bir şekilde temsil edilemeyen bölgelerin tayflarının, aynı kimyasal kompozisyonda ancak fiziksel özellikleri farklı iki şok bileşeni içeren modeller ile iyi bir şekilde temsil edilebildiği görüldü.

Kalıntının #A doğrultusundaki A7 bölgesine ait X-ışın tayfının tek bileşenli, şok ile CSM'yi içeren iki bileşenli ve iki farklı şok bileşenli modellerinin gözlemsel veriler ile karşılaştırılması Şekil 4.12'de gösterilmiştir. Şekil 4.12'nin üst panelinde gözlemsel X-ışın verilerinin tek bileşenli düzlem şok modeliyle analiz edildiğinde, Ne-Lyα çizgisinin iyi bir şekilde temsil edilemediği görülmektedir ($\chi^2_{red}\approx$ 2). Benzer şekilde CSM bileşeninin modele eklenmesiyle yapılan analizde de Ne-Lyα çizgisi uygun şekilde temsil edilememiştir (Şekil 4.12 orta panel; $\chi^2_{red}\approx$ 2). Son olarak aynı kimyasal kompozisyonda ve farklı fiziksel özelliklerdeki iki düzlem şok modelinin uygulanmasıyla yapılan analizlerin gözlemsel veriyle uyumlu olduğu görülmüştür (Şekil 4.12; alt panel; $\chi^2_{red}\approx$ 1.1).



Şekil 4.12: Kalıntının #A doğrultusundaki A7 bölgesine ait X-ışın tayfının tek bileşenli düzlem şok (üst panel), şok ile CSM'yi içeren iki bileşenli (orta panel) ve iki farklı şok bileşenli (alt panel) modellerinin gözlemsel veriler ile karşılaştırılması. Her bir panelin alt kısmında gözlem verileriyle model arasındaki artıklar gösterilmiştir. Orta ve alt panellerdeki kesikli çizgiler iki farklı bileşeni temsil etmektedir.

4.2.1. Kalıntının Çevresel Maddesi

Kalıntının dış sınırındaki homojen bölgelerden alınan CSM tayflarına düzlem şok modeli uygulanarak gözlemleri en iyi ifade eden tayfsal model parametreleri belirlenmiştir. Kalıntının doğu (Kabuk 1) ve kuzeybatı (Kabuk 2) bölgeleri için iki farklı CSM bölgesi oluşturulduğundan, her iki bölgeye ait SMC kolon yoğunluğu ($N_{H,SMC}$), elektron sıcaklığı (kT), iyonlaşma zaman ölçeği (n_et), salma ölçeği (EM) ve O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları Güneş bolluğu cinsinden (Anders ve Grevesse, 1989) hesaplanmış ve sonuçlar Tablo 4.2'de sunulmuştur. Ayrıca aynı tablo üzerinde iki bölgeden elde edilmiş parametrelerin ortalama değerleri de verilmiştir. Kabuk 1 ve Kabuk 2 bölgeleri için hesaplanan tayfsal parametreler hata sınırları içinde birbirleriyle uyumludur. Kalıntının dış sınırı için yapılan bu tayfsal modelleme sonucunda sinkrotron ışınımına dair bir bulguya rastlanmadı.

Tablo 4.2: E0102'nin CSM bölgeleri için elde edilmiş tayfsal model parametreleri. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

	$N_{\rm H,SMC}$ (10^{21} cm^{-2})	kT (keV)	n_et (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe
Kabuk 1	$0.049^{+0.072}_{-0.049}$	$0.549^{+0.148}_{-0.118}$	$2.947^{+3.832}_{-1.429}$	$5.292^{+5.097}_{-2.258}$	$0.111^{+0.089}_{-0.045}$	$0.148^{+0.079}_{-0.056}$	$0.083^{+0.066}_{-0.048}$	$0.129^{+0.107}_{-0.087}$	$0.043^{+0.041}_{-0.023}$
Kabuk 2	$0.119^{+0.058}_{-0.059}$	$0.517^{+0.116}_{-0.073}$	$2.344^{+1.184}_{-0.999}$	$10.546^{+5.867}_{-4268}$	$0.089^{+0.047}_{-0.026}$	$0.117^{+0.052}_{-0.034}$	$0.090^{+0.051}_{-0.036}$	$0.128^{+0.077}_{-0.068}$	$0.034^{+0.026}_{-0.014}$
Ortalama	$0.084^{+0.065}_{-0.054}$	$0.533^{+0.132}_{-0.096}$	$2.646^{+2.508}_{-1.214}$	$7.919^{+5.482}_{-3.263}$	$0.100^{+0.068}_{-0.036}$	$0.133^{+0.065}_{-0.045}$	$0.087^{+0.059}_{-0.042}$	$0.129^{+0.092}_{-0.078}$	$0.038^{+0.034}_{-0.018}$

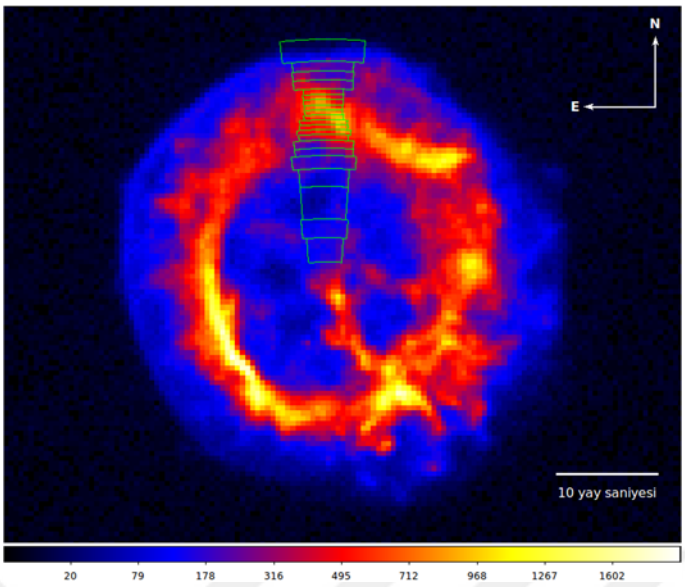
* Russell ve Dopita (1992) tarafından SMC için hesaplanan bolluk değerleri; O = 0.126, Ne =0.151, Mg = 0.251, Si = 0.302, and Fe = 0.149.

4.2.2. Radyal doğrultulardaki Bölgeler

Tez çalışmasında dokuz farklı doğrultuda seçilen bölgeler için yapılan tayfsal analiz sonuçları her bir doğrultu için ayrıntılı olarak verilmiştir.

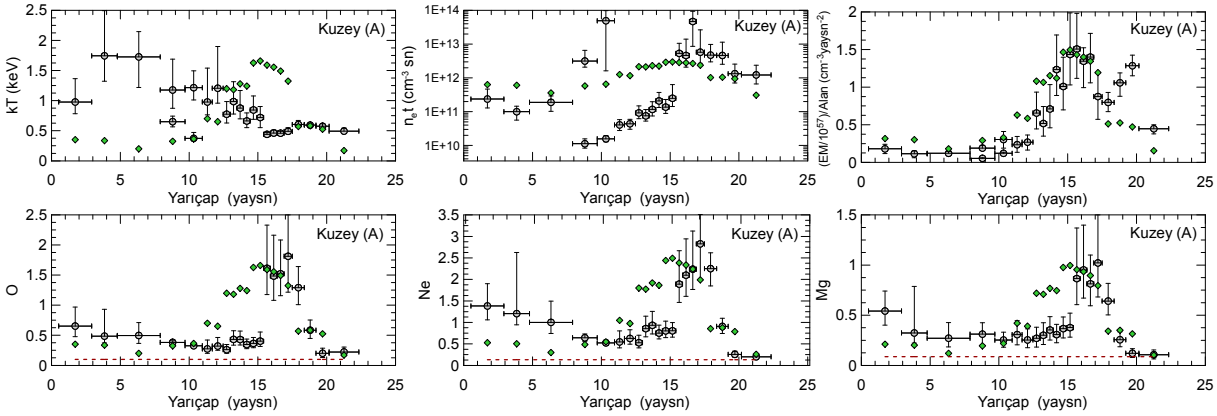
4.2.2.1. #A Doğrultusu (Kuzey)

Kalıntı üzerinde analizlerin yapıldığı ilk doğrultu E0102'in kuzey yönündedir. Bu doğrultuda kalıntının merkezinden dış sınırına kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayım değerlerinde 21 bölge belirlenmiştir (bkz. Şekil 4.13). Bu bölgeler kalıntının merkezinden dış sınıra doğru A1, A2, … , A21 şeklinde isimlendirilmiştir. Her bir bölgeye *XSPEC* programı kullanılarak X-ışın tayf analizi uygulanmıştır.



Şekil 4.13: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #A doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 21 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.

Kalıntının kuzey yönünde belirlenen 21 bölgeden alınan tayflara uygulanan düzlem şok modelleriyle, #A doğrultusu için kalıntının elektron sıcaklığı (kT), iyonlaşma zaman ölçeği (n_et) salma ölçeği (EM) gibi plazma parametreleri ile O, Ne, Mg bollukları (ve bir bölge için Si) hesaplanmıştır. X-ışın tayf analizi sonucunda belirlenen tayfsal parametreler Tablo 4.3'te listelenmiş, bu parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.14'te gösterilmiştir. #A doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 1'de verilmiştir.



Şekil 4.14: Kalıntının #A doğrultusunda belirlenen 21 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan kT, n_et, EM parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

Tablo 4.3: E0102'nin #A (kuzey) yönünde belirlenen 21 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. A4 ve A5 bölgeleri için uygulanan iki şok bileşenlerine ait plazma parametreleri (*kT*, *EM*, ve $n_e t$) alt alta listelenmiştir. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	χ^2_{red}
A1	$0.978^{+0.387}_{-0.195}$	$2.371^{+2.339}_{-1.082}$	$1.465^{+0.493}_{-0.511}$	$0.653^{+0.315}_{-0.176}$	$1.382^{+0.517}_{-0.322}$	$0.542^{+0.200}_{-0.140}$	0.129*	1.112
A2	$1.745^{+3.667}_{-0.422}$	$0.995^{+0.462}_{-0.432}$	$0.963^{+0.310}_{-0.443}$	$0.485^{+0.447}_{-0.112}$	$1.203^{+1.424}_{-0.261}$	$0.323^{+0.465}_{-0.101}$	0.129*	1.211
A3	$1.727^{+0.419}_{-0.508}$	$1.887^{+1.059}_{-0.864}$	$1.679^{+0.351}_{-0.315}$	$0.496^{+0.215}_{-0.132}$	$1.001^{+0.492}_{-0.256}$	$0.271^{+0.155}_{-0.087}$	0.129*	1.322
A4	$1.178^{+0.513}_{-0.304}$ $0.651^{+0.092}_{-0.084}$	$0.113^{+0.045}_{-0.029}$ $31.583^{+34.130}_{-10.812}$	$1.047^{+0.160}_{-0.133}$ $0.647^{+0.101}_{-0.111}$	$0.383^{+0.024}_{-0.025}$	$0.643^{+0.087}_{-0.082}$	$0.311^{+0.114}_{-0.104}$	0.129*	1.431
A5	$1.216^{+0.280}_{-0.203}$ $0.374^{+0.098}_{-0.038}$	$0.158^{+0.039}_{-0.031}$ $493.354^{+210.143}_{-477.185}$	$1.662^{+0.424}_{-0.449}$ $0.982^{+0.124}_{-0.249}$	$0.327^{+0.021}_{-0.033}$	$0.523^{+0.066}_{-0.062}$	$0.253^{+0.078}_{-0.072}$	0.129*	1.141
A6	$0.977^{+0.564}_{-0.214}$	$0.405^{+0.175}_{-0.128}$	$0.966^{+0.447}_{-0.414}$	$0.274^{+0.149}_{-0.073}$	$0.545^{+0.257}_{-0.138}$	$0.307^{+0.140}_{-0.101}$	0.129*	1.255
A7	$1.206^{+0.693}_{-0.248}$	$0.440^{+0.155}_{-0.140}$	$1.223^{+0.438}_{-0.475}$	$0.322^{+0.142}_{-0.072}$	$0.628^{+0.200}_{-0.135}$	$0.253^{+0.111}_{-0.077}$	0.129*	1.364
A8	$0.775^{+0.210}_{-0.146}$	$0.921^{+0.564}_{-0.300}$	$1.633^{+0.693}_{-0.526}$	$0.261^{+0.087}_{-0.060}$	$0.529^{+0.175}_{-0.119}$	$0.270^{+0.110}_{-0.087}$	0.129*	1.272
A9	$0.985^{+0.330}_{-0.207}$	$0.755^{+0.406}_{-0.228}$	$1.299^{+0.565}_{-0.424}$	$0.432^{+0.144}_{-0.097}$	$0.857^{+0.285}_{-0.193}$	$0.301^{+0.123}_{-0.092}$	0.129*	1.484
A10	$0.875^{+0.293}_{-0.176}$	$1.163^{+0.796}_{-0.416}$	$1.608^{+0.734}_{-0.568}$	$0.430^{+0.141}_{-0.092}$	$0.933^{+0.321}_{-0.200}$	$0.352^{+0.135}_{-0.099}$	0.129*	1.295
A11	$0.661^{+0.136}_{-0.111}$	$2.092^{+1.631}_{-0.760}$	$2.796^{+1.044}_{-0.780}$	$0.346^{+0.092}_{-0.068}$	$0.752^{+0.183}_{-0.136}$	$0.307^{+0.102}_{-0.081}$	0.129*	1.121
A12	$0.845^{+0.233}_{-0.155}$	$1.365^{+0.926}_{-0.480}$	$1.889^{+0.730}_{-0.581}$	$0.365^{+0.099}_{-0.072}$	$0.802^{+0.226}_{-0.155}$	$0.366^{+0.117}_{-0.092}$	0.129*	1.114
A13	$0.720^{+0.183}_{-0.168}$	$2.500^{+3.864}_{-1.078}$	$2.584^{+0.994}_{-0.732}$	$0.402^{+0.151}_{-0.086}$	$0.806^{+0.190}_{-0.148}$	$0.377^{+0.144}_{-0.095}$	0.129*	1.126
A14	$0.442^{+0.029}_{-0.043}$	$53.014^{+15.345}_{-25.760}$	$2.751^{+0.865}_{-0.710}$	$1.613^{+0.719}_{-0.438}$	$1.889^{+0.778}_{-0.427}$	$0.866^{+0.503}_{-0.261}$	0.129*	1.233
A15	$0.463^{+0.053}_{-0.044}$	$46.297^{+95.143}_{-25.407}$	$2.572^{+0.341}_{-0.672}$	$1.484^{+0.680}_{-0.403}$	$2.098^{+0.846}_{-0.493}$	$0.951^{+0.446}_{-0.280}$	0.129*	1.248
A16	$0.459^{+0.031}_{-0.012}$	$466.741^{+190.532}_{-380.727}$	$2.751^{+0.619}_{-0.670}$	$1.522^{+0.563}_{-0.365}$	$2.238^{+0.889}_{-0.474}$	$0.814^{+0.285}_{-0.219}$	0.129*	1.153
A17	$0.489^{+0.062}_{-0.039}$	$57.844^{+207.275}_{-30.920}$	$2.009^{+0.723}_{-0.695}$	$1.812^{+1.191}_{-0.595}$	$2.827^{+1.695}_{-0.853}$	$1.021^{+0.654}_{-0.339}$	$0.622^{+0.574}_{-0.336}$	1.061
A18	$0.604^{+0.067}_{-0.047}$	$47.113^{+50.646}_{-17.351}$	$4.131^{+0.683}_{-0.641}$	$1.291^{+0.351}_{-0.282}$	$2.249^{+0.368}_{-0.399}$	$0.641^{+0.176}_{-0.137}$	0.129*	1.075
A19	$0.593^{+0.022}_{-0.041}$	$46.246^{+68.402}_{-20.738}$	$5.306^{+0.663}_{-0.896}$	$0.585^{+0.168}_{-0.137}$	$0.906^{+0.190}_{-0.161}$	$0.256^{+0.078}_{-0.069}$	0.129*	1.088
A20	$0.576^{+0.040}_{-0.039}$	$13.289^{+12.319}_{-6.198}$	$7.354^{+0.802}_{-0.765}$	$0.201^{+0.086}_{-0.068}$	$0.256^{+0.078}_{-0.065}$	$0.121^{+0.045}_{-0.042}$	0.129*	1.167
A21	$0.494^{+0.052}_{-0.039}$	$12.256^{+11.453}_{-5.628}$	$7.821^{+0.936}_{-1.199}$	$0.222^{+0.083}_{-0.066}$	$0.201^{+0.058}_{-0.048}$	$0.106^{+0.047}_{-0.042}$	0.129*	1.054

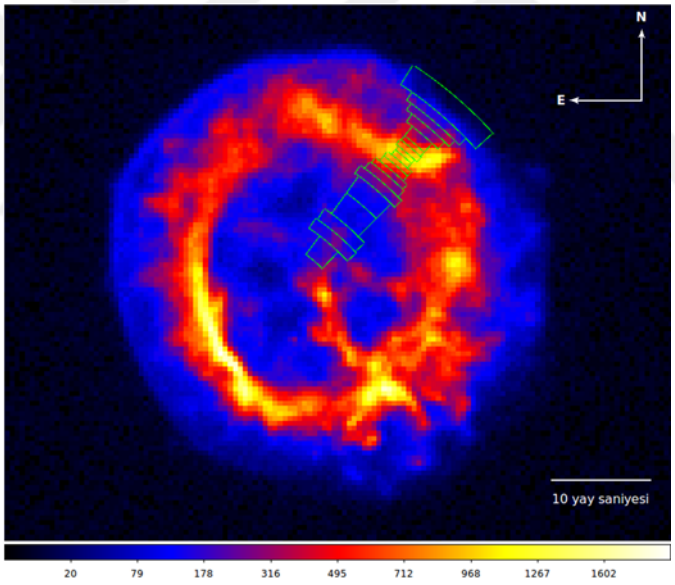
* Si bolluğu ortalama CSM değerinde sabit tutulmuştur.

Kalıntının kuzey yönünde hesaplanan tayfsal parametreleri değerlendirildiğinde; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında daha yüksek olduğu söylenebilir. Üst sağ paneldeki salma ölçeğinin kalıntının geniş band X-ışın şiddetiyle hemen hemen uyumlu olduğu görülmektedir. Üst orta paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği $R \sim 9$" civarında en küçük değerlerdeyken, $R \sim 17$" civarında en büyük değerlere ulaşmaktadır. Alt panelde verilen O, Ne ve Mg bollukları kalıntı boyunca genellikle CSM bolluk değerlerinden

fazla olup, kalıntının dış sınırında CSM bolluklarıyla uyumludur. Element bollukları kalıntı merkezinden itibaren $R \sim 10"$ uzaklığına kadar yavaşça azalmakta ve sonra artarak $R \sim 17"$ civarında en büyük değerlere erişmektedir. Sonrasında tekrar azalarak kalıntının dış sınınlarında CSM bolluk değerlerine kadar düşmektedir. Bolluklar kalıntının iç kısımlarına doğru geniş band X-ışın şiddetinden daha dik bir biçimde azalma göstermektedir.

4.2.2.2. #B Doğrultusu (Kuzeybatı)

Kalıntının kuzeybatı yönünü temsil eden #B doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dış sınırına kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayım değerlerinde 19 bölge belirlenmiş (bkz. Şekil 4.15), bu bölgeler kalıntının merkezinden dış sınırına doğru B1, B2, …, B19 şeklinde isimlendirilmiştir. Her bir bölgenin tayfına *XSPEC* programıyla X-ışın tayf analizi yapılmıştır.



Şekil 4.15: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #B doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 19 bölge. Her bir bölge yeşil kutularla gösterilmektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.

Kalıntının kuzeybatı yönünde belirlenen 19 bölgeden alınan tayflara uygulanan düzlem şok modelleriyle, #B doğrultusu için kalıntının plazma parametreleri (kT, n_et, EM,) ve element bolluk dağılımı (O, Ne, Mg) hesaplanmıştır. X-ışın tayf analizi sonucunda belirlenen tayfsal parametreler Tablo 4.4'te listelenmiş, bu parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.16'da

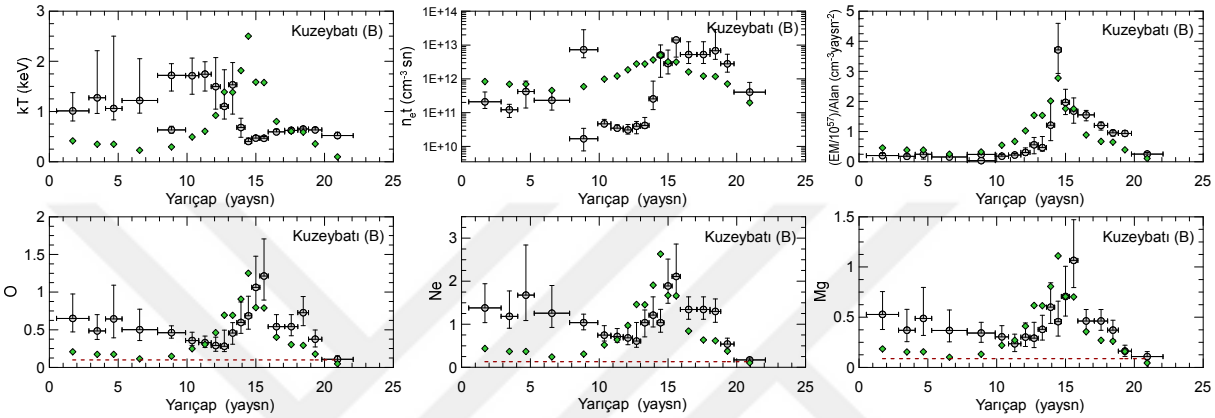
gösterilmiştir. #B doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 2'de verilmiştir.

Tablo 4.4: E0102'nin #B (kuzeybatı) yönünde belirlenen 19 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. B5 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, $n_e t$ ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	χ^2_{red}
B1	$1.012^{+0.363}_{-0.201}$	$2.093^{+1.974}_{-0.770}$	$1.097^{+0,415}_{-0,392}$	$0.650^{+0.325}_{-0.179}$	$1.379^{+0.562}_{-0.342}$	$0.528^{+0.228}_{-0.151}$	1.115
B2	$1.274^{+0.938}_{-0.313}$	$1.217^{+0.541}_{-0.496}$	$1.102^{+0,322}_{-0,472}$	$0.484^{+0.216}_{-0.113}$	$1.184^{+0.589}_{-0.278}$	$0.370^{+0.207}_{-0.114}$	1.052
B3	$1.061^{+1.441}_{-0.228}$	$4.206^{+4.294}_{-2.842}$	$1.495^{+0,533}_{-0,947}$	$0.644^{+0.447}_{-0.250}$	$1.676^{+1.166}_{-0.588}$	$0.488^{+0.309}_{-0.170}$	1.347
B4	$1.218^{+0.835}_{-0.252}$	$2.315^{+2.007}_{-1.133}$	$1.487^{+0,506}_{-0,607}$	$0.501^{+0.271}_{-0.145}$	$1.258^{+0.642}_{-0.331}$	$0.368^{+0.204}_{-0.113}$	1.226
B5	$1.719^{+0.194}_{-0.346}$ $0.633^{+0.074}_{-0.064}$	$0.168^{+0.044}_{-0.026}$ $72.895^{+21.581}_{-31.064}$	$1.146^{+0,182}_{-0,154}$ $1.062^{+0.224}_{-0.249}$	$0.461^{+0.036}_{-0.038}$	$1.038^{+0.139}_{-0.136}$	$0.343^{+0.109}_{-0.098}$	1.365
B6	$1.713^{+0.351}_{-0.368}$	$0.468^{+0.167}_{-0.083}$	$0.925^{+0,272}_{-0,187}$	$0.357^{+0.111}_{-0.068}$	$0.746^{+0.220}_{-0.136}$	$0.304^{+0.111}_{-0.081}$	1.241
B7	$1.744^{+0.245}_{-0.338}$	$0.346^{+0.088}_{-0.051}$	$0.881^{+0,202}_{-0,155}$	$0.328^{+0.088}_{-0.063}$	$0.717^{+0.185}_{-0.136}$	$0.235^{+0.096}_{-0.078}$	1.133
B8	$1.496^{+0.579}_{-0.448}$	$0.308^{+0.136}_{-0.076}$	$0.840^{+0,407}_{-0,254}$	$0.290^{+0.112}_{-0.077}$	$0.684^{+0.245}_{-0.161}$	$0.302^{+0.142}_{-0.093}$	1.212
B9	$1.102^{+0.728}_{-0.250}$	$0.393^{+0.156}_{-0.157}$	$1.043^{+0,451}_{-0,551}$	$0.280^{+0.214}_{-0.069}$	$0.609^{+0.432}_{-0.144}$	$0.290^{+0.158}_{-0.093}$	1.141
B10	$1.533^{+0.443}_{-0.584}$	$0.418^{+0.301}_{-0.081}$	$0.887^{+0,698}_{-0,226}$	$0.457^{+0.138}_{-0.150}$	$1.036^{+0.298}_{-0.327}$	$0.378^{+0.141}_{-0.106}$	1.049
B11	$0.681^{+0.183}_{-0.196}$	$2.548^{+6.064}_{-1.318}$	$1.511^{+0,994}_{-0,637}$	$0.597^{+0.273}_{-0.144}$	$1.210^{+0.425}_{-0.272}$	$0.600^{+0.243}_{-0.162}$	1.068
B12	$0.403^{+0.072}_{-0.030}$	$50.598^{+20.654}_{-39.434}$	$3.766^{+0,893}_{-0,797}$	$0.685^{+0.260}_{-0.178}$	$1.035^{+0.310}_{-0.221}$	$0.457^{+0.203}_{-0.144}$	1.095
B13	$0.471^{+0.048}_{-0.046}$	$28.243^{+42.305}_{-14.250}$	$3.232^{+0,714}_{-0,660}$	$1.062^{+0.415}_{-0.281}$	$1.890^{+0.624}_{-0.401}$	$0.706^{+0.300}_{-0.196}$	1.107
B14	$0.467^{+0.036}_{-0.022}$	$140.715^{+56.876}_{-96.886}$	$2.564^{+0,670}_{-0,611}$	$1.213^{+0.494}_{-0.319}$	$2.110^{+0.751}_{-0.490}$	$1.065^{+0.406}_{-0.270}$	1.246
B15	$0.593^{+0.052}_{-0.047}$	$52.538^{+72.259}_{-24.217}$	$4.872^{+0,461}_{-0,613}$	$0.541^{+0.161}_{-0.122}$	$1.343^{+0.292}_{-0.227}$	$0.463^{+0.114}_{-0.092}$	1.195
B16	$0.624^{+0.049}_{-0.037}$	$52.538^{+72.259}_{-24.217}$	$4.872^{+0,461}_{-0,613}$	$0.541^{+0.161}_{-0.122}$	$1.343^{+0.292}_{-0.227}$	$0.463^{+0.114}_{-0.092}$	1.249
B17	$0.651^{+0.043}_{-0.046}$	$67.949^{+219.729}_{-30.164}$	$4.207^{+0,287}_{-0,517}$	$0.728^{+0.213}_{-0.173}$	$1.297^{+0.292}_{-0.253}$	$0.371^{+0.099}_{-0.095}$	1.233
B18	$0.633^{+0.046}_{-0.040}$	$27.853^{+25.840}_{-11.988}$	$6.245^{+0,628}_{-0,655}$	$0.375^{+0.122}_{-0.103}$	$0.542^{+0.136}_{-0.121}$	$0.163^{+0.059}_{-0.054}$	1.132
B19	$0.521^{+0.069}_{-0.055}$	$4.042^{+3.795}_{-1.835}$	$5.854^{+1,249}_{-1,128}$	$0.107^{+0.046}_{-0.030}$	$0.170^{+0.046}_{-0.037}$	$0.108^{+0.050}_{-0.046}$	1.151

Kalıntının kuzeybatı yönünde hesaplanan tayfsal parametreleri dikkate alındığında; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında daha yüksek olduğu, kalıntının orta kısmında azalarak $R \sim 14$" civarında en küçük değere ulaştığı, sonrasında da yavaşça arttığı görülmektedir. Üst sağ paneldeki salma ölçeği, kalıntının geniş band X-ışın şiddetiyle genel olarak uyumlu olmakla birlikte, iç kısımlara doğru X-ışın şiddetinden biraz daha dik bir biçimde azalma göstermektedir. Üst orta paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği kalıntı merkezinden $R \sim 13$" uzaklığına kadar yavaşça azalmakta, sonrasında hızlı bir şekilde artarak $R \sim 16$"

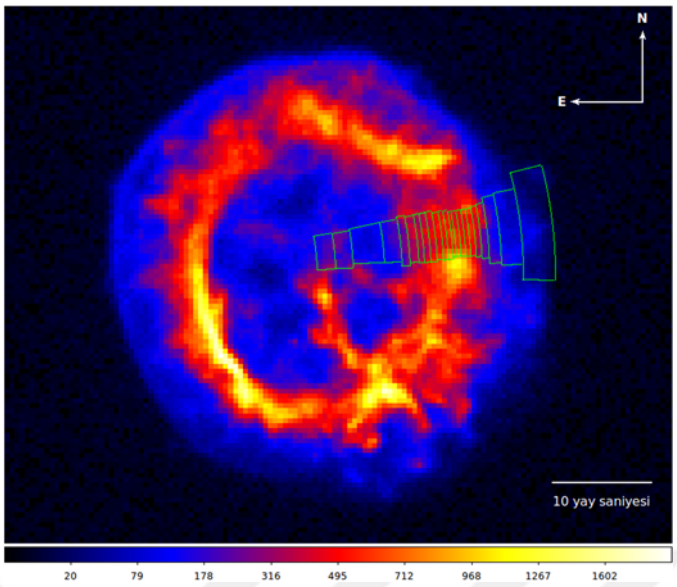
civarında en büyük değerlere ulaşmaktadır. Alt panellerde verilen O, Ne ve Mg bollukları kalıntının dış sınırı haricinde CSM bolluk değerlerinden fazladır. Bolluklar kalıntı merkezinden $R \sim 12"$ uzaklığına kadar yavaşça azalmakta, bu uzaklıktan sonra hızlı bir şekilde artarak $R \sim 16"$ civarında en büyük değerlere erişmekte ve daha sonra tekrar azalarak kalıntının dış sınınlarında CSM bolluk değerleriyle uyumlu hale gelmektedir.



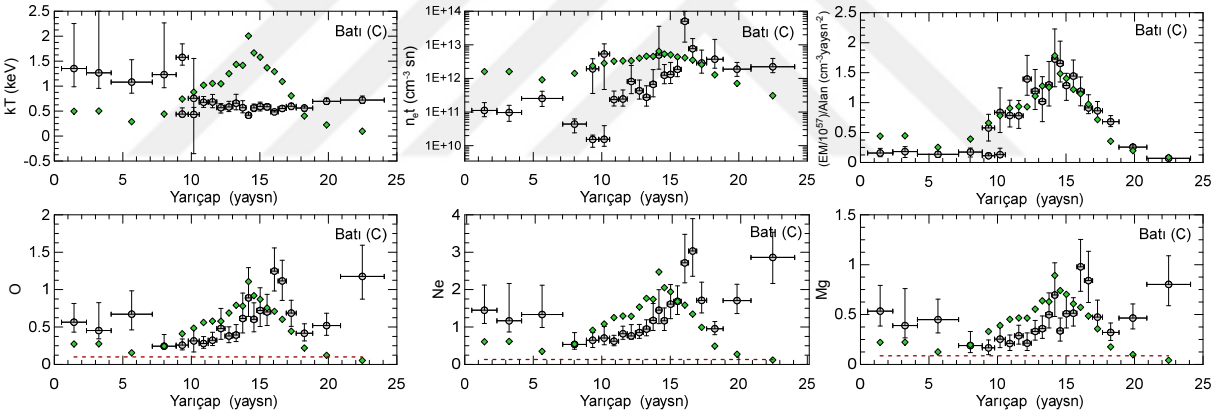
Şekil 4.16: Kalıntının #B doğrultusunda belirlenen 19 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, $n_e t$, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

4.2.2.3. #C Doğrultusu (Batı)

Kalıntının batı yönünü temsil eden #C doğrultusu üzerinde, merkezden dış sınıra kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayım değerlerinde 22 bölge oluşturulmuştur (bkz. Şekil 4.17). Bölgeler kalıntının merkezinden dış sınıra doğru C1, C2, …, C22 şeklinde isimlendirilmiştir. Her bir bölgenin tayfına *XSPEC* programı vasıtasıyla X-ışın tayf modeli uygulanmıştır. Böylece #C doğrultusu için kalıntının elektron sıcaklığı, salma ölçeği ve iyonlaşma zaman ölçeği gibi plazma parametreleriyle O, Ne, Mg (bazı bölgeler için Si) bollukları belirlenmiştir. X-ışın tayf analizi sonucunda elde edilen tayfsal parametreler Tablo 4.5'te listelendiği gibidir. Tayfsal parametrelerin radyal profilleri Şekil 4.18'de gösterilmiştir. #C doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 3'te verilmiştir.



Şekil 4.17: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #C doğrultusu boyunca tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 22 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.



Şekil 4.18: Kalıntının #C doğrultusunda belirlenen 22 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, $n_e t$, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

Kalıntının batı yönünde hesaplanan tayfsal parametreleri değerlendirildiğinde; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında daha yüksek olduğu söylenebilir. Üst sağ paneldeki salma ölçeği bu doğrultu boyunca kalıntının geniş band X-ışın şiddetiyle uyumludur. Üst orta paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği $R \sim 10"$ civarına kadar azalma eğiliminde olup, bu uzaklıkta en küçük değerlere sahipken, sonrasında artarak $R \sim 17"$ uzaklığında en büyük değere ulaşmaktadır.

Tablo 4.5: E0102'nin #C (batı) yönünde belirlenen 22 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. C5 ve C6 bölgeleri için uygulanan iki şok bileşenlerine ait plazma parametreleri (kT, EM ve $n_e t$) alt alta listelenmiştir. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	χ^2_{red}
C1	$1.350^{+0.901}_{-0.365}$	$1.112^{+0.790}_{-0.380}$	$1.003^{+0.496}_{-0.395}$	$0.565^{+0.250}_{-0.133}$	$1.448^{+0.674}_{-0.353}$	$0.534^{+0.258}_{-0.149}$	0.129*	1.151
C2	$1.266^{+1.510}_{-0.312}$	$0.972^{+0.610}_{-0.448}$	$1.182^{+0.549}_{-0.644}$	$0.453^{+0.373}_{-0.110}$	$1.166^{+1.000}_{-0.295}$	$0.390^{+0.371}_{-0.123}$	$0.301^{+0.171}_{-0.129}$	1.155
C3	$1.080^{+0.447}_{-0.222}$	$2.528^{+1.620}_{-1.066}$	$1.523^{+0.535}_{-0.605}$	$0.671^{+0.313}_{-0.210}$	$1.334^{+0.783}_{-0.345}$	$0.450^{+0.205}_{-0.133}$	0.129*	1.369
C4	$1.228^{+1.039}_{-0.262}$	$0.438^{+0.181}_{-0.197}$	$1.240^{+0.468}_{-0.598}$	$0.243^{+0.157}_{-0.029}$	$0.536^{+0.313}_{-0.125}$	$0.189^{+0.142}_{-0.069}$	0.129*	1.124
C5	$1.575^{+0.269}_{-0.155}$ $0.438^{+0.125}_{-0.053}$	$0.153^{+0.053}_{-0.063}$ $19.326^{+12.987}_{-15.753}$	$1.545^{+0.518}_{-0.497}$ $1.162^{+0.224}_{-0.249}$	$0.258^{+0.081}_{-0.062}$	$0.647^{+0.203}_{-0.195}$	$0.167^{+0.080}_{-0.069}$	0.129*	1.213
C6	$0.755^{+2.394}_{-1.109}$ $0.432^{+0.138}_{-0.051}$	$0.154^{+0.240}_{-0.058}$ $53.035^{+20.453}_{-48.347}$	$1.744^{+0.763}_{-0.614}$ $0.961^{+0.124}_{-0.149}$	$0.315^{+0.151}_{-0.147}$	$0.706^{+0.307}_{-0.177}$	$0.254^{+0.116}_{-0.085}$	0.129*	1.456
C7	$0.676^{+0.116}_{-0.104}$	$2.352^{+1.848}_{-0.834}$	$2.505^{+0.817}_{-0.612}$	$0.280^{+0.091}_{-0.063}$	$0.621^{+0.158}_{-0.120}$	$0.210^{+0.086}_{-0.069}$	0.129*	1.124
C8	$0.682^{+0.151}_{-0.115}$	$2.445^{+2.091}_{-0.952}$	$2.456^{+0.798}_{-0.664}$	$0.324^{+0.105}_{-0.071}$	$0.822^{+0.202}_{-0.150}$	$0.288^{+0.105}_{-0.084}$	0.129*	1.123
C9	$0.566^{+0.082}_{-0.107}$	$8.072^{+16.061}_{-4.540}$	$4.180^{+1.184}_{-0.814}$	$0.480^{+0.269}_{-0.144}$	$0.764^{+0.302}_{-0.092}$	$0.213^{+0.103}_{-0.073}$	0.129*	1.344
C10	$0.583^{+0.111}_{-0.092}$	$4.297^{+4.637}_{-1.863}$	$3.218^{+0.978}_{-0.826}$	$0.380^{+0.123}_{-0.088}$	$0.855^{+0.212}_{-0.155}$	$0.331^{+0.110}_{-0.087}$	0.129*	1.211
C11	$0.656^{+0.178}_{-0.132}$	$2.754^{+3.310}_{-1.253}$	$2.391^{+0.973}_{-0.786}$	$0.393^{+0.140}_{-0.086}$	$0.946^{+0.246}_{-0.179}$	$0.359^{+0.127}_{-0.098}$	0.129*	1.013
C12	$0.567^{+0.140}_{-0.102}$	$6.659^{+11.525}_{-3.829}$	$3.020^{+0.915}_{-0.820}$	$0.615^{+0.340}_{-0.193}$	$1.177^{+0.452}_{-0.268}$	$0.499^{+0.219}_{-0.133}$	0.129*	1.215
C13	$0.414^{+0.052}_{-0.030}$	$49.877^{+307.389}_{-30.916}$	$2.774^{+0.804}_{-0.743}$	$0.890^{+0.405}_{-0.249}$	$1.447^{+0.548}_{-0.357}$	$0.695^{+0.322}_{-0.214}$	0.129*	1.097
C14	$0.562^{+0.077}_{-0.071}$	$12.445^{+13.531}_{-5.509}$	$3.246^{+0.726}_{-0.609}$	$0.602^{+0.223}_{-0.165}$	$1.170^{+0.342}_{-0.261}$	$0.336^{+0.129}_{-0.101}$	0.129*	1.095
C15	$0.591^{+0.090}_{-0.086}$	$13.116^{+16.720}_{-6.095}$	$2.790^{+0.442}_{-0.539}$	$0.721^{+0.304}_{-0.213}$	$1.611^{+0.525}_{-0.389}$	$0.508^{+0.200}_{-0.142}$	0.129*	1.112
C16	$0.584^{+0.060}_{-0.063}$	$18.636^{+20.201}_{-7.288}$	$3.578^{+0.664}_{-0.566}$	$0.702^{+0.234}_{-0.181}$	$1.685^{+0.416}_{-0.349}$	$0.514^{+0.154}_{-0.129}$	0.129*	1.119
C17	$0.482^{+0.029}_{-0.018}$	$498.555^{+190.876}_{-377.724}$	$3.027^{+0.614}_{-0.616}$	$1.247^{+0.308}_{-0.266}$	$2.713^{+0.766}_{-0.533}$	$0.979^{+0.272}_{-0.247}$	$0.458^{+0.199}_{-0.235}$	1.345
C18	$0.551^{+0.056}_{-0.053}$	$76.746^{+30.821}_{-40.839}$	$2.754^{+0.666}_{-0.286}$	$1.117^{+0.276}_{-0.261}$	$3.030^{+0.865}_{-0.672}$	$0.840^{+0.293}_{-0.219}$	$0.331^{+0.291}_{-0.209}$	1.129
C19	$0.596^{+0.061}_{-0.068}$	$28.637^{+41.137}_{-14.292}$	$3.431^{+0.608}_{-0.549}$	$0.686^{+0.172}_{-0.176}$	$1.714^{+0.483}_{-0.335}$	$0.474^{+0.171}_{-0.127}$	$0.469^{+0.276}_{-0.186}$	1.199
C20	$0.561^{+0.039}_{-0.063}$	$37.323^{+108.248}_{-17.098}$	$5.463^{+0.836}_{-0.652}$	$0.416^{+0.127}_{-0.101}$	$0.955^{+0.192}_{-0.158}$	$0.321^{+0.095}_{-0.080}$	$0.250^{+0.158}_{-0.114}$	1.109
C21	$0.693^{+0.069}_{-0.060}$	$18.794^{+11.212}_{-7.279}$	$3.853^{+0.584}_{-0.280}$	$0.520^{+0.165}_{-0.130}$	$1.706^{+0.435}_{-0.343}$	$0.465^{+0.141}_{-0.108}$	$0.134^{+0.116}_{-0.094}$	1.301
C22	$0.720^{+0.083}_{-0.068}$	$22.261^{+17.153}_{-7.465}$	$2.494^{+0.545}_{-0.525}$	$1.176^{+0.418}_{-0.301}$	$2.859^{+0.675}_{-0.693}$	$0.803^{+0.286}_{-0.214}$	$0.301^{+0.196}_{-0.086}$	1.136

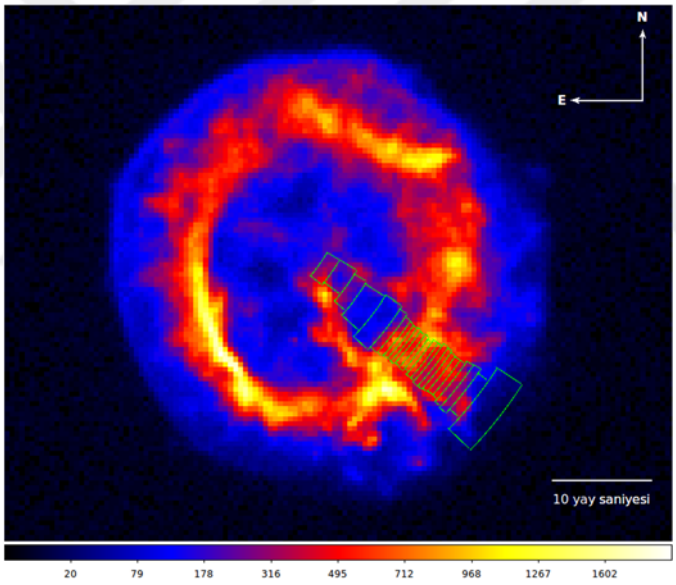
* Si bolluğu ortalama CSM değerinde sabit tutulmuştur.

Element bollukları (O, Ne ve Mg) kalıntı boyunca genellikle CSM bolluk değerlerinden fazladır. Bolluklar kalıntının merkezi kısımlarında büyük değerlere sahipken, merkezden $R \sim 9$" uzaklıklığında en küçük değerlerdedir. Daha sonra artarak $R \sim 16$" civarında en büyük değerlere ulaşıp sonrasında $R \sim 18$" civarıda kadar düşüş trendi sergilemektedir. Merkezden $R \sim 18$" uzaklığından sonra element bolluklarının hızlı bir şekilde tekrar artarak kalıntının dış sınırında diğer doğrultuların aksine bollukların CSM değerlerinden çok büyük olması

(~ 5-10 kat) dikkat çekicidir. Bu durum kalıntının batı yönünde diğer yönlerden daha fazla yayıldığına işaret etmektedir. Ayrıca Si bolluklarının kalıntı genelinde ortalama CSM değerlerine yakın olmasına rağmen, batı yönü için, dış sınıra doğru ortalama CSM değerlerinden ~ 2-3 kat büyük olması göze çarpan bir durumdur. Bolluklar kalıntının iç kısımlarına doğru geniş band X-ışın şiddettinden biraz daha dik bir azalma göstermektedir.

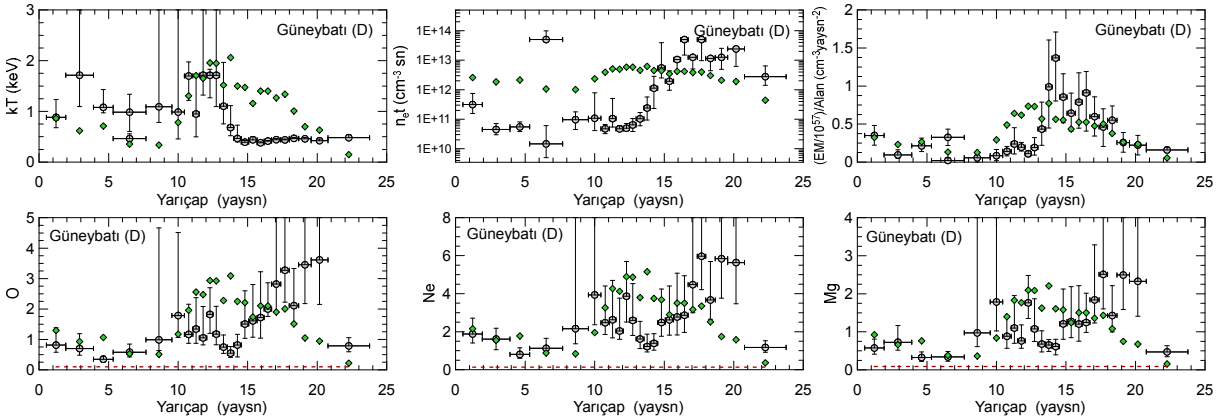
4.2.2.4. #D Doğrultusu (Güneybatı)

Kalıntının güneybatı yönünde seçilen #D doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dış sınıra kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayım değeri içerecek şekilde 24 bölge belirlenmiştir (bkz. Şekil 4.19). Bu bölgeler kalıntının merkezinden dış sınıra doğru D1, D2, …, D24 şeklinde isimlendirilmiştir. Her bir bölgenin tayfı *XSPEC* X-ışın tayf analiz programı ile modellenmiştir.



Şekil 4.19: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #D doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 24 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.

Kalıntının güneybatı yönünde belirlenen 24 bölgeden alınan tayflara uygulanan düzlem şok modelleriyle, #D doğrultusu için kalıntının elektron sıcaklığı, iyonlaşma zaman ölçeği ve salma ölçeği ile O, Ne, Mg bollukları hesaplanmıştır. X-ışın tayf analizi sonucunda belirlenen tayfsal parametreler Tablo 4.6'da listelenmiş, bu parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.20'de gösterilmiştir. #D doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 4'te verilmiştir.



Şekil 4.20: Kalıntının #D doğrultusunda belirlenen 24 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, $n_e t$, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

Kalıntının güneybatı yönünde hesaplanan tayfsal parametreleri incelendiğinde; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında daha yüksek olduğu görülmektedir. Üst sağ paneldeki salma ölçeği, SNR merkezine doğru daha dik azalmasının dışında kalıntının geniş band X-ışın şiddettiyle genel olarak uyumludur. Üst orta paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği kalıntının iç kısımlarında azalma eğiliminde olup, $R \sim 11"$ uzaklığından sonra aniden artarak $R \sim 18"$ civarında en büyük değerlere ulaşmakta ve sonra tekrar kısmen azalmaktadır. #D doğrultusu boyunca bolluklar genellikle CSM değerlerinden daha büyüktür. Bu doğrultudaki O, Ne ve Mg bolluk dağılımları kalıntının diğer doğrultularındakinden farklılıklar göstermektedir. Kalıntı merkezinden dışarıya doğru yavaşça azalan bolluklar $R \sim 5"$ civarında en düşük değerlere ulaşıp sonra $R \sim 11"$ civarına kadar artmaktadır. Merkezden $R \sim 11"$ uzaklığından sonra $R \sim 14"$ civarına kadar bolluklar tekrar hızla azalmaktadır. Bu uzaklıktan sonra $R \sim 19"$ civarına kadar tekrar bir artma meydana gelmekte ve $R \sim 19"$ uzaklığından sonra bolluklarda ciddi bir azalma söz konusu olmaktadır. Kalıntının dış sınırını hariç tutarsak bu doğrultu için bolluklarda $R \sim 5"$ ile $R \sim 14"$ civarlarında olmak üzere iki minimum ve $R \sim 11"$ ile $R \sim 19"$ uzaklıklarında iki maksimum yapısı bulunmaktadır. Bu doğrultudaki element bolluk dağılımı diğer doğrultulara kıyasla daha karmaşık bir yapıdadır. Kalıntının güneybatı yönünde geniş band X-ışın şiddetinin en yüksek olduğu yerde ($R \sim 14"$), element bollukları neredeyse bu doğrultu için hesaplanan küçük değerlerdedir. Bolluk dağılımındaki bu yapı, kalıntının bu yönde oldukça kaşmaşık bir şekilde yayıldığına işaret etmekte ve patlamanın kendi doğasından ya da çevresel ortamdan kaynaklanan asimetrileri akla getirmektedir.

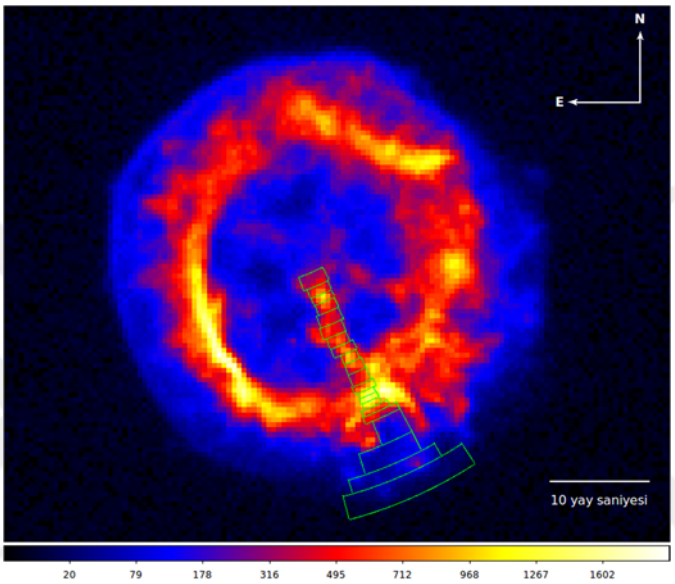
Tablo 4.6: E0102'nin #D (güneybatı) yönünde belirlenen 24 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. D4 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, $n_e t$ ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	χ^2_{red}
D1	$0.883^{+0.351}_{-0.205}$	$3.135^{+4.309}_{-1.558}$	$1.436^{+0.543}_{-0.519}$	$0.812^{+0.571}_{-0.235}$	$1.882^{+0.832}_{-0.469}$	$0.574^{+0.233}_{-0.160}$	1.111
D2	$1.713^{+2.174}_{-0.617}$	$0.449^{+0.262}_{-0.153}$	$0.524^{+0.384}_{-0.238}$	$0.702^{+0.489}_{-0.221}$	$1.611^{+0.572}_{-0.562}$	$0.726^{+0.442}_{-0.208}$	1.321
D3	$1.081^{+0.348}_{-0.109}$	$0.552^{+0.252}_{-0.171}$	$1.029^{+0.492}_{-0.366}$	$0.350^{+0.100}_{-0.092}$	$0.810^{+0.345}_{-0.210}$	$0.326^{+0.146}_{-0.103}$	1.412
D4	$0.984^{+0.355}_{-0.378}$ $0.463^{+0.094}_{-0.041}$	$0.147^{+0.465}_{-0.097}$ $500.000^{+110.876}_{-486.622}$	$1.623^{+0.525}_{-0.504}$ $0.972^{+0.124}_{-0.139}$	$0.581^{+0.265}_{-0.154}$	$1.129^{+0.520}_{-0.281}$	$0.338^{+0.144}_{-0.112}$	1.511
D5	$1.090^{+3.595}_{-0.307}$	$0.962^{+0.819}_{-0.515}$	$0.559^{+0.509}_{-0.559}$	$0.986^{+3.680}_{-0.348}$	$2.158^{+8.205}_{-0.791}$	$0.973^{+3.371}_{-0.363}$	1.325
D6	$0.985^{+4.031}_{-0.528}$	$1.081^{+6.813}_{-0.667}$	$0.364^{+0.354}_{-0.279}$	$1.785^{+2.729}_{-0.716}$	$3.933^{+6.300}_{-1.565}$	$1.785^{+2.908}_{-0.763}$	1.119
D7	$1.698^{+0.278}_{-0.480}$	$0.477^{+0.191}_{-0.152}$	$0.380^{+0.179}_{-0.159}$	$1.166^{+0.990}_{-0.291}$	$2.472^{+1.936}_{-0.615}$	$0.883^{+0.516}_{-0.317}$	1.432
D8	$0.950^{+0.737}_{-0.451}$	$1.050^{+4.020}_{-0.502}$	$0.479^{+0.430}_{-0.264}$	$1.344^{+1.028}_{-0.473}$	$2.631^{+2.070}_{-0.955}$	$1.100^{+0.854}_{-0.405}$	1.234
D9	$1.714^{+2.446}_{-0.391}$	$0.470^{+0.134}_{-0.058}$	$0.438^{+0.140}_{-0.112}$	$1.051^{+1.032}_{-0.231}$	$2.038^{+1.726}_{-0.439}$	$0.764^{+0.421}_{-0.198}$	1.119
D10	$1.713^{+0.451}_{-0.405}$	$0.494^{+0.078}_{-0.065}$	$0.258^{+0.076}_{-0.075}$	$1.458^{+0.698}_{-0.387}$	$3.202^{+1.503}_{-0.829}$	$1.362^{+0.720}_{-0.412}$	1.223
D11	$1.711^{+2.409}_{-0.617}$	$0.641^{+0.415}_{-0.261}$	$0.361^{+0.248}_{-0.188}$	$1.176^{+0.910}_{-0.349}$	$2.596^{+1.936}_{-0.789}$	$1.078^{+0.790}_{-0.336}$	1.129
D12	$1.101^{+0.865}_{-0.347}$	$1.036^{+0.655}_{-0.433}$	$1.044^{+0.858}_{-0.512}$	$0.747^{+0.398}_{-0.206}$	$1.618^{+0.927}_{-0.505}$	$0.680^{+0.349}_{-0.208}$	1.349
D13	$0.682^{+0.433}_{-0.163}$	$2.402^{+3.306}_{-1.462}$	$1.637^{+1.020}_{-0.895}$	$0.547^{+0.218}_{-0.135}$	$1.220^{+0.650}_{-0.287}$	$0.653^{+0.144}_{-0.173}$	1.369
D14	$0.467^{+0.263}_{-0.067}$	$11.224^{+17.263}_{-8.928}$	$3.220^{+0.803}_{-1.331}$	$0.818^{+0.351}_{-0.392}$	$1.385^{+0.505}_{-0.360}$	$0.612^{+0.191}_{-0.216}$	1.128
D15	$0.392^{+0.034}_{-0.024}$	$54.838^{+338.868}_{-29.580}$	$2.044^{+0.735}_{-0.809}$	$1.504^{+1.093}_{-0.469}$	$2.484^{+1.758}_{-0.727}$	$1.212^{+0.912}_{-0.408}$	1.349
D16	$0.440^{+0.065}_{-0.044}$	$19.322^{+24.043}_{-9.682}$	$1.897^{+0.777}_{-0.692}$	$1.611^{+1.190}_{-0.537}$	$2.624^{+1.777}_{-0.807}$	$1.272^{+0.917}_{-0.428}$	1.224
D17	$0.381^{+0.016}_{-0.017}$	$105.238^{+30.654}_{-67.214}$	$1.939^{+0.948}_{-0.844}$	$1.720^{+1.505}_{-0.678}$	$2.777^{+2.297}_{-0.946}$	$1.203^{+1.013}_{-0.453}$	1.329
D18	$0.413^{+0.013}_{-0.014}$	$500.000^{+190.643}_{-351.122}$	$2.223^{+0.689}_{-1.225}$	$1.999^{+0.862}_{-0.241}$	$2.866^{+2.080}_{-0.902}$	$1.244^{+0.773}_{-0.261}$	1.519
D19	$0.442^{+0.024}_{-0.029}$	$124.768^{+50.981}_{-73.999}$	$1.719^{+0.746}_{-0.735}$	$2.818^{+2.421}_{-0.929}$	$4.475^{+3.664}_{-1.474}$	$1.840^{+1.445}_{-0.608}$	1.449
D20	$0.438^{+0.015}_{-0.012}$	$500.000^{+129.903}_{-403.233}$	$1.226^{+0.640}_{-0.678}$	$3.271^{+4.411}_{-1.046}$	$5.968^{+7.688}_{-1.754}$	$2.512^{+3.374}_{-0.908}$	1.539
D21	$0.467^{+0.019}_{-0.025}$	$115.129^{+30.112}_{-70.988}$	$1.938^{+0.660}_{-0.636}$	$2.110^{+1.218}_{-0.624}$	$3.671^{+2.025}_{-1.019}$	$1.428^{+0.788}_{-0.433}$	1.236
D22	$0.459^{+0.026}_{-0.031}$	$125.587^{+32.874}_{-75.980}$	$1.276^{+0.658}_{-0.630}$	$3.454^{+2.187}_{-1.278}$	$5.839^{+5.723}_{-2.075}$	$2.495^{+2.645}_{-0.910}$	1.135
D23	$0.422^{+0.032}_{-0.012}$	$240.666^{+123.907}_{-178.737}$	$1.235^{+0.707}_{-0.714}$	$3.613^{+5.248}_{-1.460}$	$5.636^{+7.815}_{-2.166}$	$2.328^{+3.569}_{-0.917}$	1.099
D24	$0.482^{+0.060}_{-0.040}$	$27.730^{+36.003}_{-13.522}$	$3.811^{+0.922}_{-0.855}$	$0.787^{+0.273}_{-0.193}$	$1.171^{+0.358}_{-0.248}$	$0.472^{+0.163}_{-0.127}$	1.059

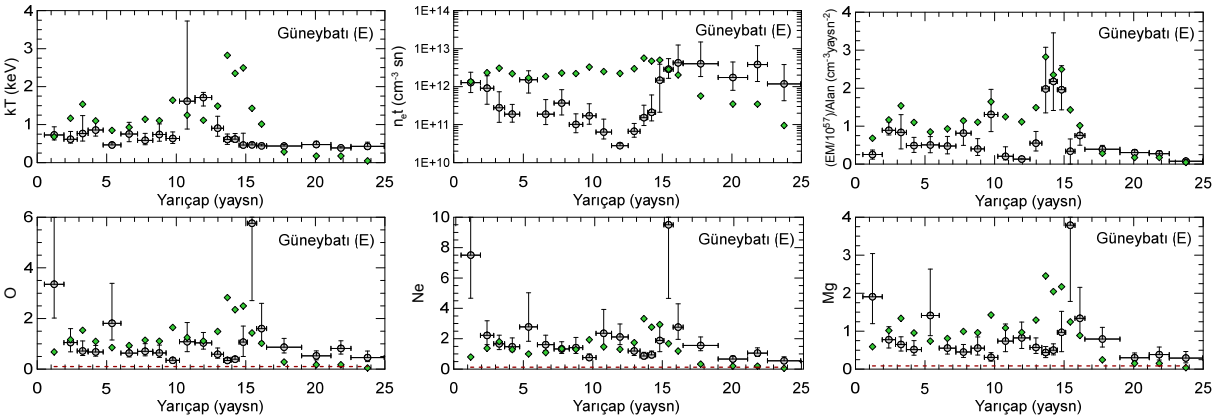
4.2.2.5. #E Doğrultusu (Güneybatı)

Kalıntının güneybatı yönündeki X-ışın yüzey parlaklığının yüksek olduğu kısımları temsil eden #E doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dış sınırına kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayım değeri içeren 21 bölge belirlenmiştir (bkz. Şekil 4.21). Bu bölgeler kalıntının

merkezinden dış sınıra doğru E1, E2, …, E21 şeklinde isimlendirilmiş ve her bir bölge için tayfsal analiz gerçekleştirilmiştir. Bu şekilde kalıntının güneybatı yönündeki parlak kısımlarını kapsayan #E doğrultusu için kalıntının plazma parametreleri (kT, $n_e t$, EM) ve element bollukları (O, Ne, Mg) belirlenmiştir. X-ışın tayf analizi sonucunda elde edilen model parametreleri Tablo 4.7'te listelenmiştir. Tayfsal parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.22'de gösterilmiştir. #E doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 5'te verilmiştir.



Şekil 4.21: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #E doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 21 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.



Şekil 4.22: Kalıntının #E doğrultusunda belirlenen 21 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan kT, $n_e t$, EM parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

Tablo 4.7: E0102'nin #E (güneybatı) yönündeki parlak kısımları içerecek şekilde belirlenen 21 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

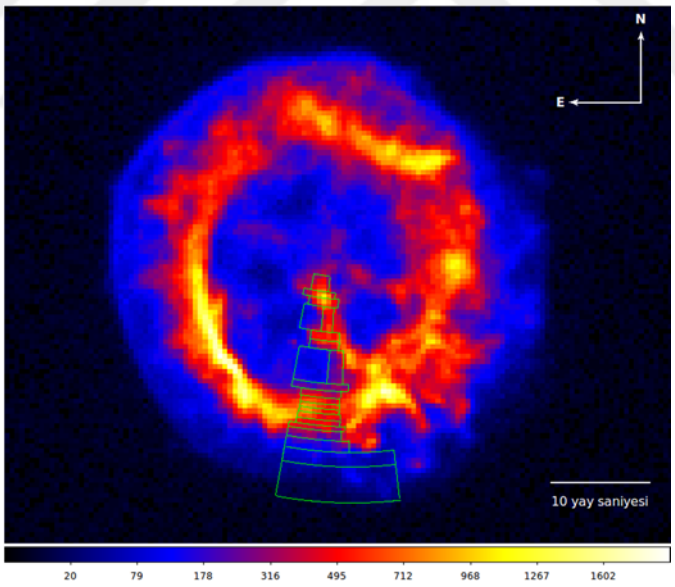
Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	χ^2_{red}
E1	$0.727^{+0.213}_{-0.129}$	$12.832^{+11.185}_{-5.794}$	$0.941^{+0.451}_{-0.438}$	$3.351^{+3.408}_{-1.335}$	$7.505^{+7.457}_{-2.836}$	$1.907^{+1.134}_{-0.709}$	1.119
E2	$0.615^{+0.204}_{-0.103}$	$9.136^{+10.288}_{-5.673}$	$1.928^{+0.470}_{-0.272}$	$1.050^{+0.548}_{-0.364}$	$2.223^{+0.954}_{-0.611}$	$0.775^{+0.342}_{-0.218}$	1.259
E3	$0.768^{+0.473}_{-0.198}$	$2.782^{+4.579}_{-1.628}$	$1.430^{+0.796}_{-0.747}$	$0.717^{+0.397}_{-0.178}$	$1.671^{+0.561}_{-0.384}$	$0.651^{+0.204}_{-0.173}$	1.114
E4	$0.858^{+0.238}_{-0.161}$	$1.890^{+1.526}_{-0.724}$	$1.118^{+0.490}_{-0.420}$	$0.678^{+0.258}_{-0.165}$	$1.475^{+0.586}_{-0.328}$	$0.517^{+0.233}_{-0.148}$	1.245
E5	$0.464^{+0.057}_{-0.053}$	$15.164^{+10.823}_{-8.376}$	$1.532^{+0.675}_{-0.621}$	$1.811^{+1.580}_{-0.664}$	$2.777^{+2.243}_{-0.938}$	$1.415^{+1.220}_{-0.532}$	1.097
E6	$0.754^{+0.307}_{-0.201}$	$1.880^{+2.669}_{-0.878}$	$1.342^{+0.709}_{-0.573}$	$0.636^{+0.223}_{-0.151}$	$1.611^{+0.624}_{-0.380}$	$0.556^{+0.232}_{-0.157}$	1.329
E7	$0.588^{+0.182}_{-0.116}$	$3.705^{+4.578}_{-1.914}$	$1.858^{+0.840}_{-0.734}$	$0.706^{+0.301}_{-0.179}$	$1.330^{+0.474}_{-0.300}$	$0.449^{+0.201}_{-0.139}$	1.244
E8	$0.740^{+0.279}_{-0.177}$	$1.007^{+0.910}_{-0.397}$	$0.928^{+0.623}_{-0.401}$	$0.640^{+0.310}_{-0.176}$	$1.418^{+0.674}_{-0.380}$	$0.554^{+0.293}_{-0.184}$	1.536
E9	$0.636^{+0.170}_{-0.132}$	$1.718^{+1.835}_{-0.695}$	$2.072^{+1.043}_{-0.718}$	$0.346^{+0.107}_{-0.077}$	$0.764^{+0.237}_{-0.160}$	$0.310^{+0.126}_{-0.096}$	1.136
E10	$1.617^{+2.109}_{-0.735}$	$0.636^{+0.752}_{-0.216}$	$0.445^{+0.532}_{-0.210}$	$1.085^{+0.758}_{-0.393}$	$2.360^{+1.576}_{-0.900}$	$0.742^{+0.447}_{-0.284}$	1.362
E11	$1.712^{+0.137}_{-0.222}$	$0.280^{+0.044}_{-0.027}$	$0.309^{+0.023}_{-0.013}$	$1.037^{+0.413}_{-0.243}$	$2.122^{+0.852}_{-0.501}$	$0.825^{+0.414}_{-0.280}$	1.363
E12	$0.907^{+0.314}_{-0.213}$	$0.666^{+0.404}_{-0.201}$	$1.072^{+0.594}_{-0.397}$	$0.587^{+0.250}_{-0.154}$	$1.198^{+0.496}_{-0.306}$	$0.571^{+0.253}_{-0.158}$	1.363
E13	$0.610^{+0.144}_{-0.132}$	$1.532^{+1.726}_{-0.589}$	$1.780^{+0.987}_{-0.567}$	$0.343^{+0.101}_{-0.084}$	$0.871^{+0.241}_{-0.199}$	$0.437^{+0.158}_{-0.132}$	1.244
E14	$0.618^{+0.147}_{-0.078}$	$2.101^{+3.914}_{-0.848}$	$2.370^{+1.395}_{-0.832}$	$0.391^{+0.117}_{-0.082}$	$0.944^{+0.244}_{-0.187}$	$0.498^{+0.167}_{-0.123}$	1.511
E15	$0.463^{+0.312}_{-0.059}$	$14.782^{+24.113}_{-12.660}$	$2.148^{+0.693}_{-0.581}$	$1.065^{+0.639}_{-0.565}$	$1.888^{+0.960}_{-0.737}$	$0.970^{+0.553}_{-0.511}$	1.212
E16	$0.467^{+0.055}_{-0.045}$	$28.803^{+25.901}_{-12.240}$	$0.642^{+0.616}_{-0.642}$	$5.762^{+415.48;}_{-3.056}$	$9.501^{+365.631}_{-4.844}$	$3.788^{+397.061}_{-2.005}$	1.311
E17	$0.442^{+0.043}_{-0.031}$	$42.433^{+82.326}_{-21.846}$	$2.023^{+0.765}_{-0.687}$	$1.600^{+0.998}_{-0.508}$	$2.762^{+1.544}_{-0.805}$	$1.339^{+0.814}_{-0.424}$	1.223
E18	$0.435^{+0.045}_{-0.032}$	$40.039^{+109.893}_{-21.638}$	$3.082^{+0.846}_{-0.758}$	$0.865^{+0.351}_{-0.227}$	$1.562^{+0.555}_{-0.353}$	$0.794^{+0.306}_{-0.212}$	1.443
E19	$0.476^{+0.087}_{-0.057}$	$17.460^{+26.948}_{-9.414}$	$3.798^{+0.902}_{-0.790}$	$0.527^{+0.198}_{-0.156}$	$0.667^{+0.200}_{-0.151}$	$0.301^{+0.126}_{-0.097}$	1.211
E20	$0.385^{+0.033}_{-0.027}$	$38.219^{+80.851}_{-24.554}$	$3.711^{+0.978}_{-1.397}$	$0.817^{+0.303}_{-0.222}$	$1.058^{+0.352}_{-0.223}$	$0.384^{+0.197}_{-0.142}$	1.327
E21	$0.426^{+0.114}_{-0.065}$	$11.840^{+26.476}_{-7.515}$	$2.545^{+1.268}_{-0.954}$	$0.458^{+0.257}_{-0.162}$	$0.552^{+0.265}_{-0.162}$	$0.292^{+0.172}_{-0.126}$	1.156

Kalıntının güneybatı yönündeki parlak kısımları için hesaplanan tayfsal parametreler göz önünde tutulduğunda; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntı merkezinden $R \sim 12$" uzaklığında, ortalama değerlerin üzerinde olduğu görüldü. Bu yapı haricinde #E doğrultusu boyunca sıcaklıklarda ciddi faklılıklar bulunmamakta ve kararlı bir dağılım göze çarpmaktadır. Üst sağ paneldeki salma ölçeği genel olarak kalıntının geniş band X-ışın şiddet dağılımıyla uyumludur. Kalıntı merkezinden itibaren $R \sim 12$" uzaklığına kadar yavaşça azalan iyonlaşma zaman ölçeği, daha sonra hızlı bir şekilde artarak $R \sim 17$" uzaklığında en büyük değerlere ulaşmaktadır (bkz. Şekil 4.22; üst orta panel). O, Ne ve Mg bollukları kalıntı boyunca

genellikle CSM bolluk değerlerinden fazladır (bkz. Şekil 4.22; alt panel). Hata miktarları büyük olsa da, element bollukları kalıntı merkezinde ve merkezden $R \sim 16"$ uzaklıktaki iki bölge için diğer bölgelere kıyasla oldukça fazladır. Fakat bu iki bölge dışında elemet bollukları da sıcaklıklar gibi doğrultu boyunca istikrarlı bir yapı sergilemektedir. Bu bakımdan #E doğrultusu diğerlerinden ayrılmaktadır.

4.2.2.6. #F Doğrultusu (Güney)

Kalıntının güney yönünde seçilen #F doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dış sınıra kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayım değerlerinde 21 bölge belirlenmiştir (bkz. Şekil 4.23). Bu bölgeler kalıntının merkezinden dış sınırına doğru F1, F2, …, F21 şeklinde adlandırılmıştır. Kalıntı merkezine yaklaşık 5 ve 7 yaysaniyesi uzaklıklarda X-ışın geniş band görüntüsündeki renk farklılıkları nedeniyle yanyana ikişer bölge seçilmiştir (bkz. Şekil 4.23). Bunların isimlendirilme sırasında saat yönü esas alınmıştır. *XSPEC* programıyla her bir bölgenin tayfına X-ışın tayf analizi yapılmıştır.



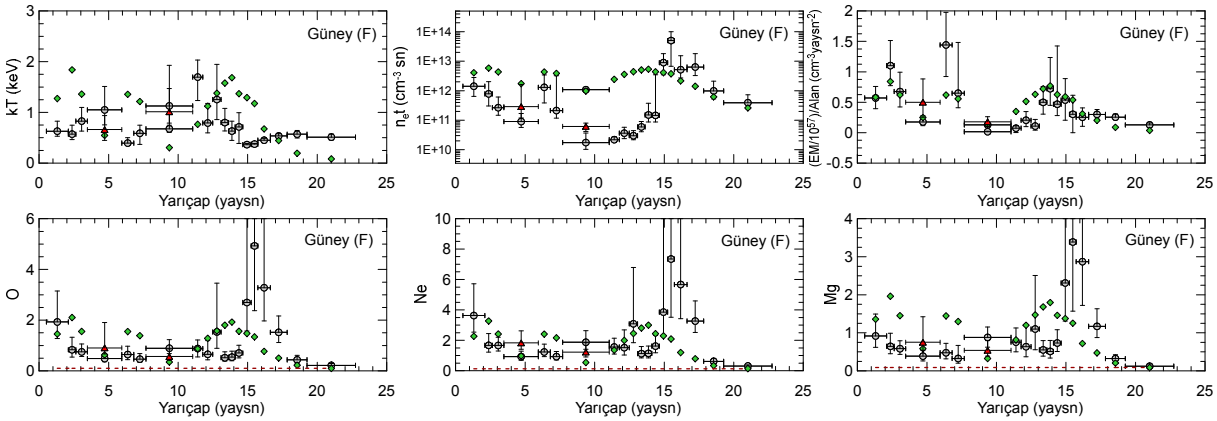
Şekil 4.23: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #F doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 21 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.

Kalıntının güney yönünde belirlenen 21 bölgeden alınan tayflar için uygulanan düzlem şok modelleriyle, #F doğrultusu için kalıntının elektron sıcaklığı, salma ölçeği, iyonlaşma zaman ölçeği gibi plazma parametreleri ile O, Ne, Mg bollukları hesaplanmıştır. X-ışın tayf analizi sonucunda belirlenen tayfsal parametreler Tablo 4.8'de listelenmiş, bu parametrelerin radyal

profilleri de Şekil 4.24'te gösterilmiştir. #F doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 6'da verilmiştir.

Tablo 4.8: E0102'nin #F (güney) yönünde belirlenen 21 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. F9 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (*kT*, $n_e t$ ve *EM*) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bolluklarına göre verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	χ^2_{red}
F1	$0.629^{+0.198}_{-0.099}$	$14.194^{+13.752}_{-7.716}$	$1.508^{+0.496}_{-0.470}$	$1.930^{+1.222}_{-0.653}$	$3.629^{+2.086}_{-1.091}$	$0.918^{+0.575}_{-0.299}$	1.053
F2	$0.571^{+0.175}_{-0.109}$	$7.831^{+12.597}_{-4.766}$	$1.901^{+0.713}_{-0.566}$	$0.831^{+0.499}_{-0.287}$	$1.666^{+0.777}_{-0.449}$	$0.645^{+0.346}_{-0.195}$	1.069
F3	$0.826^{+0.273}_{-0.195}$	$2.666^{+3.468}_{-1.192}$	$1.654^{+0.779}_{-0.620}$	$0.749^{+0.310}_{-0.182}$	$1.659^{+0.538}_{-0.362}$	$0.582^{+0.206}_{-0.148}$	1.019
F4	$0.663^{+0.275}_{-0.215}$	$2.895^{+13.224}_{-1.699}$	$1.352^{+1.041}_{-0.665}$	$0.905^{+1.003}_{-0.236}$	$1.830^{+0.798}_{-0.420}$	$0.752^{+0.670}_{-0.212}$	1.511
F5	$1.050^{+0.460}_{-0.296}$	$0.898^{+0.795}_{-0.327}$	$0.896^{+0.524}_{-0.320}$	$0.483^{+0.181}_{-0.121}$	$0.929^{+0.362}_{-0.238}$	$0.385^{+0.174}_{-0.124}$	1.236
F6	$0.393^{+0.110}_{-0.042}$	$12.977^{+21.244}_{-9.118}$	$3.579^{+1.333}_{-1.288}$	$0.646^{+0.323}_{-0.205}$	$1.234^{+0.516}_{-0.307}$	$0.476^{+0.251}_{-0.163}$	1.531
F7	$0.588^{+0.161}_{-0.217}$	$2.129^{+30.183}_{-0.956}$	$1.675^{+2.159}_{-0.618}$	$0.460^{+0.221}_{-0.116}$	$0.928^{+0.343}_{-0.214}$	$0.324^{+0.343}_{-0.122}$	1.256
F8	$1.013^{+0.456}_{-0.224}$	$0.618^{+0.183}_{-0.199}$	$0.880^{+0.414}_{-0.372}$	$0.568^{+0.296}_{-0.150}$	$1.224^{+0.618}_{-0.317}$	$0.539^{+0.255}_{-0.153}$	1.161
F9	$1.129^{+0.798}_{-0.474}$ $0.675^{+0.072}_{-0.070}$	$0.175^{+0.195}_{-0.072}$ $10.821^{+1.191}_{-0.988}$	$0.762^{+0.156}_{-0.114}$ $0.662^{+0.231}_{-0.112}$	$0.891^{+0.097}_{-0.107}$	$1.872^{+0.257}_{-0.328}$	$0.881^{+0.225}_{-0.191}$	1.234
F10	$1.696^{+0.336}_{-0.463}$	$0.220^{+0.058}_{-0.026}$	$0.295^{+0.165}_{-0.295}$	$0.879^{+0.339}_{-0.332}$	$1.562^{+0.580}_{-0.469}$	$0.754^{+0.373}_{-0.252}$	1.213
F11	$0.790^{+0.386}_{-0.194}$	$0.364^{+0.213}_{-0.124}$	$0.588^{+0.412}_{-0.301}$	$0.651^{+0.542}_{-0.218}$	$1.516^{+1.171}_{-0.480}$	$0.634^{+0.558}_{-0.266}$	1.214
F12	$1.255^{+0.693}_{-0.398}$	$0.298^{+0.146}_{-0.081}$	$0.249^{+0.253}_{-0.148}$	$1.532^{+1.931}_{-0.642}$	$3.087^{+3.701}_{-1.244}$	$1.102^{+1.408}_{-0.544}$	1.012
F13	$0.799^{+0.281}_{-0.166}$	$0.597^{+0.313}_{-0.188}$	$1.055^{+0.556}_{-0.412}$	$0.518^{+0.234}_{-0.135}$	$1.127^{+0.468}_{-0.277}$	$0.551^{+0.243}_{-0.163}$	1.094
F14	$0.632^{+0.195}_{-0.184}$	$1.509^{+2.259}_{-0.638}$	$1.384^{+0.979}_{-0.524}$	$0.540^{+0.237}_{-0.140}$	$1.138^{+0.488}_{-0.286}$	$0.510^{+0.287}_{-0.175}$	1.331
F15	$0.713^{+0.281}_{-0.326}$	$1.459^{+33.232}_{-0.582}$	$1.082^{+2.216}_{-0.430}$	$0.704^{+0.307}_{-0.193}$	$1.616^{+0.702}_{-0.434}$	$0.732^{+0.351}_{-0.220}$	1.129
F16	$0.364^{+0.023}_{-0.019}$	$89.594^{+21.305}_{-54.780}$	$1.401^{+0.919}_{-0.862}$	$2.696^{+3.366}_{-1.125}$	$3.853^{+6.660}_{-1.567}$	$2.310^{+4.080}_{-0.999}$	1.131
F17	$0.374^{+0.013}_{-0.009}$	$500.000^{+130.831}_{-432.468}$	$0.826^{+0.859}_{-0.826}$	$4.929^{+652.154}_{-2.557}$	$7.343^{+597.884}_{-3.827}$	$3.388^{+308.958}_{-1.817}$	1.124
F18	$0.450^{+0.038}_{-0.028}$	$51.788^{+102.657}_{-24.640}$	$1.223^{+0.748}_{-0.716}$	$3.278^{+5.032}_{-1.309}$	$5.671^{+7.592}_{-2.245}$	$2.870^{+4.086}_{-1.150}$	1.211
F19	$0.536^{+0.046}_{-0.038}$	$63.581^{+115.690}_{-30.795}$	$2.282^{+0.618}_{-0.594}$	$1.519^{+0.647}_{-0.401}$	$3.267^{+1.322}_{-0.748}$	$1.171^{+0.463}_{-0.294}$	1.112
F20	$0.571^{+0.074}_{-0.077}$	$9.882^{+11.152}_{-4.635}$	$4.084^{+0.909}_{-0.684}$	$0.435^{+0.178}_{-0.138}$	$0.620^{+0.194}_{-0.152}$	$0.322^{+0.105}_{-0.085}$	1.099
F21	$0.511^{+0.061}_{-0.059}$	$3.943^{+3.348}_{-1.514}$	$5.263^{+1.359}_{-1.057}$	$0.219^{+0.067}_{-0.050}$	$0.314^{+0.072}_{-0.056}$	$0.123^{+0.057}_{-0.050}$	1.085

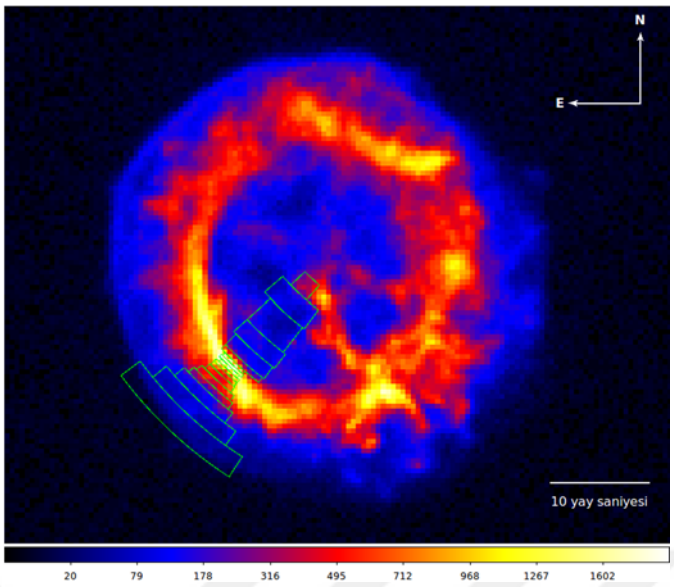


Şekil 4.24: Kalıntının #F doğrultusunda belirlenen 21 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, $n_e t$, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Kırmızı üçgenler F4 ve F8 bölgelerine uygulanan model sonuçlarını göstermektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

Kalıntının güney yönünde hesaplanan tayfsal parametreleri dikkate alındığında; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında genellikle daha yüksek olduğu ve orta kısımlarda azalarak daha sonra hafifçe tekrar arttığı söylenebilir. Üst sağ paneldeki salma ölçeği, SNR merkezine doğru biraz daha dik azalmasıyla birlikte, genel olarak kalıntının geniş band X-ışın şiddet dağılımıyla uyumludur. Üst orta paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği kalıntı merkezinden itibaren azalarak $R \sim 10$" uzaklığında en küçük değerlere erişmekte, sonrasında da hızlı bir şekilde artıp merkezden $R \sim 16$" uzaklığında en büyük değerlere ulaşmaktadır. Alt panellerde verilen O, Ne ve Mg bollukları kalıntı boyunca CSM bolluk değerlerinden fazla olup, kalıntının dış sınırında CSM bolluklarıyla uyumludur. Element bollukları kalıntı merkezinden $R \sim 16$" uzaklıkta en yüksek değerlere ulaşmaktadır.

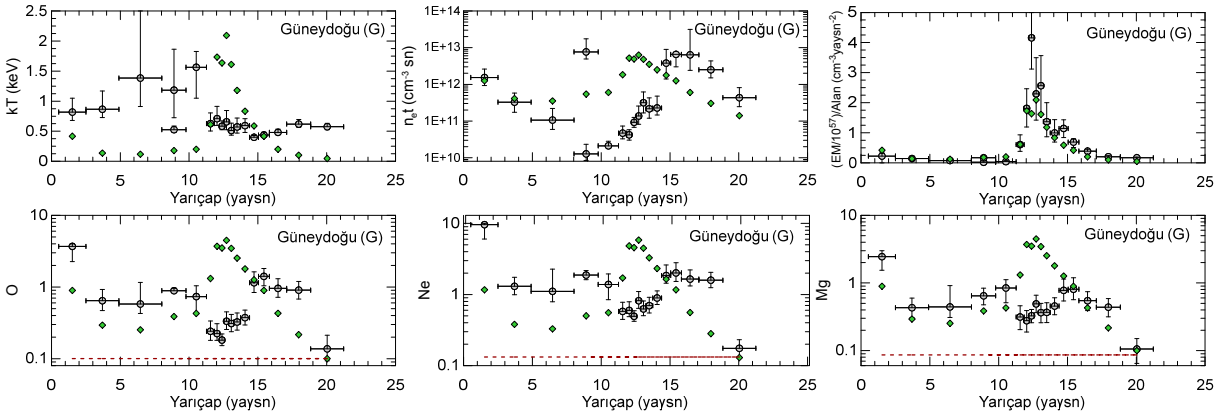
4.2.2.7. #G Doğrultusu (Güneydoğu)

Kalıntının güneydoğu yönündeki #G doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dış sınırına kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayımı içerecek şekilde 17 bölge belirlenmiştir (bkz. Şekil 4.25). Bu bölgeler kalıntının merkezinden dış sınırına doğru G1, G2, …, G17 şeklinde isimlendirilmiştir. Her bir bölgeye *XSPEC* programı kullanılarak X-ışın tayf analizi yapılmıştır.



Şekil 4.25: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #G doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 17 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.

Kalıntının güneydoğu yönünde belirlenen 17 bölgeden alınan tayflara uygulanan düzlem şok modelleriyle, #G doğrultusu için kalıntının plazma parametreleri (*kT*, $n_e t$ ve *EM*) ve element bolluk dağılımı (O, Ne, Mg) hesaplanmıştır. X-ışın tayf modellemesi sonucunda belirlenen tayfsal parametreler Tablo 4.9'da listelenmiş, bu tayfsal parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.26'da gösterilmiştir. #G doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 7'de verilmiştir.



Şekil 4.26: Kalıntının #G doğrultusunda belirlenen 17 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, $n_e t$, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

Tablo 4.9: E0102'nin #G (güneydoğu) yönünde belirlenen 17 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. G4 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, $n_e t$ ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	χ^2_{red}
G1	$0.819^{+0.231}_{-0.137}$	$15.388^{+10.731}_{-6.122}$	$0.897^{+0.445}_{-0.897}$	$3.682^{+5.829}_{-1.425}$	$9.608^{+14.843}_{-3.561}$	$2.449^{+3.958}_{-0.913}$	0.129*	1.126
G2	$0.866^{+0.303}_{-0.139}$	$3.262^{+2.495}_{-1.532}$	$1.752^{+0.536}_{-0.593}$	$0.644^{+0.279}_{-0.174}$	$1.304^{+0.445}_{-0.312}$	$0.431^{+0.166}_{-0.121}$	0.129*	1.114
G3	$1.385^{+2.521}_{-0.474}$	$1.064^{+1.154}_{-0.474}$	$1.067^{+0.738}_{-0.502}$	$0.580^{+0.578}_{-0.153}$	$1.108^{+1.160}_{-0.316}$	$0.443^{+0.472}_{-0.135}$	0.129*	1.249
G4	$1.183^{+0.681}_{-0.460}$ $0.526^{+0.060}_{-0.046}$	$0.127^{+0.106}_{-0.042}$ $76.540^{+96.859}_{-27.411}$	$0.869^{+0.140}_{-0.119}$ $0.762^{+0.114}_{-0.149}$	$0.888^{+0.072}_{-0.035}$	$1.873^{+0.301}_{-0.254}$	$0.646^{+0.191}_{-0.171}$	0.129*	1.254
G5	$1.564^{+0.264}_{-0.514}$	$0.210^{+0.071}_{-0.033}$	$0.331^{+0.285}_{-0.097}$	$0.735^{+0.304}_{-0.303}$	$1.386^{+0.559}_{-0.538}$	$0.843^{+0.275}_{-0.331}$	0.129*	1.342
G6	$0.628^{+0.178}_{-0.123}$	$0.468^{+0.261}_{-0.141}$	$1.780^{+0.939}_{-0.658}$	$0.241^{+0.096}_{-0.061}$	$0.578^{+0.201}_{-0.131}$	$0.315^{+0.145}_{-0.110}$	0.129*	1.119
G7	$0.710^{+0.204}_{-0.113}$	$0.422^{+0.160}_{-0.120}$	$1.768^{+0.635}_{-0.607}$	$0.224^{+0.083}_{-0.044}$	$0.597^{+0.192}_{-0.108}$	$0.277^{+0.113}_{-0.088}$	0.129*	1.245
G8	$0.583^{+0.089}_{-0.059}$	$0.919^{+0.332}_{-0.245}$	$4.204^{+1.069}_{-1.051}$	$0.182^{+0.039}_{-0.029}$	$0.494^{+0.097}_{-0.074}$	$0.327^{+0.079}_{-0.069}$	0.129*	1.124
G9	$0.657^{+0.188}_{-0.130}$	$1.370^{+1.198}_{-0.551}$	$1.856^{+0.976}_{-0.706}$	$0.333^{+0.118}_{-0.077}$	$0.819^{+0.286}_{-0.179}$	$0.490^{+0.169}_{-0.125}$	0.129*	1.122
G10	$0.511^{+0.122}_{-0.075}$	$3.154^{+3.064}_{-1.480}$	$2.835^{+1.107}_{-1.006}$	$0.310^{+0.105}_{-0.072}$	$0.627^{+0.182}_{-0.123}$	$0.364^{+0.134}_{-0.106}$	0.129*	1.122
G11	$0.572^{+0.148}_{-0.102}$	$2.153^{+2.152}_{-0.957}$	$2.170^{+1.003}_{-0.792}$	$0.325^{+0.108}_{-0.074}$	$0.698^{+0.214}_{-0.148}$	$0.368^{+0.142}_{-0.108}$	0.129*	1.219
G12	$0.593^{+0.114}_{-0.112}$	$2.278^{+2.472}_{-0.816}$	$2.233^{+0.997}_{-0.683}$	$0.374^{+0.103}_{-0.079}$	$0.893^{+0.233}_{-0.170}$	$0.455^{+0.149}_{-0.115}$	0.129*	1.233
G13	$0.399^{+0.028}_{-0.021}$	$37.853^{+51.853}_{-23.776}$	$3.403^{+0.870}_{-0.908}$	$1.147^{+0.474}_{-0.310}$	$1.852^{+0.750}_{-0.414}$	$0.778^{+0.365}_{-0.237}$	0.129*	1.361
G14	$0.437^{+0.047}_{-0.033}$	$65.555^{+19.367}_{-35.607}$	$2.881^{+0.476}_{-0.755}$	$1.408^{+0.406}_{-0.366}$	$2.012^{+0.788}_{-0.490}$	$0.808^{+0.387}_{-0.242}$	0.129*	1.114
G15	$0.480^{+0.056}_{-0.033}$	$63.893^{+250.559}_{-39.835}$	$3.343^{+0.553}_{-0.803}$	$0.956^{+0.348}_{-0.235}$	$1.647^{+0.571}_{-0.330}$	$0.546^{+0.198}_{-0.155}$	0.129*	1.363
G16	$0.619^{+0.075}_{-0.055}$	$24.976^{+18.505}_{-9.880}$	$3.422^{+0.621}_{-0.305}$	$0.905^{+0.293}_{-0.225}$	$1.591^{+0.463}_{-0.344}$	$0.440^{+0.149}_{-0.124}$	$0.297^{+0.175}_{-0.146}$	1.244
G17	$0.574^{+0.057}_{-0.048}$	$4.317^{+3.830}_{-1.870}$	$5.739^{+0.899}_{-0.853}$	$0.137^{+0.076}_{-0.044}$	$0.175^{+0.056}_{-0.041}$	$0.105^{+0.045}_{-0.041}$	0.129*	1.312

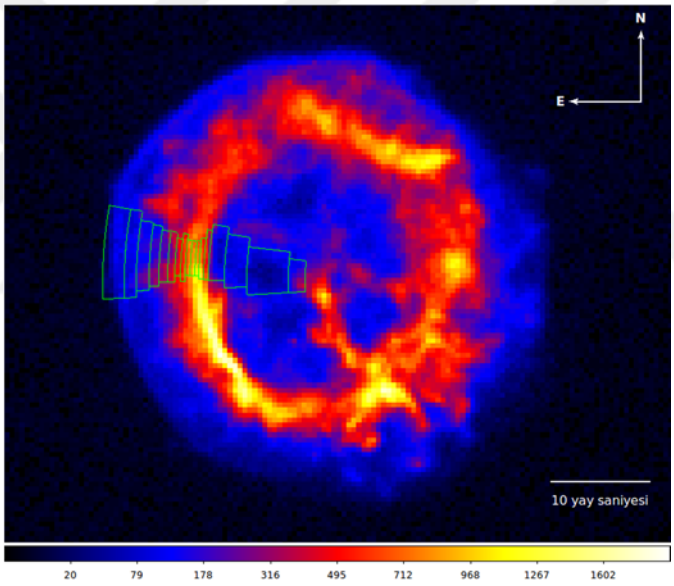
* Si bolluğu ortalama CSM değerinde sabit tutulmuştur.

Kalıntının güneydoğu yönünde hesaplanan tayfsal parametreleri dikkate alındığında; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında orta ve dış kısımlarına göre daha yüksek olduğu görülmektedir. Üst sağ paneldeki salma ölçeği kalıntının geniş band X-ışın şiddetiyle oldukça uyumludur. Üst orta paneldeki iyonlaşma zaman ölçeği kalıntı merkezinden $R \sim 9$" uzaklığına kadar azalmakta, daha sonra artarak $R \sim 17$" uzaklığında en büyük değerlere ulaşıp sonra tekrar hafifçe azalmaktadır. Alt panellerde verilen O, Ne ve Mg bollukları kalıntı boyunca CSM bolluk değerlerinden fazla olup, kalıntının dış sınırında CSM bolluklarıyla uyumludur. Kalıntının iç kısımlarında yüksek değerlere sahip olan element bolluklarının, merkezden 11" < R < 14" uzaklık aralığında düşük değerlerde olduğu dikkat çekicidir. Element bollukları daha sonra artarak kalıntı merkezinden $R \sim 16$" uzaklığında en yüksek değerlere ulaşmaktadır. Bolluklar en iç bölgede, bu doğrultudaki diğer bölgelerden çok daha fazladır. O,

Ne, Mg bolluk dağılımlarının genel yapısı değerlendirildiğinde, kalıntının geniş band X-ışın şiddetinin yüksek olduğu yerlerde, bollukları, daha iç ve daha dış kısımlardakinden düşük değerlerde olduğu anlaşılmaktadır. Kalıntının dış sınırında bolluklar CSM değerleriyle uyumludur.

4.2.2.8. #H Doğrultusu (Doğu)

Kalıntının doğu yönünü temsil eden #H doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dış sınıra kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayım değerlerinde 17 bölge belirlenmiştir (bkz. Şekil 4.27). Bu bölgeler kalıntının merkezinden dış sınıra doğru H1, H2, …, H17 şeklinde adlandırılmıştır. Her bir bölgeye *XSPEC* programı vasıtasıyla X-ışın tayf analizi yapılmıştır.



Şekil 4.27: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #H doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 17 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.

Kalıntının doğu yönünde belirlenen 17 bölgeden alınan tayflara uygulanan düzlem şok modelleriyle, #H doğrultusu için kalıntının elektron sıcaklığı, salma ölçeği ve iyonlaşma zaman ölçeği gibi plazma parametreleri ile O, Ne, Mg (bazı bölgeler için Si) bollukları hesaplanmıştır. X-ışın tayf analizi sonucunda belirlenen tayfsal parametreler Tablo 4.10'da listelenmiş olup, bu parametrelerin radyal profilleri de Şekil 4.28'de gösterilmiştir. #H doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 8'de verilmiştir.

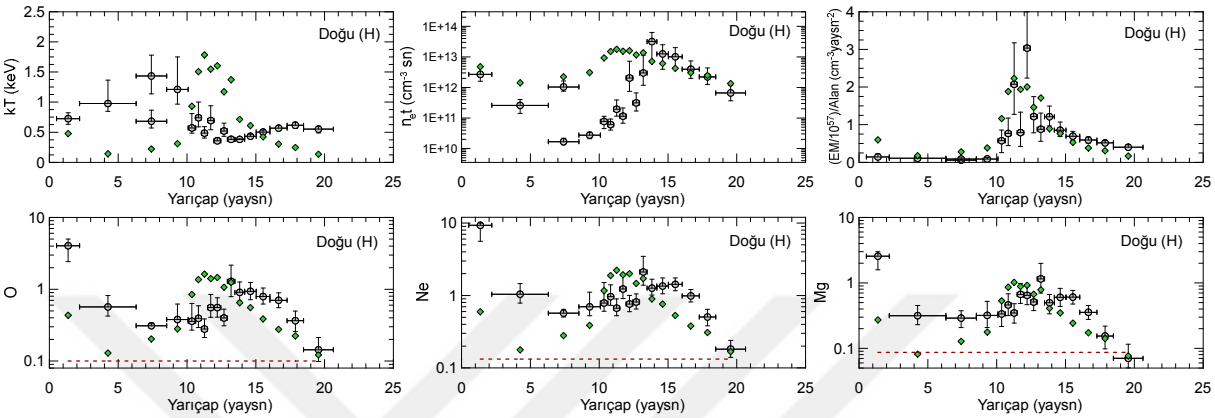
Tablo 4.10: E0102'nin #H (doğu) yönünde belirlenen 17 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları ve hataları. H3 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, $n_e t$ ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	χ^2_{red}
H1	$0.727^{+0.097}_{-0.095}$	$26.910^{+21.345}_{-10.936}$	$0.800^{+0.448}_{-0.800}$	$4.031^{+5.113}_{-1.609}$	$9.312^{+12.350}_{-3.705}$	$2.552^{+3.221}_{-0.966}$	0.129*	1.412
H2	$0.977^{+0.388}_{-0.131}$	$2.590^{+1.455}_{-1.190}$	$1.933^{+0.446}_{-0.675}$	$0.567^{+0.249}_{-0.142}$	$1.041^{+0.421}_{-0.253}$	$0.316^{+0.135}_{-0.087}$	0.129*	1.311
H3	$1.433^{+0.346}_{-0.294}$ $0.683^{+0.182}_{-0.111}$	$0.168^{+0.049}_{-0.036}$ $10.417^{+5.941}_{-2.850}$	$0.841^{+0.167}_{-0.147}$ $0.663^{+0.121}_{-0.149}$	$0.311^{+0.021}_{-0.022}$	$0.570^{+0.072}_{-0.065}$	$0.289^{+0.085}_{-0.081}$	0.129*	1.243
H4	$1.210^{+0.538}_{-0.243}$	$0.275^{+0.069}_{-0.066}$	$0.763^{+0.317}_{-0.328}$	$0.379^{+0.243}_{-0.101}$	$0.697^{+0.414}_{-0.172}$	$0.319^{+0.202}_{-0.111}$	0.129*	1.321
H5	$0.572^{+0.237}_{-0.088}$	$0.768^{+0.370}_{-0.320}$	$1.545^{+0.752}_{-0.852}$	$0.359^{+0.276}_{-0.088}$	$0.788^{+0.720}_{-0.182}$	$0.335^{+0.217}_{-0.120}$	0.129*	1.411
H6	$0.740^{+0.260}_{-0.149}$	$0.608^{+0.323}_{-0.206}$	$1.302^{+0.696}_{-0.540}$	$0.394^{+0.196}_{-0.101}$	$0.962^{+0.438}_{-0.229}$	$0.459^{+0.223}_{-0.142}$	0.129*	1.213
H7	$0.485^{+0.107}_{-0.083}$	$1.946^{+1.975}_{-0.791}$	$3.158^{+1.677}_{1.216}$	$0.280^{+0.106}_{-0.067}$	$0.669^{+0.230}_{-0.145}$	$0.347^{+0.135}_{-0.103}$	0.129*	1.128
H8	$0.694^{+0.247}_{-0.153}$	$1.140^{+0.978}_{-0.463}$	$1.282^{+0.879}_{-0.594}$	$0.556^{+0.294}_{-0.149}$	$1.229^{+0.635}_{-0.322}$	$0.667^{+0.308}_{-0.180}$	0.129*	1.156
H9	$0.357^{+0.057}_{-0.019}$	$20.506^{+51.615}_{-13.025}$	$5.124^{+1.626}_{-1.344}$	$0.555^{+0.202}_{-0.145}$	$0.763^{+0.239}_{-0.165}$	$0.646^{+0.251}_{-0.180}$	0.129*	1.178
H10	$0.521^{+0.128}_{-0.087}$	$3.130^{+3.463}_{-1.446}$	$2.826^{+1.236}_{-1.006}$	$0.398^{+0.130}_{-0.089}$	$0.812^{+0.239}_{-0.160}$	$0.510^{+0.174}_{-0.133}$	0.129*	1.134
H11	$0.381^{+0.051}_{-0.033}$	$29.944^{+85.016}_{-18.150}$	$1.756^{+0.861}_{-0.639}$	$1.290^{+0.873}_{-0.502}$	$2.111^{+1.366}_{-0.725}$	$1.153^{+0.825}_{-0.451}$	0.129*	1.239
H12	$0.381^{+0.010}_{-0.013}$	$317.542^{+127.907}_{-247.451}$	$4.341^{+1.020}_{-0.882}$	$0.905^{+0.360}_{-0.219}$	$1.265^{+0.412}_{-0.250}$	$0.497^{+0.169}_{-0.161}$	0.129*	1.144
H13	$0.434^{+0.032}_{-0.023}$	$125.329^{+38.403}_{-85.631}$	$3.644^{+0.926}_{-0.705}$	$0.938^{+0.309}_{-0.222}$	$1.348^{+0.401}_{-0.291}$	$0.602^{+0.221}_{-0.164}$	0.129*	1.234
H14	$0.502^{+0.034}_{-0.031}$	$101.469^{+26.641}_{-59.758}$	$4.240^{+0.799}_{-0.686}$	$0.792^{+0.249}_{-0.167}$	$1.425^{+0.329}_{-0.264}$	$0.607^{+0.160}_{-0.131}$	0.129*	1.345
H15	$0.567^{+0.043}_{-0.017}$	$39.480^{+34.333}_{-19.496}$	$5.054^{+0.711}_{-0.709}$	$0.703^{+0.189}_{-0.150}$	$0.987^{+0.226}_{-0.174}$	$0.355^{+0.095}_{-0.078}$	0.129*	1.217
H16	$0.616^{+0.053}_{-0.049}$	$22.322^{+21.461}_{-9.779}$	$5.407^{+0.631}_{-0.626}$	$0.365^{+0.132}_{-0.108}$	$0.505^{+0.140}_{-0.124}$	$0.154^{+0.064}_{-0.056}$	$0.179^{+0.104}_{-0.046}$	1.126
H17	$0.551^{+0.048}_{-0.063}$	$6.602^{+5.090}_{-2.909}$	$7.860^{+1.371}_{-0.891}$	$0.143^{+0.069}_{-0.045}$	$0.182^{+0.059}_{-0.042}$	$0.070^{+0.045}_{-0.037}$	$0.284^{+0.128}_{-0.096}$	1.093

* Si bolluğu ortalama CSM değerinde sabit tutulmuştur.

Kalıntının doğu yönünde hesaplanan tayfsal parametreler değerlendirildiğinde; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında dış kısımlarından daha yüksek olduğu, kalıntının orta kısımlarında sıcaklıkların en düşük değerlerde bulunduğu ve dışa doğru yavaşça arttığı görülmektedir. Üst sağ paneldeki salma ölçeği kalıntının geniş band X-ışın şiddetiyle genel olarak uyumludur. Üst orta paneldeki iyonlaşma zaman ölçeğinin merkezden $R \sim 7$" uzaklığına kadar azaldığı, daha sonra artarak $R \sim 15$" uzaklığında en büyük değerlere ulaştığı ve sonrasında tekrar hafifçe azaldığı görülmektedir. Bütün doğrultular için iyonlaşma zaman ölçeğindeki bu benzer yapı kalıntıdaki ters şok varlığına işaret etmektedir. Alt panellerde verilen O, Ne ve Mg bollukları kalıntı boyunca genel olarak CSM bolluk değerlerinden fazla olup, kalıntının dış sınırında CSM bolluklarıyla uyumludur. Element bollukları kalıntı merkezinden $R \sim 14$" uzaklığında en büyük değerlere ulaşmaktadır. Bununla birlikte, #H

doğrultusunda kalıntı merkezindeki O, Ne ve Mg bollukları diğer bölgelere göre aşırılık göstermektedir. Ayrıca Si bolluğu bu doğrultunun dış sınırında ortalama CSM değerinden iki kat yüksektir. Kalıntının geniş band X-ışın şiddet dağılımının tepe noktası, kalıntı merkezine, element bolluk dağılımlarının tepe noktalarından yaklaşık 2" daha yakındır.

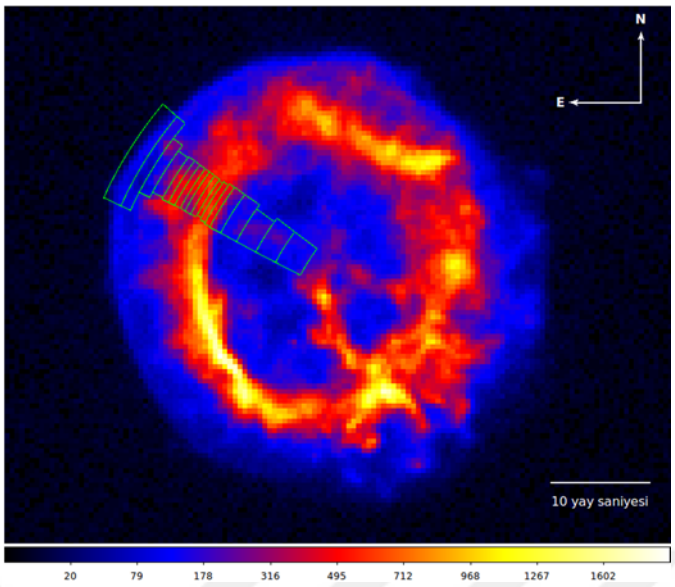


Şekil 4.28: Kalıntının #H doğrultusunda belirlenen 17 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, $n_e t$, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

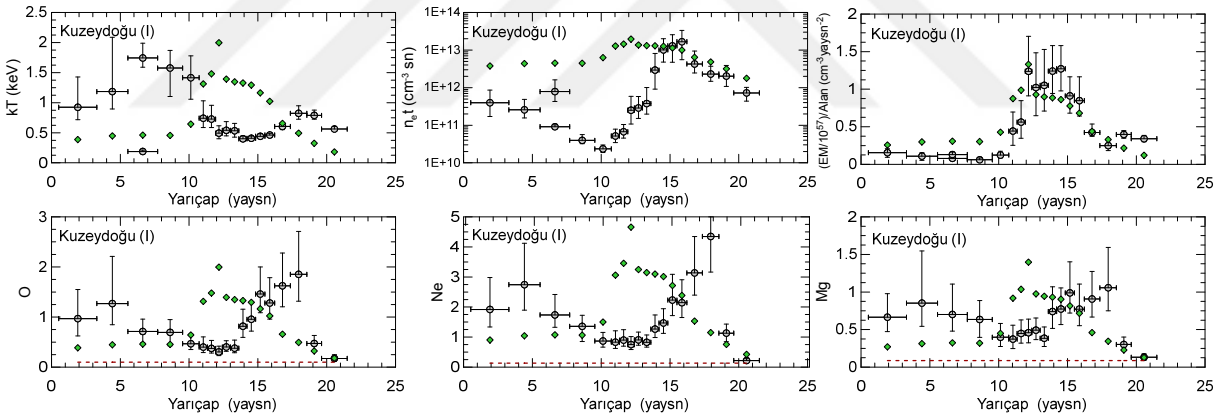
4.2.2.9. #I Doğrultusu (Kuzeydoğu)

Kalıntının kuzeydoğu yönündeki #I doğrultusu üzerinde kalıntı merkezinden dış sınırına kadar yaklaşık 4,500 ile 5,000 X-ışın sayımı içerecek şekilde 18 bölge belirlenmiştir (bkz. Şekil 4.29). Bu bölgeler kalıntının merkezinden dış sınırına doğru I1, I2, …, I18 şeklinde isimlendirilmiştir. Her bir bölgeye *XSPEC* programı kullanılarak X-ışın tayf modeli uygulanmıştır.

Kalıntının kuzeydoğu yönünde belirlenen 18 bölgeden alınan tayflara uygulanan düzlem şok modelleriyle, #I doğrultusu için kalıntının elektron sıcaklığı, salma ölçeği, iyonlaşma zaman ölçeği gibi plazma parametreleriyle O, Ne, Mg (bazı bölgeler için Si) bollukları hesaplanmıştır. X-ışın tayf analizi sonucunda belirlenen tayfsal parametreler Tablo 4.11'de listelenmiş olup, bu parametrelerin radyal profilleri Şekil 4.30'da gösterilmiştir. #I doğrultusu için yapılan tayfsal modeller artıklarıyla birlikte EK – 9'da verilmiştir.



Şekil 4.29: E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinde #I doğrultusunda tayfsal analizlerin yapılabilmesi için seçilen 18 bölge. Yeşil kutular her bir bölgeyi göstermektedir. N; kuzey ve E; doğu yönleridir.



Şekil 4.30: Kalıntının #I doğrultusunda belirlenen 18 bölgeden alınan tayfların analiziyle hesaplanan *kT*, $n_e t$, *EM* parametrelerinin ve O, Ne, Mg bolluklarının radyal profilleri (gri renkli daireler). Yeşil köşegenler kalıntının X-ışın şiddet dağılımını temsil etmektedir. Element bolluklarının gösterildiği panellerde ortalama CSM bollukları, karşılaştırma amacıyla kırmızı kesikli çizgilerle verilmiştir.

Kalıntının kuzeydoğu yönünde hesaplanan tayfsal parametreleri incelendiğinde; üst sol panelde bulunan sıcaklık değerlerinin kalıntının iç kısımlarında genellikle daha yüksek olduğu, kalıntının geniş band X-ışın şiddet değerlerinin yüksek olduğu yerlerde sıcaklığın azaldığı ve dış kısımlara doğru tekrar arttığı görülmektedir. Üst sağ paneldeki salma ölçeğinin dağılımı kalıntının X-ışın şiddet dağılımı ile hemen hemen uyumludur.

Tablo 4.11: E0102'nin #I (kuzeydoğu) yönünde belirlenen 18 radyal bölgeden alınan tayflar için en iyi model sonuçları. I3 bölgesi için uygulanan iki şok bileşenine ait plazma parametreleri (kT, $n_e t$ ve EM) tabloda alt alta bulunmaktadır. Bolluklar Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse, 1989).

Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	χ^2_{red}
I1	$0.924^{+0.503}_{-0.207}$	$3.976^{+4.681}_{-2.275}$	$1.437^{+0.499}_{-0.555}$	$0.968^{+0.582}_{-0.346}$	$1.919^{+1.062}_{-0.580}$	$0.665^{+0.313}_{-0.191}$	0.129*	1.219
I2	$1.184^{+0.904}_{-0.288}$	$2.574^{+2.272}_{-1.010}$	$0.919^{+0.402}_{-0.473}$	$1.270^{+0.940}_{-0.424}$	$2.744^{+1.377}_{-0.848}$	$0.851^{+0.694}_{-0.307}$	0.129*	1.239
I3	$1.744^{+0.237}_{-0.365}$ $0.189^{+0.022}_{-0.017}$	$0.917^{+0.105}_{-0.093}$ $7.846^{+8.347}_{-3.562}$	$0.836^{+0.135}_{-0.108}$ $0.652^{+0.114}_{-0.129}$	$0.713^{+0.246}_{-0.220}$	$1.737^{+0.684}_{-0.407}$	$0.701^{+0.404}_{-0.222}$	0.129*	1.311
I4	$1.576^{+0.293}_{-0.473}$	$0.397^{+0.167}_{-0.076}$	$0.497^{+0.188}_{-0.129}$	$0.694^{+0.254}_{-0.267}$	$1.356^{+0.373}_{-0.502}$	$0.634^{+0.252}_{-0.237}$	0.129*	1.211
I5	$1.414^{+0.365}_{-0.357}$	$0.236^{+0.062}_{-0.046}$	$0.692^{+0.288}_{-0.213}$	$0.468^{+0.188}_{-0.117}$	$0.870^{+0.283}_{-0.202}$	$0.398^{+0.184}_{-0.124}$	0.129*	1.012
I6	$0.742^{+0.290}_{-0.156}$	$0.516^{+0.270}_{-0.171}$	$1.229^{+0.702}_{-0.524}$	$0.400^{+0.204}_{-0.108}$	$0.833^{+0.374}_{-0.207}$	$0.373^{+0.186}_{-0.126}$	0.129*	1.032
I7	$0.728^{+0.230}_{-0.142}$	$0.674^{+0.371}_{-0.219}$	$1.483^{+0.756}_{-0.567}$	$0.375^{+0.158}_{-0.092}$	$0.899^{+0.344}_{-0.204}$	$0.448^{+0.180}_{-0.129}$	0.129*	1.091
I8	$0.493^{+0.122}_{-0.093}$	$2.503^{+3.343}_{-1.427}$	$2.406^{+1.357}_{-0.953}$	$0.305^{+0.113}_{-0.075}$	$0.751^{+0.263}_{-0.165}$	$0.459^{+0.179}_{-0.134}$	0.129*	1.092
I9	$0.541^{+0.144}_{-0.093}$	$2.883^{+2.928}_{-1.368}$	$2.726^{+1.238}_{-0.999}$	$0.402^{+0.124}_{-0.087}$	$0.908^{+0.260}_{-0.174}$	$0.492^{+0.163}_{-0.125}$	0.129*	1.034
I10	$0.533^{+0.124}_{-0.105}$	$3.758^{+6.317}_{-1.779}$	$2.858^{+1.305}_{-0.932}$	$0.380^{+0.161}_{-0.091}$	$0.827^{+0.243}_{-0.165}$	$0.384^{+0.152}_{-0.109}$	0.129*	1.119
I11	$0.399^{+0.048}_{-0.032}$	$29.371^{+51.861}_{-20.263}$	$3.441^{+0.934}_{-0.828}$	$0.817^{+0.338}_{-0.222}$	$1.267^{+0.473}_{-0.282}$	$0.741^{+0.327}_{-0.225}$	0.129*	1.291
I12	$0.408^{+0.038}_{-0.019}$	$100.719^{+32.265}_{-52.864}$	$3.764^{+0.919}_{-0.867}$	$0.955^{+0.348}_{-0.235}$	$1.468^{+0.475}_{-0.344}$	$0.774^{+0.282}_{-0.205}$	0.129*	1.123
I13	$0.441^{+0.042}_{-0.024}$	$129.101^{+20.743}_{-81.617}$	$2.912^{+0.807}_{-0.733}$	$1.459^{+0.542}_{-0.372}$	$2.231^{+0.858}_{-0.513}$	$0.988^{+0.414}_{-0.268}$	0.129*	1.125
I14	$0.463^{+0.030}_{-0.021}$	$166.818^{+100.984}_{-111.414}$	$2.961^{+1.110}_{-0.711}$	$1.280^{+0.508}_{-0.319}$	$2.144^{+0.767}_{-0.494}$	$0.771^{+0.332}_{-0.220}$	$0.337^{+0.317}_{-0.235}$	1.236
I15	$0.603^{+0.064}_{-0.053}$	$42.555^{+51.026}_{-18.029}$	$2.309^{+0.611}_{-0.277}$	$1.624^{+0.652}_{-0.421}$	$3.135^{+1.213}_{-0.736}$	$0.907^{+0.367}_{-0.239}$	$0.244^{+0.240}_{-0.184}$	1.453
I16	$0.823^{+0.126}_{-0.099}$	$23.067^{+13.961}_{-8.247}$	$1.849^{+0.487}_{-0.495}$	$1.852^{+0.856}_{-0.536}$	$4.345^{+2.149}_{-1.183}$	$1.057^{+0.535}_{-0.308}$	0.129*	1.216
I17	$0.790^{+0.086}_{-0.064}$	$20.315^{+18.907}_{-9.447}$	$4.451^{+0.591}_{-0.574}$	$0.473^{+0.161}_{-0.144}$	$1.130^{+0.303}_{-0.284}$	$0.302^{+0.098}_{-0.085}$	0.129*	1.245
I18	$0.563^{+0.042}_{-0.041}$	$7.269^{+2.845}_{-2.897}$	$6.833^{+0.897}_{-0.824}$	$0.174^{+0.073}_{-0.052}$	$0.221^{+0.063}_{-0.049}$	$0.132^{+0.047}_{-0.042}$	0.129*	1.113

* Si bolluğu ortalama CSM değerinde sabit tutulmuştur.

Kalıntı merkezinden itibaren $R \sim 10$" uzaklığına kadar yavaşça azalan iyonlaşma zaman ölçeği, daha sonra ani bir şekilde artarak $R \sim 17$" uzaklığında en büyük değerlere ulaşmakta ve sonra tekrar hafifçe azalmaktadır (bkz. Şekil 4.30; üst orta panel). Element bollukları kalıntı merkezinden $R \sim 11$" uzaklığına kadar azalmakta daha sonra artıp $R \sim 17$" civarında en büyük değerlere ulaşmaktadır (bkz. Şekil 4.30; alt panel). O, Ne ve Mg bollukları doğrultu boyunca genel olarak CSM bolluk değerlerinden fazla olup, kalıntının dış sınırında CSM bolluklarıyla uyumludur. #I doğrultusunda element bollukları kalıntı merkezine doğru geniş band X-ışın şiddet dağılımına göre çok daha dik bir şekilde azalmaktadır.

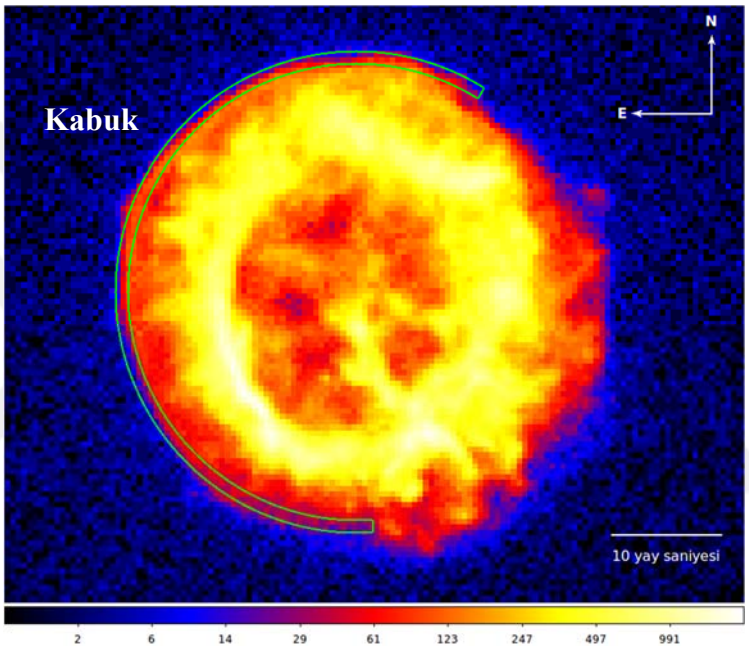
4.3. SÜPERNOVA DİNAMİKLERİ

Süpernova patlamasıyla yıldızlararası ortama doğru ilerleyen bir şok dalgası oluşur ve bu şok çevresel maddeyi süpürür. Zamanla süpürülen maddenin kütlesi patlamayla atılan maddenin kütlesiyle karşılaştırılabilir düzeye ulaşır. Süpürülen madde miktarı arttıkça içeriye doğru ters şok dalgası oluşur. Kalıntı bu safhada Bölüm 2.3'te detaylı bir şekilde bahsedilen Sedov – Taylor evresindedir. Bu evrede kabuktaki malzemenin yaydığı enerji, kabuğun iç enerjisiyle kıyaslandığında çok küçüktür. Bu sebeple genişleme adyabatik sayılabilir. Genişleme miktarı, patlamada ortaya çıkan toplam enerjiye (E_0) ve yıldızlararası ortamın yoğunluğuna (ρ) bağlıdır.

E0102, Küçük Macellen Bulutsusu'nda bulunan genç bir süpernova kalıntısıdır. Kalıntının yaşı, Tuohy ve Dopita (1983) ile Hughes ve diğ. (2000) tarafından yaklaşık 1,000 yıl olarak hesaplanmış, Finkelstein ve diğ. (2006) ise yaşı 2,000 yıl olarak vermiştir. Kalıntıda ters şok varlığı Gaetz ve diğ. (2000) tarafından ortaya konmuştur. Kalıntı evrimsel olarak göz önünde tutulduğunda Sedov – Taylor evresi denilen II. evrim safhasında incelenebilir.

E0102'nin patlama enerjisi, yaşı, şok hızı gibi dinamik özelliklerini hesaplamak için Bölüm 3.5'te detaylı bir şekilde bahsedilen Sedov – Taylor çözümü uygulandı. Bu yöntemin uygulanabilmesi için öncelikle öncü şok tarafından ısıtılan CSM'nin sıcaklık ve salma ölçeğinin bilinmesi gerekmektedir. Bu fiziksel parametrelerin belirlenmesi için kalıntının dış sınırından bir kabuk bölgesi belirlenmelidir. Hatırlanacağı gibi E0102'nin detaylı X-ışın tayf analizi yapılırken, kalıntı için CSM bölgeleri belirlenmiş ve bu gölgelerin tayfsal parametreleri hesaplanmıştı. Ancak Sedov – Taylor çözümünde ışınım yayan hacmin hesaplanmasını kolaylaştırmak amacıyla daha önce belirlenen kabuk bölgeleri yerine, kalıntının dış sınırındaki homojen bölgeleri içeren ince bir halka dilimi şeklinde yeni bir bölge belirlenmiştir (Şekil 4.31). Belirlenen kabuk bölgesinin tayfı alınarak, bu tayfa düzlem şok modeli uygulanmış ve salma ölçeği $EM = 2.2\times10^{58}$ cm^{-3} olarak hesaplanmıştır. Salma ölçeği ortamdaki elektron (n_e) ve hidrojen (n_H) yoğunluklarıyla X-ışın yayılım hacminin (V) çarpılmasıyla ifade edilir ($EM=n_e\, n_H\, V$; Park ve diğ., 2009). Işınım yayan uzay hacmimin ve salma ölçeğinin bilinmesi durumunda ortamdaki elektron ve hidrojen yoğunlukları belirlenebilir. Seçilen kabuk bölgesinin hacmi hesaplanırken, kalıntı diliminin alanı dilimin kalınlığıyla çarpılmıştır. Bu yol ile X-ışın yayılım hacmi $V\sim6.85\times10^{55}$ cm^3 olarak hesaplanmıştır. Bu hesaplama yapılırken seçilen bölgenin X-ışın yayılım hacminin, görüş doğrultusu boyunca, 0.3 pc yol uzunluğuna (kabaca seçilen kabuk bölgesinin açısal kalınlığına 60 kpc uzaklık için uygun olarak) sahip

olduğu dikkate alınmıştır. Adyabatik genişleme evresinde bulunan kalıntı dikkate alındığında, normal bir kimyasal kompozisyonda ortalama yük durumunun $n_e \sim 1.2n_H$ ve güçlü bir adyabatik şok için $n_H = 4N_0$ olduğu kabul edilebilir. Bu durumda hidrojen sayı yoğunluğu $N_0 = 0.25 \times \sqrt{EM/1.2V}$ olur. CSM'den hesaplanan veriler hidrojen sayı yoğunluğu bağıntısına yerleştirildiğinde N_0 = 4.05 cm^{-3} bulundu. Hesaplanan sayı yoğunluğu değerini proton kütlesiyle çarparak ($\rho = N_0 \times m_p$) ortalama yoğunluk $\rho = 6.78\times10^{-24}$ gr cm^{-3} olarak hesaplandı.



Şekil 4.31: E0102 kalıntısının geniş band görüntüsü üzerinde belirlenen CSM bölgesi yeşil çizgiyle gösterilmiştir. Şekilde N ve E harfleri, sırasıyla, kuzey ve doğu yönlerini gösterir.

Bölüm 3.5'te bahsedilediği gibi iyonize plazma sıcaklığı, ortamın ortalama molekül ağırlığına ve şok hızına doğrudan bağlıdır. Tez çalışmasında kabuk bölgesine yapılan tayfsal modelleme sonucu elektron sıcaklığı $T \cong 0.60$ keV olarak hesaplanmıştır. Ortamın ortalama molekül ağırlığı ($\mu \cong 1\times10^{-24}$ gr) ve elektron sıcaklığı ($T \cong 0.60$ keV) bağıntı (3.7)'de yerine konarak kalıntının şok hızı $V_s \cong 714$ km/sn olarak belirlenmiştir. E0102'in Sedov yaşını belirlemek için bağıntı (3.5) kullanılmıştır. Bağıntıdan da görüleceği gibi öncelikle süpernova kalıntısının fiziksel büyüklüğünün belirlenmesi gerekmektedir. E0102'nin geniş band görüntüsü üzerinden SAO DS9 programı kullanılarak kalıntının açısal yarıçapı $r \cong 22"$ olarak belirlenmiştir. SMC'nin yaklaşık 60 kpc uzaklıkta bulunduğu dikkate alınarak kalıntının fiziksel yarıçapı r = 6.40 pc olarak hesaplanmıştır. Kalıntının şok hızı ve yarıçapı kullanılarak bağıntı (3.5)

yardımıyla kalınıtının yaşı $t \cong 3{,}500$ yıl olarak tayin edilmiştir. Son olarak, E0102'nin patlama enerjisi (E_0), kalıntının yarıçapı (r = 6.40 pc), yaşı (t = 3,500 yıl) ve ortam yoğunluğu ($\rho = 6.78\times10^{-24}$ gr cm^{-3}) kullanılarak bağıntı (3.6) vasıtasıyla $E_0 = 1.79 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır.

4.4. ATA YILDIZIN KÜTLESİ

E0102'nin ata yıldızının kütlesini tayin edebilmek için gözlenen element bollukları ve patlama enerjisine ihtiyaç vardır. Bu hesaplamanın yapılması için Bölüm 3.5'de bahsedilen Nomoto ve diğ.'nin (2006) çalışması dikkate alınmıştır. Bu çalışmada süpernova patlamalarıyla oluşan farklı element bollukları, ata yıldızın kütlesi, patlama enerjisi (E_0) ve ağır element bolluklarına (Z) bağlı olarak verilmiştir. Nomoto ve diğ.'nin (2006) çalışmasındaki element bollukları Güneş kütlesi birimindedir.

Bu doktora tez çalışmasında gerçekleştirilen tayfsal modellerdeki bolluklar Anders ve Grevesse (1989) tarafından hesaplanan Güneş bolluklarına göre elde edilmiştir. Anders ve Grevesse (1989) çalışmasında Güneş bolluklarını hidrojene (log N_H=12) göre logaritmik ölçekte (dex) vermiştir (A_{El}=log[N_{El}/N_H] + 12). *XSPEC* programında bolluklar için farklı çalışmalardan elde edilen değerler derlenmiş ve bu bolluk değerleri göreli hidrojen sayısı cinsine çevrilmiştir. Her bir çalışma için bolluklardaki dönüşüm katsayılarına *XSPEC* web sayfasından[29] ulaşılabilir. Tablo 4.12'de programın bolluk değerleri için kullandığı kaynaklar ve dönüşüm katsayıları verilmiştir.

Nomoto ve diğ. (2006) tarafından Güneş kütlesi biriminde verilen bolluk değerleriyle bu doktora tez çalışmasında *XSPEC* programı kullanılarak göreli hidrojen sayısı cinsinden elde edilen bollukları karşılaştırabilmek için bazı dönüşümlerin yapılması gerekmiştir. Karşılaştırma için X-ışın tayf modellemesi sonucunda elde edilen O, Ne ve Mg bollukları Tablo 4.12'de Anders ve Grevesse (1989) tarafından verilen, sırasıyla, 8.51×10^{-4}, 1.23×10^{-4}, 3.80×10^{-5} katsayıları ile çarpıldı. Bununla birlikte, Nomoto ve diğ. (2006) tarafından Güneş kütlesi cinsinden verilen bolluklar ilgili atomun kütle numarasına bölündü (O: 16; Ne: 20.2; Mg: 24.3). Bu dönüşüm işleminden sonra bu tez çalışmasından hesaplanan [O/Ne], [Ne/Mg] ve [O/Mg]

[29] https://heasarc.nasa.gov/xanadu/xspec/xspec11/manual/node33.html

oranları Nomoto ve diğ. (2006) oranlarıyla karşılaştırıldı. Karşılaştırmalar yapılırken, süpernova patlama enerjisi (normal süpernova patlaması; $E_0 = 10^{51}$ erg) ve ağır element bolluğu (Z = 0.020 ve Z=0.004) dikkate alınmıştır. Bu çalışmada E0102'nin patlama enerjisi $E_0 = 1.79 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştı, ancak SMC'nin ortalama ağır element bolluğuna dair literatürde detaylı bir çalışma bulunmadığından SMC Güneş bolluğunda kabul edilmiştir. Tablo 4.13'te Nomoto ve diğ. (2006) ile bu çalışmada hesaplanan [O/Ne], [Ne/Mg] ve [O/Mg] bolluk oranlarının farklı ata kütleleri için karşılaştırılması verilmiştir. Tez çalışmasında tayfsal modellemeyle hesaplanan ve normalize edilen [O/Ne], [Ne/Mg] ve [O/Mg] element bolluklarının ortalama değerleri ve değişim aralıkları Tablo 4.13'ün son iki sütununda verilmiştir. Bu değerler ile Nomoto ve diğ.'nin (2006) bolluk oranları karşılaştırıldığında, E0102'in ata yıldız kütlesinin 30 ile 40 $M_\odot$ aralığında bulunduğu ve sonuçların 40 $M_\odot$ ile daha uyumlu olduğu söylenebilir.

Tablo 4.12: XSPEC programında plazma emisyonu ve fotoelektrik soğurma modelleri için kullanılan bolluklar. angr; Anders ve Grevesse (1989), feld; Feldman (1992), aneb; Anders ve Ebihara (1982), grsa; Grevesse ve Sauval (1998), wilm; Wilms, Allen ve McCray (2000), lodd; Lodders (2003). Tüm bolluklar hidrojene göre sayıca verilmiştir. Tüm bolluklar göreli hidrojen cinsindendir.

Element	angr	feld	aneb	grsa	wilm	lodd
H	1.00e+0	1.00e+0	1.00e+0	1.00e+0	1.00e+0	1.00e+0
He	9.77e-2	9.77e-2	8.01e-2	8.51e-2	9.77e-2	7.92e-2
Li	1.45e-11	1.26e-11	2.19e-9	1.26e-11	0.00	1.90e-9
B	1.41e-11	2.51e-11	2.87e-11	2.51e-11	0.00	2.57e-11
Be	3.98e-10	3.55e-10	8.82e-10	3.55e-10	0.00	6.03e-10
C	3.63e-4	3.98e-4	4.45e-4	3.31e-4	2.40e-4	2.45e-4
N	1.12e-4	1.00e-4	9.12e-5	8.32e-5	7.59e-5	6.76e-5
O	8.51e-4	8.51e-4	7.39e-4	6.76e-4	4.90e-4	4.90e-4
F	3.63e-8	3.63e-8	3.10e-8	3.63e-8	0.00	2.88e-8
Ne	1.23e-4	1.29e-4	1.38e-4	1.20e-4	8.71e-5	7.41e-5
Na	2.14e-6	2.14e-6	2.10e-6	2.14e-6	1.45e-6	1.99e-6
Mg	3.80e-5	3.80e-5	3.95e-5	3.80e-5	2.51e-5	3.55e-5
Al	2.95e-6	2.95e-6	3.12e-6	2.95e-6	2.14e-6	2.88e-6
Si	3.55e-5	3.55e-5	3.68e-5	3.35e-5	1.86e-5	3.47e-5
P	2.82e-7	2.82e-7	3.82e-7	2.82e-7	2.63e-7	2.88e-7
S	1.62e-5	1.62e-5	1.89e-5	2.14e-5	1.23e-5	1.55e-5
Cl	1.88e-7	1.88e-7	1.93e-7	3.16e-7	1.32e-7	1.82e-7
Ar	3.63e-6	4.47e-6	3.82e-6	2.51e-6	2.57e-6	3.55e-6
K	1.32e-7	1.32e-7	1.39e-7	1.32e-7	0.00	1.29e-7
Ca	2.29e-6	2.29e-6	2.25e-6	2.29e-6	1.58e-6	2.19e-6
Sc	1.26e-9	1.48e-9	1.24e-9	1.48e-9	0.00	1.17e-9
Ti	9.77e-8	1.05e-7	8.82e-8	1.05e-7	6.46e-8	8.32e-8
V	1.00e-8	1.00e-8	1.08e-8	1.00e-8	0.00	1.00e-8
Cr	4.68e-7	4.84e-7	4.93e-7	4.68e-7	3.24e-7	4.47e-7
Mn	2.45e-7	2.45e-7	3.50e-7	2.45e-7	2.19e-7	3.16e-7
Fe	4.68e-5	3.24e-5	3.31e-5	3.16e-5	2.69e-5	2.95e-5
Co	8.60e-8	8.60e-8	8.27e-8	8.32e-8	8.32e-8	8.13e-8
Ni	1.78e-6	1.78e-6	1.81e-6	1.78e-6	1.12e-6	1.66e-6
Cu	1.62e-8	1.62e-8	1.89e-8	1.62e-8	0.00	1.82e-8
Zn	3.98e-8	3.98e-8	4.63e-8	3.98e-8	0.00	4.27e-8

Tablo 4.13: Nomoto ve diğ. (2006) ile bu çalışmada hesaplanan [O/Ne], [Ne/Mg] ve [O/Mg] bolluk oranlarının farklı ata kütleleri için karşılaştırılması. Karşılaştırmalar çekirdek çökmesi sonucu oluşan normal süpernovalar ($E_0 = 1 \times 10^{51}$ erg) ve iki farklı ağır element bolluğu (Z) için yapılmıştır.

$M/M_\odot$	13	15	18	20	25	30	40	Hesaplanan Ortalama Bolluk Oranı	Değer Aralığı
E_0=1, Z=0.02									
[O/Ne]	7.932	6.033	6.524	3.365	3.478	4.339	4.187	3.629	2.300 - 6.028
[Ne/Mg]	1.656	1.076	1.740	6.620	4.707	5.996	8.576	8.194	4.985 - 13.648
[O/Mg]	13.138	6.492	11.354	22.272	16.372	26.013	35.911	29.380	17.185 - 49.956
E_0=1, Z=0.004									
[O/Ne]	3.682	2.973	3.289	4.530	3.387	6.454	5.345	3.629	2.300 - 6.028
[Ne/Mg]	3.625	0.200	3.472	3.453	4.234	5.171	5.967	8.194	4.985 - 13.648
[O/Mg]	13.350	0.594	11.418	15.644	14.340	33.371	31.898	29.380	17.185 - 49.956

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

Bu doktora tez çalışmasında, SMC'deki en genç ve en parlak çekirdek çökmesi süpernova kalıntısı olan E0102'nin yüksek uzaysal çözünürlüğe sahip *Chandra* ACIS arşiv verileri incelenerek detaylı bir X-ışın tayf analizi yapılmıştır. E0102'nin yüksek çözünürlüklü tayfsal analizi, kalıntının fiziksel özelliklerinin ve kimyasal yapısının konumsal olarak tespit edilmesi ve böylece ata yıldızın doğasının, patlama özelliklerinin ve SNR dinamiklerinin ortaya çıkarılması açısından önemlidir. Kalıntının detaylı şekilde araştırılabilmesi için gereken yüksek foton istatistiklerinin sağlanması amacıyla *Chandra* ACIS-S3 dedektörüyle 14 yıllık bir sürede elde edilen 20 gözlem verisi toplanmıştır (bkz. Tablo 3.1). *Chandra* arşivinden alınan verilerin her birine ilk olarak ön indirgeme işlemi uygulanmış ve veriler aletsel etkilerden arındırılmıştır. Daha sonra verilerdeki arka plan parlamaları ve kozmik ışınlar temizlenmiştir.

Kalıntının görsel özelliklerini ayrıntılı şekilde tespit etmek amacıyla, aletsel etkilerden arındırılan ve kozmik ışınlardan temizlenen 20 *Chandra* arşiv verisi birleştirilerek E0102 için geniş band, üç renk ve sertlik oranı görüntüleri oluşturulmuştur. Bu görüntülerin oluşturulmasıyla E0102 süpernova kalıntısının genel gözlemsel özellikleri X-ışınlarında ortaya konmuştur.

5.1. X-IŞIN GÖRÜNTÜLERİ

E0102'in 0.3 – 7 keV enerji aralığında oluşturulmuş geniş band görüntüsü dikkate alındığında kalıntının dış sınırının hemen hemen küresel bir yapıda olduğu söylenebilir. Ancak, X-ışınımlarının özellikle kalıntının merkezinden belirli bir uzaklıkta bulunan halka benzeri bir yapıdan geldiği görülmektedir (bkz. Şekil 4.1). Parlak kalıntı halkasının ötesine uzanan, şoka uğramış çevresel maddeden gelen X-ışın salması oldukça sönüktür. Halkanın iç sınırında, parlaklıkta keskin bir düşüş görülmektedir. Bu durum, daha önce öngörülmüş küresel kabuk yerine gerçek bir halka-benzeri yapı önerilmesine sebep olmuştur (Hughes, 1994). Optik bölgede yapılan bazı çalışmalar da atılan maddenin yoğun bir halka yapısında olduğunu önermektedir (Blair ve diğ., 2000). Güneybatı kısımda, kalıntı merkeziyle halka yapısı arasında kalan bölgeden de şiddetli X-ışınımı gelmektedir. Süpernova kalıntısının doğu kısımlarındaki dış sınır oldukça keskin bir yapıya sahipken, güney ve batı kısımları daha yaygındır ve bu bölgelerde asimetrik yapıların olduğu göze çarpmaktadır.

E0102'in üç renk görüntüsünde kalıntının dış sınırı genel olarak küresel bir yapıya sahipken, X-ışınlarının daha çok merkezi bölgeden ve merkezden belirli bir uzaklıktaki halka benzeri yapıdan geldiği görülmektedir. Halka yapısının iç kısımlarından yumuşak (kırmızı) X-ışınımları, dış kısımlarından sert (mavi) X-ışınımları gelirken, kalıntının merkezi kısmındaki küçük bir bölgeden de sert X-ışınımı alınmıştır (bkz. Şekil 4.2). Halka yapısının doğu kısmındaki dış sınır keskin bir yapıda iken, batıdaki dış sınır daha yaygındır ve bu bölgede asimetrik yapılar görülmektedir. Ayrıca halka ile merkezi bölge arasında dört ana ipliksi yapının bulunduğu göze çarpmaktadır.

E0102'in sertlik oranı görüntüsü incelendiğinde dış sınırın diğer görüntülerde olduğu gibi hemen hemen küresel bir yapıda olduğu görülmektedir. X-ışınları daha çok merkezi bölgeden ve merkezden belirli bir uzaklıktaki halka benzeri bir yapıdan gelmektedir. Halka yapısının iç kısımlarından yumuşak X-ışınımları, dış kısımlarından sert X-ışınımları gelirken, kalıntının merkezinden de sert X-ışınımı alınmaktadır (bkz. Şekil 4.2). Ayrıca süpernova kalıntısının dış sınırında genellikle ince bir kısmından yumuşak X-ışınımı gelmektedir. Kalıntı merkeziyle halka yapısı arasındaki bölge dikkate alındığında doğu kısımdan, batı kısma göre daha yumuşak X-ışınımının geldiği görülmektedir.

E0102 kalıntısındaki element bolluğu dağılımını genel hatlarıyla belirleyebilmek için kalıntı tayfında görülen O-Heα, O-Lyα, Ne-Heα, Ne-Lyα, Mg-Heα ve Si-Heα çizgilerinin eşdeğer genişlik haritaları oluşturuldu. Bu haritalar göz önünde tutulduğunda; O-Heα, O-Lyα'ya göre daha içeride baskın olduğu, Ne-Heα ve Ne-Lyα çizgileri için de benzer bir durumun söz konusu olduğu söylenebilir. Bu durum kalıntı merkezine doğru ilerleyen ters şok iyonizasyonunun sonucudur. E0102 için ters şok varlığı, Gaetz ve diğ. (2000) tarafından X-ışın bölgesinde yapılan bir çalışma ile de ortaya konmuştur. O-Heα bolluğu özellikle kalıntının merkezi kısmının doğu tarafında fazlayken, Ne-Heα bolluğu ise kalıntının güneyi ile doğusu arasındaki bölgede rölatif olarak daha fazladır. Halka yapısı şeklinde kendini gösteren Ne-Lyα bolluğu simetrik değildir ve kalıntının batı dış sınırında aşırı bolluk sergilemektedir. Mg-Heα bolluğu kalıntının merkezinden belli bir uzaklıkta geniş bir halka yapısında yoğunlaşmıştır. Mg-Heα bolluğu halka yapısının kuzeybatı kısımlarının aksine, güneybatı bölgesinde fazladır. Kalıntıdaki Si bolluğunun dağılımı incelendiğinde, diğer elementlerde (O, Ne ve Mg) görülen halka benzeri yapının Si için görülmediği ve bu elementin özellikle kalıntının kuzey yarım küresinde oldukça baskın olduğu dikkat çekicidir. Ayrıca kalıntının batı doğrultusunda dış

kısımlarda Si bolluk fazlalığı görülmektedir. Genel olarak, tüm element bolluk haritaları göz önünde tutulduğunda, kalıntıdaki element bolluk dağılımının simetrik olmadığı ve farklı bölgelerde yoğunlaştığı görülmektedir.

E0102'nin gözlemsel özellikleri belirlenip, element bolluk dağılımıyla ilgili genel fikir edinmek amacıyla eşdeğer genişlik haritaları oluşturulduktan sonra, kalıntının detaylı X-ışın tayf analiz işlemine başlanmıştır.

5.2. TAYFSAL ANALİZLER

E0102'nin literatürde detaylı bir X-ışın tayf analizinin olmaması ve kalıntının *Chandra* X-ışın Uzay Teleskobu için kalibrasyon cismi olması nedeniyle *Chandra* arşivinde zengin bir veri setinin bulunması, bu doktora tez çalışmasının en önemli motivasyonlarındandır. Kalıntının literatürde konumsal çözünürlüklü tayfsal analizi bulunmadığından bu çalışmada elde edilen detaylı bulgular kendi içinde değerlendirilip tartışılacaktır.

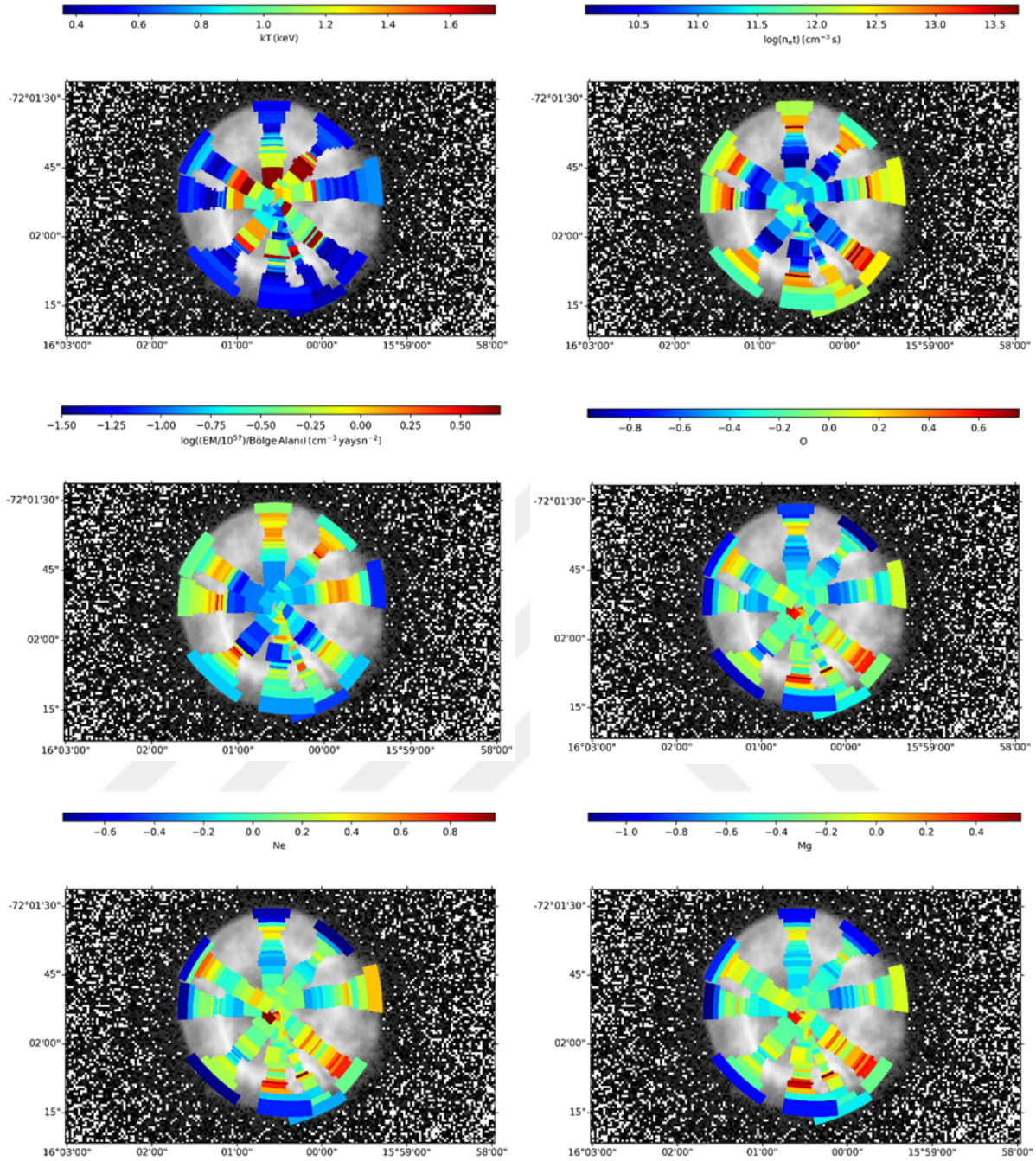
5.2.1. Patlamayla Atılan Maddenin Özellikleri

Chandra arşivinden alınan yüksek uzaysal çözünürlüklü verilerin birleştirilmesiyle oluşturulan geniş band görüntüsü üzerinde dokuz farklı doğrultuda toplamda 180 bölge belirlendi ve bu bölgelerden alınan X-ışın tayflarına tek bileşenli düzlem şok modeli uygulandı. Böylece, kalıntının plazma parametreleri ve element bollukları konumsal olarak X-ışınlarında ilk kez ölçülmüş oldu. Her bir tayfsal analiz sonucunda hesaplanan plazma parametreleri (kT, EM, $n_e t$) ve element bolluk (O, Ne, Mg) değerleri, kalıntının geniş band görüntüsü üzerinde renk ölçekleriyle Şekil 5.1'de gösterilmiştir.

Tayfsal analizler kalıntı üzerindeki hemen hemen tüm doğrultular için kalıntının iç kısımlarının dış kısımlardan daha sıcak olduğunu göstermektedir (Şekil 5.1 üst sol panel). Sıcaklıklar genellikle kalıntı merkezinden $R \sim 10'' - 14''$ civarı uzaklığa kadar göreli olarak daha yüksek olup, bu uzaklık aralığından sonra düşmekte ve daha sonra yavaşça tekrar artmaktadır. Kalıntının göreli olarak sert X-ışınımlarının alındığı merkezi bölgesi ve geniş band görüntüsündeki parlak halka yapısının dış kısımları için belirlenen sıcaklıklar genellikle parlak halkanın iç kısımlarındakilerden daha yüksektir.

Dokuz farklı radyal doğrultudaki tayfsal analiz sonuçları incelendiğinde, tüm radyal doğrultular için iyonlaşma zaman ölçeğinin (n_et) genel olarak kalıntının merkezinden 15" < R < 19" uzaklığında en büyük değerlere ulaştığı ve içeriye doğru (R ~ 10" civarına kadar) azaldığı görülmektedir. Genel olarak kalıntı merkezinden 20" ve ötesi uzaklıkta iyonlaşma zaman ölçeği azalmaktadır. Kalıntı merkezinden yaklaşık 10" – 19" uzaklık aralığı parlak halka bölgesine karşılık gelmektedir. İyonlaşma zaman ölçeğindeki genel yapı, kalıntıda ters şok varlığını işaret etmektedir. Gaetz ve diğ. (2000) tarafından yapılan ve tüm SNR üzerinden integre edilen çizgilerin radyal profilleriyle akı şiddetlerinin değerlendirilmesine dayanan çalışmada da ters şok varlığı doğrulanmaktadır.

E0102 üzerinde belirlenen 180 bölge için tayfsal analiz ile hesaplanan salma ölçekleri, kalıntının geniş band X-ışın şiddetleriyle karşılaştırılabilmesi amacıyla her bir bölgenin alanına bölünmüş ve sonuçlar Şekil 5.1'in sol orta panelinde gösterilmiştir. Salma ölçeği, geniş band şiddet dağılımıyla uyumlu olarak, kalıntı merkezinden yaklaşık 14" – 15" uzaklıkta en büyük değere ulaşmakta ve daha sonra kalıntı merkezine doğru dik bir şekilde azalmaktadır. Element bollukları dikkate alındığında, bollukların genel olarak kalıntı merkezinden 20" uzaklıkta CSM değerlerine düştüğü, merkezden 19" uzaklıktan 15" – 16" uzaklığa kadar hızlı bir şekilde arttığı (CSM değerlerinin ~10 – 15 katı) ve daha sonra içe doğru göreli olarak düşük değerlere sahip olduğu görülmektedir (CSM değerlerinin ~3 – 4 katı). Element bolluk dağılımındaki genel yapı, atılan madde ile çevresel madde arasındaki sınırı teşkil eden değme süreksizliğinin, parlak halka yapısının dış sınırı ile hemen hemen uyumlu olarak, kalıntı merkezinden yaklaşık 19" uzaklıkta bulunduğunu göstermektedir. Tayfsal parametrelerin bu radyal yapılarını standart çekirdek-zarf modellerine dayanarak açıklamak oldukça zordur. Chevalier (1982) tarafından, çevresel rüzgarlar ile atılan madde zarfının etkileşimini tanımlayan bir analitik çözüm oluşturulmuş ve şoka uğramış çevresel madde ile atılan madde gazının değme süreksizliğinde yoğunluk zirvesine sahip oldukları belirtilmiştir. Böyle bir davranış sayısal simülasyonlarla da türetilmiştir (Dwarkadas, 2005; 2007). Bu standart SNR modelleri tayfsal analiz sonuçlarımızı açıklamak için yeterli değildir. Analiz sonuçlarımız, E0102'nin tekdüze bolluk dağılımına sahip basit bir küserel kabuk şeklinde olmadığını göstermektedir. Hughes ve diğ. (1994) ve Flanagan ve diğ. (2004) tarafından yapılan çalışmalar da kalıntının tekdüze bolluk dağılımına sahip basit bir küresel kabuk olmadığına işaret etmektedir. Görünüşe bakılırsa, halka benzeri kalıntı morfolojisi, karmaşık üç boyutlu SNR'nin sadece bir yansımasıdır.



Şekil 5.1: X-ışın tayf analizleriyle hesaplanan plazma parametrelerinin (kT, EM, $n_e t$) ve element bolluklarının (O, Ne, Mg) kalıntının geniş band görüntüsü üzerinde renk ölçekleriyle verilen dağılımları. Sıcaklık sol üst panelde, iyonlaşma zaman ölçeği sağ üst panelde, salma ölçeği sol orta panelde, O bolluk dağılımı sol orta panelde, Ne ve Mg bolluk dağılımları da, sırasıyla, sol ve sağ alt panellerde gösterilmiştir. Bolluklar logaritmik ölçekte verilmiştir.

CSM'deki kompleks yapılar şoka uğramış artığın yapısını etkilemiş olabilir. Örneğin, sayısal simulasyonlar gösteriyor ki, dış patlama dalgası yoğun bir rüzgar kabuğuyla karşılaştığında, yansıyan bir şok gelişir (Dwarkadas, 2005). SNR merkezine doğru zıt yönde yayılan böyle bir şok, içeriye doğru artan bir yoğunluk yapısı üretebilir. Yoğun kabuk içine geçen şok, şoka uğramış CSM'nin X-ışın salma gücünü arttıracaktır. Güneybatıdaki sönük ve yaygın dış sınırın aksine, kuzeydoğu sınırındaki kenar-parlaklığı (bkz. Şekil 4.1 ve Şekil 4.2), patlama dalgası ve yoğun rüzgar kabuğu arasındaki böyle bir etkileşimi akla getirebilir. Alternatif olarak, şoka uğramış atılan maddenin standart olmayan yapısı, bir üç boyutlu halka yapısı (Hughes, 1994) veya Fe-Ni kabarcığı gibi (Chevalier, 2005), atılan maddenin doğasında olan bir karmaşıklıktan kaynaklanabilir. Tayfsal analizlerimiz atılan madde halkasının en içteki bölgelerinin daha düşük iyonlaşma zaman ölçekleri ile dış bölgelerden daha sıcak olduğunu göstermektedir (bkz. Şekil 5.1 üst panel). Bu durum ters şokun, atılan madde halkasını çevreleyen tahmini düşük-yoğunluklu gaz veya Fe-Ni kabarcığının iç kısmı olabilen, SNR merkezi yakınındaki düşük yoğunluklu bir bölgeye doğru yayıldığını göstermektedir.

Kalıntı üzerinde bölgesel olarak analiz edilen tayfların element bolluk dağılımları incelendiğinde, bollukların yarıçap (R) boyunca sabit olmadığı, genel olarak SNR merkezinden $R \sim 10'' - 11''$ civarına kadar azaldığı, daha sonra hızlıca artarak $R \sim 15'' - 16''$ civarında en büyük değerlere ulaştığı ve sonrasında da tekrar azalmaya başladığı görülmektedir. Elemet bolluk dağılımındaki göze çarpan durumlardan birisi, kalıntının batı-güneybatı aralığındaki kısımlarının O, Ne ve Mg bolluklarının diğer doğrultulara göre ~2-3 kat daha fazla olduğu ve bu doğrultuların dış sınırlarındaki bollukların da CSM değerlerinden çok yüksek olduğudur. Batı yönünde element bollukları (O, Ne ve Mg) $R \sim 16''$ civarında en büyük değerlere ulaştıktan sonra $R \sim 19''$ civarına kadar azalır ve buradan sonra tekrar artarak en dış sınırda oldukça yüksek değerlere ulaşır. Kalıntının batı kısımlarındaki dağılımı diğer yönlerdeki dağılımlarından gözle görülür bir şekilde farklıdır. Batı sınırındaki yaygın ve sönük yapıyla güneybatı yönündeki karmaşık yapılar kalıntının geniş band görüntüsü (bkz. Şekil 4.1) üzerinden de rahatlıkla görülebilir. Element dağılımının batı yönlerindeki karmaşık dağılımları çevresel ortamdaki yapılardan ya da atılan maddenin kendi doğasında mevcut olan bir özellikten kaynaklanabilir. Batı yönünde dış sınırda element bolluklarının CSM değerlerinden oldukça yüksek olması metalce zengin gazın bu yönde diğer yönlerden daha fazla dışarıya uzandığının göstergesidir. Bolluk değerleri kalıntının güneybatı kısmında oldukça farklılık göstermekte ve kalıntının dış sınırı CSM bolluklarından daha yüksek değerlerde bulunmaktadır.

Kalıntının batı-güneybatı kısımlarındaki bu asimetrik durum patlamanın simetrik olmadığının işaretidir. Vogt ve Dopita (2010) tarafından optik bölgede yapılan bir çalışmada da E0102'nin asimetrik patlama geçirdiği belirtilmiştir.

Kalıntı merkezindeki küçük bir kısımda O, Ne, Mg için aşırı bolluklar söz konusudur (CSM değerlerinin ~30 – 70 katı). O ve Ne için oluşturulan eşdeğer genişlik haritaları bu durumu desteklemektedir. Kalıntıda en dış sınırlar hariç element bollukları genel olarak CSM bolluk değerinin üzerindedir. Bu durum kalıntının neredeyse tamamında çevresel maddenin değil patlamayla atılan maddenin baskın olduğunu göstermektedir. Güneybatı kısımdaki, kalıntı merkezi ile halka yapısını birbirine bağlayan parlak bölgelerin tayfsal analiz sonuçları, bu doğrultuda element bolluklarının diğer doğrultulara göre daha stabil ve bollukların CSM değerlerinden ~10 – 20 kat yüksek olduğunu göstermektedir. Bu durum bu parlak bölgelerin tamamen atılan madde tarafından oluşturulduğuna işaret etmektedir. Element bollukları, kalıntının üç renk ve sertlik oranı görüntülerinden belirlenen ve göreli olarak daha sert X-ışınımının geldiği merkezi kısımlarda ve geniş band görüntüsündeki parlak halka yapısının dış kısımlarında daha fazladır. Ayrıca, bolluklar genel olarak asimetrik bir dağılıma sahiptir.

5.2.2. Çevresel Maddenin Özellikleri

Kalıntının dış sınırında seçilen bölgelere (Kabuk 1 ve Kabuk 2) uygulanan tayfsal modellemelerle E0102'nin çevresel maddesi için element bollukları ve plazma parametreleri hesaplanmıştır. Analiz sonucunda O ve Ne bollukları Russell ve Dopita (1992) tarafından SMC için hesaplanan bolluk değerleriyle uyumuyken, Mg, Si ve Fe bollukları onların hesapladıkları değerlerden ~3-4 kat daha düşüktür. Bu durum E0102'nin göreli olarak metalce fakir bir ortamda oluştuğuna işaret etmektedir. Çevresel madde için hesaplanan kolon yoğunluğu 0.08×10^{21} cm^{-2} mertebesindedir.

Hughes ve diğ. (2000) tarafından yapılan çalışmada güçlü kozmik ışın ivmelendirilmesine işaret edilmiş olmasına rağmen, kalıntının dış sınırında yapılan tayfsal analizde sinkrotron ışınımına dair bir bulguya rastlanmamıştır.

5.3.3. Geçiş Bölgeleri

Şiddetli O ve Ne çizgilerine sahip, tek bileşenli düzlem şok modeli ile iyi bir şekilde temsil edilemeyen geçiş bölgelerine yapılan tayfsal model sonuçları, bu bölgelerde yüksek sıcaklığa

sahip (~ 1.3 keV) düşük iyonlaşma zaman ölçekli (~ 0.2×10^{11} cm^{-3}sn) ve düşük sıcaklığa sahip (~ 0.5 keV) yüksek iyonlaşma zaman ölçekli (~ 38×10^{11} cm^{-3}sn) gazların üst üste bindiğine işaret etmektedir. Bu durum E0102'nin karmaşık üç boyutlu yapısının bir yansıması şeklinde değerlendirilebilir. Kalıntı basit bir küresel morfolojiden oldukça uzaktır.

E0102'nin dış sınırı hemen hemen küresel yapıda olsa da, metalce zengin artık asimetrik bir dağılıma sahiptir. Patlamanın doğası asimetrik olabilir ve halka benzeri yapı patlamanın kendi doğasından kaynaklanabilir. Vogt ve Dopita (2010), Finkelstein ve diğ. (2006) ve Flanagan ve diğ. (2004) tarafından yapılan çalışmalar, E0102 için asimetrik patlama ve halka benzeri bir geometrik yapıyı desteklemektedirler. Tayfsal analiz sonuçlarımız, kalıntının genel olarak Flanagan ve diğ. (2004) tarafından önerildiği gibi silindirik yapıda olsa bile, tüm geometrinin çok daha karmaşık olduğuna işaret etmektedir. E0102 için daha karmaşık bir model oluşturulmasına ihtiyaç olduğu aşikârdır.

5.3. SÜPERNOVA DİNAMİKLERİ VE ATA YILDIZ KÜTLESİ

E0102 için yapılan Sedov – Taylor çözümüyle kalıntının yaşı yaklaşık t = 3,500 yıl ve patlama enerjisi $E_0 = 1.79 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır. Sedov – Taylor çözümü için kalıntının çevresel maddesinin tayfsal analizinden elde edilen salma ölçeği ve sıcaklık parametreleri kullanılmıştır. Salma ölçeği vasıtasıyla ortam yoğunluğu belirlenmiş ve sıcaklık parametresiyle kalıntı için şok hızı hesaplanmıştır. Hesaplanan değerler Sedov – Taylor bağıntılarında kullanılarak kalıntının önce yaşı (kalıntının çapı dikkate alınarak) ve daha sonra da patlama enerjisi hesaplanmıştır. Sedov – Taylor çözümüyle yaklaşık $E_0 = 1.79 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanan patlama enerjisi, çekirdek çökmesi süpernovaları için literatürde verilen tipik patlama enerjisi değerleriyle uyumludur (Hillebrandt ve Niemeyer, 2000; Nomoto ve diğ., 2006; Vink 2017). Bu çözümle elde edilen yaş değeri, kalıntı yaşı için bir üst sınırdır. Süpernova patlamasıyla oluşan şok dalgasının hızı süpürülen yıldızlararası ortamın direnci nedeniyle zamanla yavaşladığından, kalıntının çevresel maddesinin tayfsal analizine dayanılarak hesaplanan şok hızı, zamanla yıldızlararası ortam tarafından yavaşlatılmış en düşük hız değerine karşılık gelir ve dolayısıyla bu hız değeri kullanılarak hesaplanan yaş da kalıntı için bir üst sınır teşkil eder.

Hughes ve diğ. (2000) *Einstein*, *ROSAT* ve *Chandra* uyduları tarafından, sırasıyla, 1980, 1991 ve 1999 yıllarında elde edilen verilerle kalıntı için öz hareket ve şok sonrası elektron sıcaklığı

değerlerini ölçmüş ve % 0.1 genişleme oranıyla kalıntının yaşını yaklaşık 1,000 yıl, öncü şok genişleme hızını da yaklaşık 6,000 km/sn olarak vermişlerdir. *Chandra* ACIS-S verisinden kalıntı için şok sonrası elektron sıcaklığını, iki farklı düzlem şok modeli kullanarak 0.48 keV ve 0.78 keV olarak hesaplamışlardır ve buradan buldukları şok hızının, öz hareket yöntemi kullanılarak elde edilen şok hızından çok daha düşük olduğunu belirtmişlerdir. Bu doktora tez çalışmasında kalıntı yaşı için hesaplanan üst sınır 3,500 yıl olup bu değer Hughes ve diğ. (2000) tarafından öz hareket yöntemiyle hesaplanan yaştan büyüktür. Fakat bu çalışmada E0102'nin CSM bölgesi için yapılan tayfsal analizden belirlenen yaklaşık 0.60 keV elektron sıcaklığı, Hughes ve diğ. (2000) tarafından hesaplanan değerler ile uyumludur.

Finkelstein ve diğ. (2006) tarafından *Hubble Uzay Teleskobu* verileriyle optik bölgede yapılan çalışmada E0102'nin şiddetli oksijen, neon, magnezyum içeren ve hidrojen helyum içermeyen tayfı dikkate alınarak ata yıldızının bir Wolf – Rayet ve patlama türünün Ib/c ya da IIL/b olabileceği belirtilmiştir. Patlamayla atılan maddenin genel olarak hızlı olduğu (V > 1,000 km/ sn) ve ters şok tarafından sıkıştırılarak ısıtıldığı ifade edilmiştir. 1995 ve 2003 yıllarında elde edilen optik verilerden kalıntıdaki 12 ipliksi yapı için öz hareket ölçülmüş ve kalıntının ortalama genişleme hızı yaklaşık 2,000 km/sn olarak hesaplanmıştır. Ayrıca kalıntının kinematik yaşı da yaklaşık 2,050 ± 600 yıl olarak verilmiştir (Finkelstein ve diğ., 2006). Eriksen ve diğ. (2001) tarafından Fabry – Perot tayf ölçümleriyle belirlenen genişleme hızından kalıntı yaşı 2,100 yıl olarak hesaplanmıştır. Bu çalışmada Finkelstein ve diğ. (2006) ve Eriksen ve diğ.'nin (2001) yaş değerlerinden yaklaşık 1,000 yıl daha büyük olarak hesaplanan E0102'nin yaş değeri şimdiye kadar literatürde verilenlerden en büyüğüdür.

Güncel bir çalışmada Vogt ve diğ. (2017) oksijence zengin E0102 kalıntısının "Çok Büyük Teleskop" (VLT)'ye bağlı optik integral alan tayfçekeriyle [Fe XIV] ve [Fe XI] optik koronal salma çizgilerini incelemişlerdir. Analizleriyle kalıntıda [Fe XIV] ve [Fe XI] salmalarının varlığı açık bir şekilde ortaya konulmuştur. Kalıntının doğu kısmına ait modellemeler sonucunda şok hızının 330 ile 350 km/sn olduğu hesaplanmıştır. Vogt ve diğ. (2017) tarafından belirlenen bu şok hızı, doktora tez çalışmasında Sedov modeliyle hesaplanan ortalama şok hızının (740 km/sn) yarısı kadardır.

Flanagan ve diğ. (2004) tarafından yüksek çözünürlüklü *Chandra* HETGS verileri kullanılarak ata yıldız kütlesi, atılan maddedeki 6 $M_{\odot}$'lik O miktarı vasıtasıyla 32 $M_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır. Blair ve diğ. (2000) tarafından *Hubble Uzay Teleskobu* verileri kullanılarak E0102'nin kütlesi

25 – 35 $M_{\odot}$ arasında hesaplanmış ve ata yıldızın Ib türünde patlama yapan bir Wolf – Rayet olabileceği belirtilmiştir. Chevalier (2005) tarafından kalıntının gözlemsel özellikleri dikkate alınarak patlamanın IIL/b türünde ve ata yıldızın patlamadan önce yıldız rüzgârlarıyla kütle kaybetmiş bir kırmızı süperdev olabileceği ileri sürülmüştür. *Hubble Uzay Teleskobu* verileriyle yaptıkları çalışmada, Finkelstein ve diğ. (2006) ata yıldızın 50 $M_{\odot}$ veya daha büyük bir kütleye sahip ve Ib/c türünde patlama yapan bir anakol yıldızı olduğunu ileri sürmüşlerdir. Ata yıldızın patlamadan önce, şiddetli yıldız rüzgârlarıyla büyük miktarlarda kütle kaybettiği ve rüzgâr nebulası evresinde olduğunu belirtmişlerdir. VLT ile E0102'nin optik tayflarını inceleyen Seitenzahl ve diğ. (2018), kalıntının birçok bölgesinde hidrojen Balmer serilerine ait emisyon çizgileri teşhis ederek kalıntının ata yıldızının süpernova patlamasından önce hidrojen zarfını tümüyle kaybetmediği ve bu nedenle de ata yıldızın Tip IIb süpernova patlaması geçirdiğini ileri sürmüşlerdir.

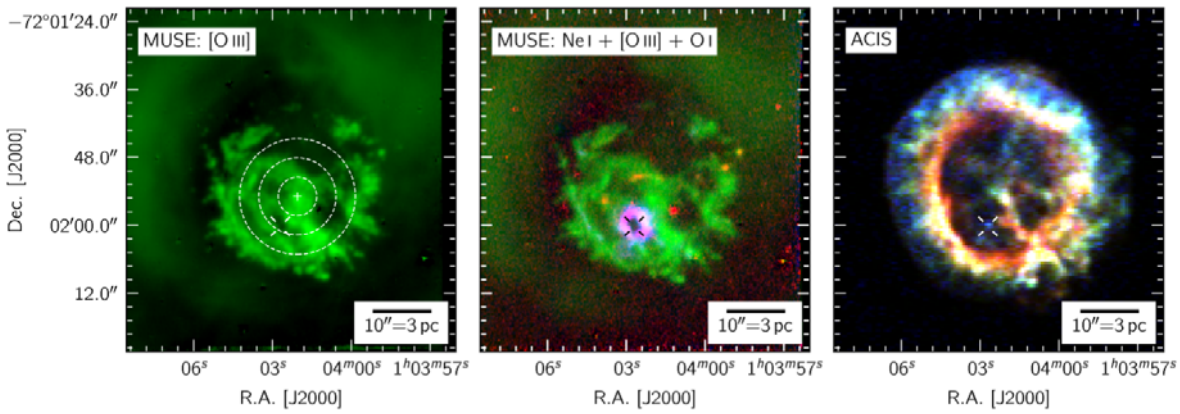
Bu doktora tez çalışmasında, kalıntının farklı bölgelerinden alınan X-ışın tayflarına yapılan modellemeyle kalıntının element bollukları bölgesel olarak ilk kez belirlenmiştir. E0102'nin tayfsal analizlerinde, kalıntının tamamında O, Ne ve Mg elemetlerine ait çizgiler ve zayıf da olsa Si çizgisi görülmektedir. Kalıntının optik tayflarında da güçlü O, Ne Mg çizgileri mevcut olup, H çizgileri oldukça zayıftır (Blair ve diğ., 2000). Tayflardaki bu durum ata yıldızın dış katmalarını yıldız rüzgârlarıyla fırlatmış büyük kütleli bir anakol yıldızı (muhtemelen Wolf – Rayet) olabileceğine işaret etmektedir. Kalıntının bölgesel olarak gerçekleştirilen tayfsal analizlerinden elde edilen element bolluk oranlarının ([O/Ne], [Ne/Mg] ve [O/Mg]) ortalama değerleri literatürdeki teorik süpernova nükleosentez ürünleriyle (Nomoto ve diğ., 2006) karşılaştırıldığında, ata yıldız kütlesinin yaklaşık 40 $M_{\odot}$ olduğu görülmüştür. E0102'nin ata yıldızı için belirlenen bu kütle değeri Flanagan ve diğ. (2004) ve Blair ve diğ. (2000) tarafından verilen kütle değerlerinden yaklaşık 10 $M_{\odot}$ daha büyük, Finkelstein ve diğ. (2006) tarafından ileri sürülen ata yıldız kütlesinden ise 10 $M_{\odot}$ daha küçüktür.

5.4 E0102 SÜPERNOVA KALINTISI İÇİNDE KOMPAKT BİR CİSİM MEVCUT MU?

E0102, *Einstein* uydusuyla 1981 yılında keşfedilmesinden bu yana süpernova kalıntıları üzerine çalışan araştırmacıların dikkatini çekmiştir. *Hubble* ve *Chandra* gibi yüksek çözünürlüklü uzay teleskoplarıyla yapılan duyarlı gözlemlerle birlikte kalıntının detaylı çalışmalarına başlanmış, bu kapsamda kalıntı merkezi civarında kompakt nesne taramaları da başlayıp günümüze kadar

sürmüştür. Bu konuda Rutkowski ve diğ. (2010) *Chandra* X-ışın verilerini analiz ederek kalıntı içinde nötron yıldızı tespit etmek üzere bir araştırma yapmışlar ve böyle bir nesnenin varlığını tespit edememişlerdir. Bu doktora tez çalışmasında da kalıntının farklı yönlerinde seçilen 180 bölgenin X-ışın tayfları analiz edilmiş fakat bir nötron yıldızına ait bulguya rastlanmamıştır. Mart 2018 tarhinde literatüre yeni kazandırılan bir çalışmada E0102 süpernova kalıntısı içindeki nötron yıldızına ait ilk gözlemsel sonuçlara ulaşılmıştır. Vogt ve diğ. (2018), Avrupa Güney Gözlemevi'nde (ESO) bulunan çok büyük teleskobun (VLT) odak düzleminde yer alan Çok Birimli Tayfsal Kâşif (MUSE) optik integral alan tayfçekeriyle elektromanyetik tayfın optik dalgaboylarında O ve Ne bakımından zengin halka biçimli ılık bir salma yapısı keşfetti (Şekil 5.2 sol ve orta paneller). Bu gözlemleri *Chandra* verileriyle karşılaştıran Vogt ve diğ. (2018), X-ışınları bölgesinde E0102'deki kompakt cismin uzaysal konumu hakkındaki ilk tanımlamayı yapmış oldular. (Şekil 5.2 sağ panel).

Keşfedilen halka 2".10 ± 0".35 (0.63 ± 0.11 pc) açısal yarıçapında ve 1".80 ± 0".35 (0.54 ± 0.11 pc) genişliğindedir (bakınız Şekil 5.2 orta panel). Vogt ve diğ. (2018), bu halka benzeri yapının merkezinde, sıcaklığı 1.2 – 2.0 keV ve ışıma gücü $L_X = 1.4 \pm 2.0 \times 10^{33}$ erg/sn olan bir kompakt cisim bulunduğunu ortaya koymuşlardır. Ayrıca bu kompakt cismin enerji dağılımının yumuşak ısısal benzeri bir tayf ile uyumlu olması ve *Hubble Uzay Teleskobunun* arşiv verilerinde de kompakt cisme ait optik bir karşılığın bulunmaması, keşfedilen bu cismin *izole bir nötron yıldızı* olduğuna işaret etmektedir (Vogt ve diğ., 2018).

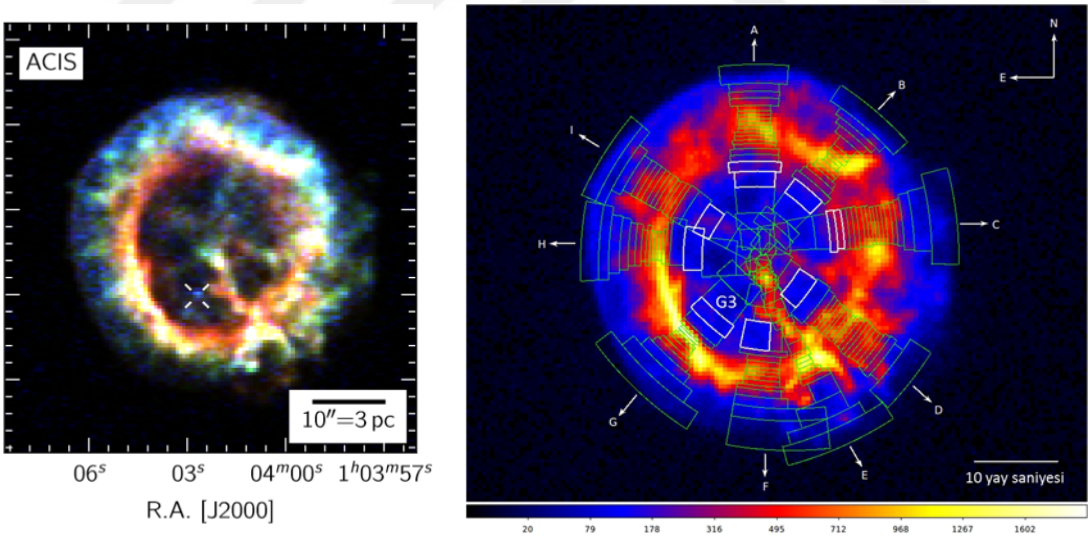


Şekil 5.2: E0102'nin Vogt ve diğ. (2018) tarafından VLT teleskobuna bağlı MUSE tayfçekeriyle elde edilen O III, Ne I + [O III] + O I haritaları (sırasıyla sol ve orta panel), ve *Chandra* ACIS detektörüyle alınmış X-ışın görüntüsü (sağ panel).

Vogt ve diğ.'nin (2018) E0102'nin merkezine yakın bir bölgede keşfettikleri izole nötron yıldızının bulunduğu konum bu çalışmada incelenen doğrultular üzerinde belirlenmeye çalışılmıştır. Buna göre izole nötron yıldızının konumu çalışmamızda incelenen G3 bölgesinin sınırında yer almaktadır (bkz. Şekil 5.3). G3 bölgesine yapılan X-ışın tayf analizi sonuçları her ne kadar Bulgular bölümünde listelenmiş olsa da, karşılaştırmaların daha kolay yapılabilmesi için Tablo 5.1'in ilk satırında tekrar verilmiştir. G3 bölgesinin tayfı tek bileşenli düzlem şok modeliyle iyi bir şekilde temsil edilebilmiş, tayfsal analizde atılan madde dışında farklı bir nesne için gerekli olan ikinci bir bileşene (karacisim gibi) ihitiyaç duyulmamıştır. Bu nedenle G3 bölgesinde bir nötron yıldızı bulgusuna rastlanmamıştır.

Tablo 5.1: G3 bölgesinden ve kalıntıda yeni keşfedilen nötron yıldızının bulunduğu bölgeden hesaplanan X-ışın plazma model parametreleri ve Güneş bollukları (Anders ve Grevesse, 1989) cinsinden element bolluk değerleri.

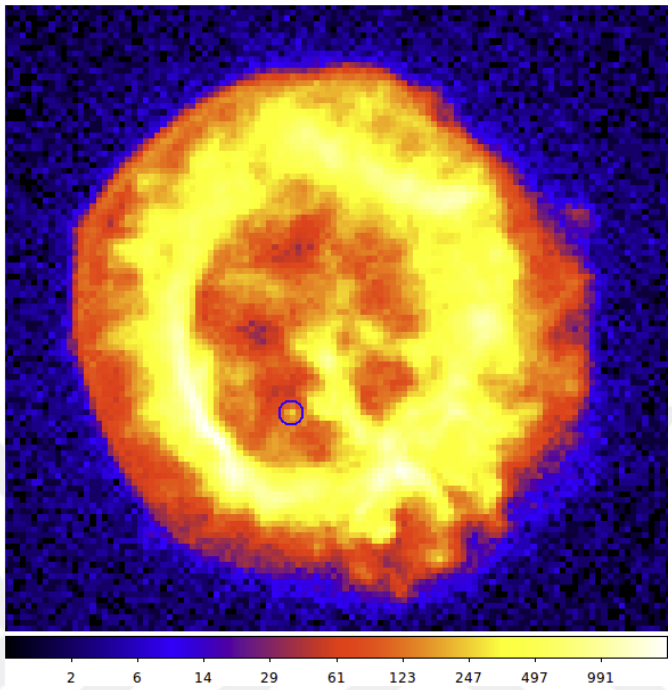
Bölge Adı	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11}cm^{-3} sn)	EM (10^{57}cm^{-3})	O	Ne	Mg	χ^2_ν
G3	$1.385^{+2.521}_{-0.474}$	$1.064^{+1.154}_{-0.474}$	$1.067^{+0.738}_{-0.502}$	$0.580^{+0.578}_{-0.153}$	$1.108^{+1.160}_{-0.316}$	$0.443^{+0.472}_{-0.135}$	1.249
Nötron Yıldızı	$1.490^{+1.009}_{-0.491}$	$0.896^{+0.652}_{-0.291}$	$0.979^{+0.592}_{-0.371}$	$0.391^{+0.201}_{-0.096}$	$0.998^{+0.517}_{-0.266}$	$0.387^{+0.221}_{-0.123}$	1.156



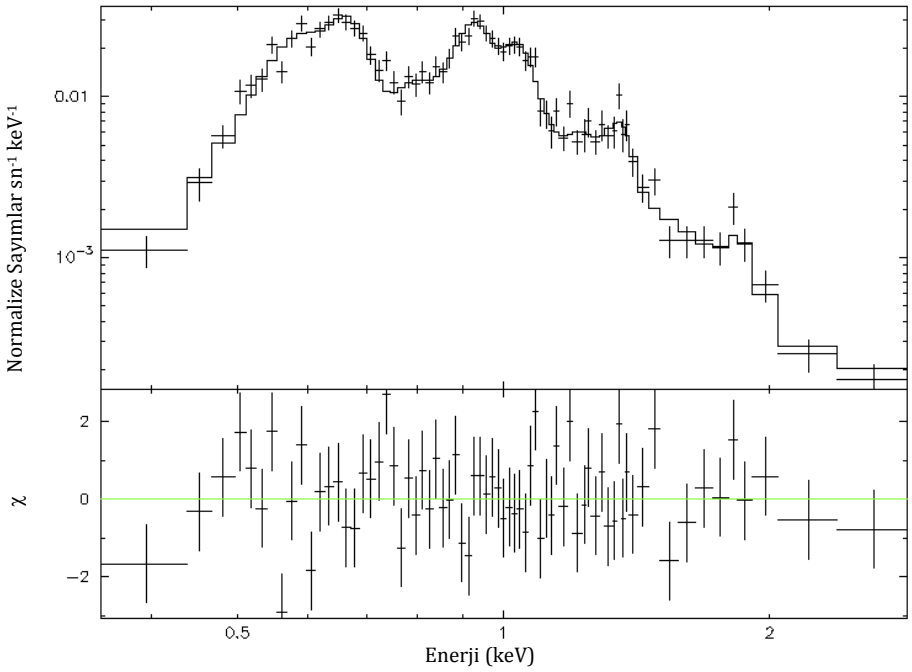
Şekil 5.3: Vogt ve diğ. (2018) tarafından E0102'deki izole nötron yıldızı için X-ışınlarında belirlenen konum (sol panel) ve bu çalışmada incelenen bölgeler (sağ panel). Yeni keşfedilen nötron yıldızının konumu G3 bölgesi sınırındadır.

Elimizdeki verilerden kalıntı içindeki nötron yıldızına dair bulgular elde edebilmek için, E0102 üzerinde Vogt ve diğ.'nin (2018) nötron yıldızını tespit ettikleri konumla uyumlu bir bölge

belirlenerek bu bölgeden X-ışın tayfı çıkarılmıştır. Belirlenen bölge Şekil 5.4'te mavi çember ile gösterilmiştir.



Şekil 5.4: Yeni keşfedilen nötron yıldızının çalışmamızdaki tayfsal analizi için kullanılan konumu.



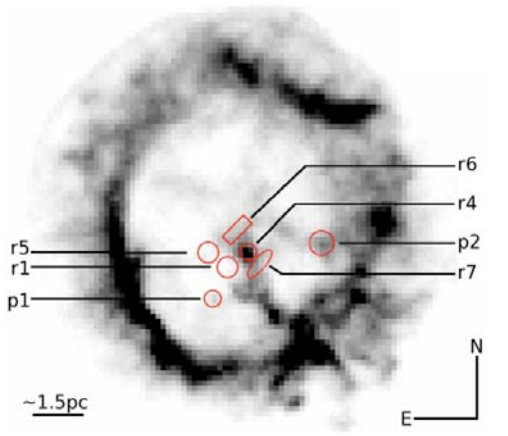
Şekil 5.5: Nötron yıldızın bulunduğu bölgeden elde edilen X-ışın tayfına uygulanan tek bileşenli düzlem şok modeli (üst panel) ve artıklar (alt panel).

Nötron yıldızı için seçilen bölgeden (bkz. Şekil 5.4) alınan X-ışın tayfı, içerdiği güçlü O, Ne ve Mg çizgileriyle, genel olarak kalıntının diğer bölgelerinden alınan tayflarla uyumlu gözükmektedir (bkz. Şekil 5.5). Bu bölgenin tayfı hem tek bileşenli düzlem şok modeliyle hem de karacisim ve düzlem şok bileşenlerinin ikisini de içeren iki bileşenli modelle analiz edildi. İki bileşenli modelde indirgenmiş ki-kare değeri tek bileşenli modelden daha küçük olmadığı gibi karacisim için modelin hesapladığı sıcaklık da fiziksel olarak anlamlı değildi. Bununla birlikte tek bileşenli düzlem şok modeli ile gözlemsel tayfı iyi bir şekilde temsil edebilen, istatistiksel olarak uygun ($\chi_\nu^2 \approx 1.16$) sonuçlar elde edildi. Böylece bu bölgenin tayfsal analizinde tek bileşenli düzlem şok modelinin kulanılmasının uygun olduğu kanısına varıldı. Şekil 5.4'te gösterilen kalıntıdaki yeni keşfedilen nötron yıldızının bulunduğu konuma karşılık gelen bölgenin tayfına yapılan tek bileşenli düzlem şok modeli artıklarıyla birlikte Şekil 5.5'te gösterilmiş ve analiz sonucunda hesaplanan tayfsal parametreler de Tablo 5.1'in son satırında verilmiştir. G3 bölgesiyle nötron yıldızının bulunduğu konumdan elde edilen tayfların analizine dayalı tayfsal parametreler ve element bolluk miktarları birbirleriyle karşılaştırıldığında benzer değerlerde oldukları görülmüştür. Bu da Vogt ve diğ.'nin (2018) çalışmasında keşfettikleri izole nötron yıldızının X-ışınlarında belirgin bir şekilde gözlenemediğini ortaya koymaktadır. Nötron yıldızının X-ışın tayfına katkısı bu çalışmada kullanılan gözlem verileri ile tespit edilemeyecek kadar küçüktür. Bu çok küçük katkıyı ayırt edip, nötron yıldızına dair daha detaylı bilgiler elde edebilmek için elektromanyetik tayfın farklı dalgaboylarında yüksek çözünürlüklü ve uzun poz süreli yeni gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır.

X-ışınlarında E0102 kalıntısı içindeki kompakt nesnenin tespitiyle ilgili bir çalışma Rutkowski ve diğ. (2010) tarafından yapılmıştır. Bu araştırmacılar kalıntı üzerinde yedi bölge seçerek (bkz. Şekil 5.6) OVII ve OVIII çizgi salmalarıyla uyumlu olan 0.55 – 0.70 keV enerji aralığında tayfsal analizler gerçekleştirmişlerdir. Analizler sonucunda incelenen her bir bölge için toplam L_X değerlerini elde eden Rutkowski ve diğ. (2010), kalıntı içinde olduğu düşünülen nötron yıldızı için gerkeli olan L_X değerine ulaşmadıklarını ve bu nedenle nötron yıldızının varlığı hakkında net bir delil bulamadıklarını ifade etmişlerdir. Rutkowski ve diğ. (2010) tarafından elde edilen bu bulgu doktora tez çalışmasında X-ışın tayflarından hesaplanan sonuçlarla benzerlik göstermektedir.

Sonuç olarak, E0102 kalıntısındaki kompakt nesnenin tespitinin yalnızca X-ışınlarını kullanarak yapılmasının yeterli olmadığı, çalışmanın optik bölgedeki gözlemlerle de

desteklenmesi gerektiği ortaya çıkmıştır. Nitekim Vogt ve diğ. (2018) nötron yıldızı varlığına dair bulguya yüksek çözünürlüklü optik verileri ve yeni *Chandra* gözlemleriyle daha uzun poz süreli X-ışın verilerini kullanarak ulaşmışlardır. Elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde gerçekleştirilecek olan yeni gözlemler, kalıntıya ait yeni özelliklerin ortaya konması ve kompakt nesnenin astrofizik parametrelerinin belirlenmesi bakımından önemlidir.



Şekil 5.6: Rutkowski ve diğ.'nin (2010) E0102 kalıntısı içinde kompakt nesnenin tespiti için X-ışın görüntüsü üzerinde seçtikleri yedi bölge.

5.5. OKSİJENCE ZENGİN SÜPERNOVA KALINTILARININ ÖZELLİKLERİ

Oksijence zengin süpernova kalıntıları, süpernova patlamalarının fiziksel özelliklerinin araştırılmasının yanı sıra, büyük kütleli yıldızlarda meydana gelen nükleosentez ürünlerinin bolluklarının belirlenmesi açısından da önemlidir. Evrendeki süpernova patlamalarının yaklaşık %80'inin çekirdek çökmesi sonucunda meydana geldiği bilinmektedir. Buna karşın E0102 gibi çekirdek çökmesiyle oluşan oksijence zengin süpernova kalıntılarının şuan bilinen sayıları oldukça azdır. Bunun sebebi, süpernova kalıntılarının zamanla (20,000 yıl) ISM'ye karışmasıdır. Geçen zamanla birlikte çevresel maddeyle olan etkileşim artar ve kalıntı daha çok çevresel ortamın özelliklerini yansıtmaya başlar. Bilinen çoğu kalıntı radyo bölgede gözlenen yaşlı SNR'lerdir ve bunlar çevresel maddeyle çok fazla etkileştiklerinden patlamanın değil çevresel maddenin özelliklerini yansıtırlar. Galaksimizde ve yakın komşuluğumuzda yer alan iki uydu galakside (SMC ve LMC) tespit edilen oksijence zengin süpernova kalıntılarının toplam sayısı sekizdir. Bu kalıntıların üçü Samanyolu Galaksisi'nde (Cas A, Puppis A ve G292.2+1.8), ikisi LMC'de (N132D ve 0540-69.3) ve üçü de SMC'de (E0102, 0103-72.6 ve

B0049-73.6) bulunmaktadır. Yakın komşuluğumuzda tespit edilen oksijence zengin süpernova kalıntılarının genel özellikleri Tablo 5.2'de ve X-ışın görüntüleri de Şekil 5.7'de gösterilmiştir. Tablo 5.2'de süpernovaların ekvatoral koordinatları, bulundukları Galaksi, Güneş'e uzaklıkları, açısal çapları ve patlama türleri kaynaklarıyla birlikte verilmiştir.

Oksijence zengin süpenova kalıntılarının tipik yaşları 3,000 yıldan daha küçüktür (Seitenzahl ve diğ., 2018). Oldukça genç olan bu kalıntılar yıldızlararası ortam ile fazla etkileşmediğinden yıldızdan atılan maddenin, elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde incelenmesi (genç kalıntılar çok sıcak olduklarından özellikle X-ışın bölgesi), doğrudan süpernova patlaması ve ata yıldızın özelliklerinin belirlenmesine olanak verir. Bu kalıntıların tayflarında oksijen çizgileri baskın olmasına rağmen Ne, Mg ve Si gibi elementlere ait çizgiler de görülmektedir.

Tablo 5.2: Oksijence zengin süpernova kalıntılarının genel özellikleri.

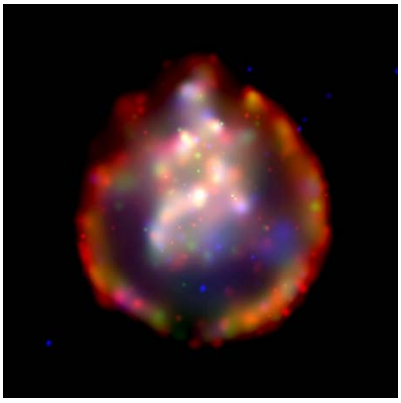
SNR Adı	α	δ	Galaksi	Uzaklık (kpc)	Açısal Çap ($''$)	Tür	Kaynaklar
E0102	01:04:01	-72:01:52	SMC	60	44	IIb	[1, 2, 3, 4]
0103-72.6	01:05:06	-72:23:20	SMC	60	170	II	[1, 2, 2, 2]
B0049-73.6	00:51:06	-73:21:30	SMC	60	80	II	[1, 2, 5, 5]
N132D	05:25:02	-69:38:39	LMC	48	60	Ib	[1, 6, 7, 8]
0540-69.3	05:40:11	-69:19:54	LMC	48	80	Ib/c	[1, 6, 9, 10]
Cas A	23:23:24	+58:48:54	Samanyolu	3.4	300	IIb	[1,11,12,13]
Puppis A	08:24:07	-42:59:48	Samanyolu	2.2	240	IIL/b	[1,14,14,10]
G292.0+1.8	11:24:59	-59:19:08	Samanyolu	6	510	II	[1,15,15,16]

[1] Simbad veri tabanı; [2] Park ve diğ. (2003), [3] Bu çalışma, [4] Seitenzahl ve diğ. (2018), [5] Schenck ve diğ. (2014), [6] Macri ve diğ. (2006), [7] Bamba ve diğ. (2018), [8] Blair ve diğ. (2000), [9] Seward ve Harnden (1994), [10] Chevalier (2005), [11] Hwang ve Laming (2012), [12] Helder ve Vink (2008), [13] Nozawa ve diğ. (2010), [14] Dubner ve diğ. (2013), [15] Park ve diğ. (2002), [16] Tuohy ve diğ. (1982).

E0102 için literatürdeki en kapsamlı X-ışın tayf analizi bu doktora tez çalışmasıyla gerçekleştirilmiştir. Çalışmada, atılan maddenin plazma parametreleri ve element bolluklarıyla çevresel maddenin özellikleri konumsal olarak hesaplanmıştır. Analiz sonuçlarının oksijence zengin diğer süpernova kalıntılarıyla karşılaştırılması Tablo 5.3'te verilmiştir. Bu tabloda, atılan madde ve CSM'ye ait sıcaklıklar (kT) ve iyonlaşma zaman ölçekleri ($n_e t$) listelenmiştir. Ayrıca incelenen kalıntı doğrultusundaki kolon yoğunlukları (n_H) da tabloda gösterilmiştir.



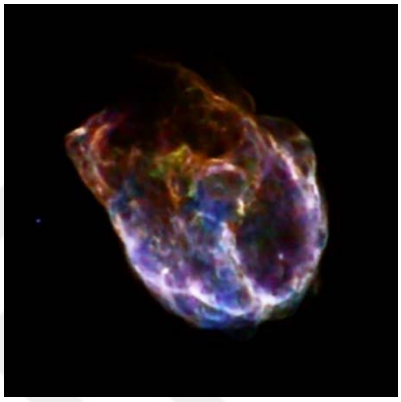
E0102



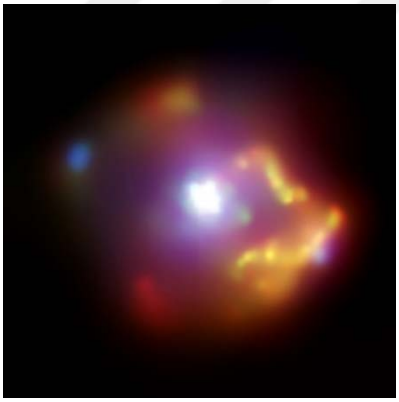
0103-72.6



B0049-73.6



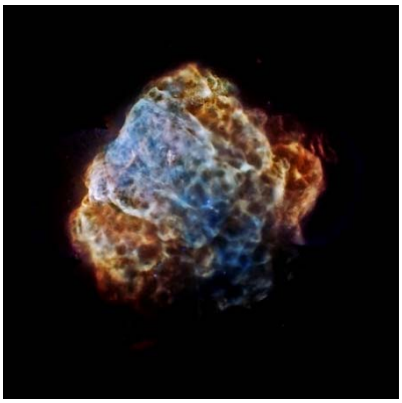
N132D



0540-69.3



Cas A



Puppis A



G292.0+1.8

Şekil 5.7: Oksijence zengin süpenova kalıntılarının X-ışın görüntüleri.

Tablo 5.3'te verilen sıcaklıklar göz önünde bulundurulduğunda, çok genç SNR'ler olan Cas A ve 0540-69.3 dışında, patlamayla atılan maddenin sıcaklığının çevresel maddenin sıcaklığından daha yüksek olduğu dikkat çekmektedir. Öncü şok ve süpernova patlamasından belirli bir süre sonra çevresel maddenin direnci ile oluşan ters şok arasında kalan yıldız maddesi sıkışarak ısındığından, bu durum, kalıntılardaki ters şok varlığının göstergesi olarak düşünülebilir. Çok genç kalıntılarda ters şok oluşmadığından öncü şokun ısıttığı CSM'nin sıcaklığı atılan maddeninkinden daha yüksek olabilmektedir (ör. Cas A ve 0540-69.3). Ortamdaki elektron yoğunluğu ve şok dalgasından beri geçen süreye ilişkili olan iyonlaşma zaman ölçekleri dikkate alındığında, atılan madde iyonlaşma zaman ölçeklerinin genellikle CSM değerlerinden büyük ya da bu değerlere yakın oldukları (Cas A dışında) görülmektedir. CSM'deki elektron yoğunluğunun atılan maddeden düşük olması bu durumun başlıca sebebidir.

Tablo 5.3: Oksijence zengin süpernova kalıntılarının plazma parametreleri.

SNR Adı	Bölge	Plazma Parametreleri				Kaynak
		$N_{H,galaksi}$ (10^{21}cm^{-2})	$N_{H,samanyolu}$ (10^{22}cm^{-2})	kT (keV)	$n_e t$ (10^{11} cm^{-3}sn)	
E0102	CSM	$0.08^{+0.07}_{-0.05}$	0.045	$0.55^{+0.15}_{-0.12}$	$2.95^{+3.83}_{-1.43}$	[1]*
	Atılan madde	$0.08^{+0.07}_{-0.05}$	0.045	$0.80^{+0.2}_{-0.14}$	$22.8^{+13.2}_{-17.4}$	[1]*
0103-72.6	CSM	<1.20	0.055	$0.30^{+0.12}_{-0.05}$	$1.60^{+1.20}_{-0.70}$	[2]
	Atılan madde	$1.10^{+0.60}_{-0.40}$	0.055	$0.53^{+0.25}_{-0.18}$	$1.40^{+0.30}_{-0.30}$	[2]
B0049-73.6	CSM	$0.15^{+0.04}_{-0.05}$	0.047	$0.26^{+0.04}_{-0.02}$	$2.5^{+0.06}_{-0.06}$	[3]
	Atılan madde	$0.15^{+0.04}_{-0.05}$	0.047	$0.33^{+0.01}_{-0.02}$	$13.5^{+1.12}_{-0.17}$	[3]*
N132D	CSM	$1.93^{+0.13}_{-0.11}$	0.062	$0.57^{+0.01}_{-0.01}$	$1.34^{+0.47}_{-0.54}$	[4]*
	Atılan madde	$1.45^{+0.23}_{-0.20}$	0.062	$1.41^{+0.09}_{-0.07}$	$1.13^{+0.36}_{-0.19}$	[4]*
0540-69.3	CSM	$6.50^{+1.80}_{-1.50}$	0.070	$1.20^{+0.19}_{-0.60}$	$0.03^{+0.01}_{-0.01}$	[5]
	Atılan madde	$6.50^{+1.80}_{-1.50}$	0.070	$0.84^{+0.08}_{-0.08}$	$0.6^{+0.32}_{-0.14}$	[5]*
Cas A	CSM	---	$1.22^{+0.04}_{-0.03}$	$3.80^{+0.4}_{-0.3}$	$1.88^{+0.32}_{-0.23}$	[6]
	Atılan madde	---	$1.22^{+0.04}_{-0.03}$	$1.25^{+0.08}_{-0.05}$	$0.62^{+0.06}_{-0.05}$	[6]
Puppis A	CSM	---	---	---	---	---
	Atılan madde	---	$0.39^{+0.02}_{-0.01}$	$0.67^{+0.06}_{-0.04}$	$0.42^{+0.33}_{-0.25}$	[7]*
G292.0+1.8	CSM	---	$0.49^{+0.03}_{-0.03}$	$0.76^{+0.03}_{-0.01}$	$1.05^{+0.21}_{-0.19}$	[8]*
	Atılan madde	---	$0.51^{+0.08}_{-0.09}$	$2.09^{+2.08}_{-0.7}$	$22.2^{+20.7}_{-7.5}$	[9]*

[1] Bu çalışma, [2] Park ve diğ. (2003), [3] Schenck ve diğ. (2014), [4] Xiao ve Chen (2008), [5] Park ve diğ. (2010), [6] Favata ve diğ. (1997), [7] Katsuda ve diğ. (2008), [8] Jae-Joon Lee ve diğ. (2010), [9] Park ve diğ. (2004).
* Çalışmada verilen birden fazla değer için ortalamalar alındı.

Oksijence zengin süpernova kalıntılarının dinamik özellikleri Tablo 5.4'te listelenmiştir. Bu kalıntıların genellikle çok genç oldukları ve çekirdek çökmesi geçiren büyük kütleli yıldızların patlamalarıyla meydana geldikleri görülmektedir. Patlama enerjileri genellikle tipik SN II patlama enerjileriyle uyumlu olarak $2–4\times10^{51}$ erg aralığındadır. Kalıntıların yaşlarıyla şok

hızları arasında, kaba da olsa, bir ilişki söz konusudur. Süpernova kalıntısının yaşı arttıkça şok hızında bir azalma olduğu dikkat çekicidir. Bu durum, şok dalgasının önüne giderek artan bir set çeken yıldızlararası ortamın etkisinin doğal sonucudur. Tablo ata yıldız kütleleri bakımından değerlendirildiğinde, E01012'nin listelenen kalıntılar içinde en büyük ata yıldız kütlesine sahip olduğu görülmektedir ki bu kütle sınırınnn ötesinde yıldız çekirdekleri karadeliklere dönüşmektedir.

Tablo 5.4: Oksijence zengin süpernova kalıntılarının dinamik özellikleri.

SNR Adı	Yaş (kyıl)	Ata Yıldız Kütlesi ($M_\odot$)	Patlama Enerjisi (10^{51} erg)	Şok Hızı (km/sn)	Kaynaklar
E0102	1 – 3.5	40	1.8	740	[1, 2, 2, 2]
0103-72.6	10	18	1.2	480	[3, 3, 3, 3]
B0049-73.6	17	13 – 15	1.7	460	[4, 4, 4, 4]
N132D	3.15	30-35	2.3 – 11.4	1,100	[5, 6, 7, 8]
0540-69.3	0.76-1.66	20-25	2	~1,600	[9, 10, 11, 9]
Cas A	0.33	33	2-4	8,000	[12, 13, 14, 13]
Puppis A	1	25	2-4	600 – 1,200	[15, 16, 17, 16]
G292.0+1.8	2.89-3.08	35	1	1,000-2,500	[18, 18, 18, 19]

[1] Hughes ve diğ. (2000) [2] Bu çalışma, [3] Park ve diğ. (2003), [4] Schenck ve diğ. (2014), [5] Morse ve diğ. (1995), [6] Blair ve diğ. (2000), [7] Hughes (1987), [8] Favata ve diğ, (1997), [9] Park ve diğ. (2010), [10] Williams ve diğ. (2008), [11] Hwang ve dig (2001), [12] Pavlov ve Luna (2009), [13] Perez-Rendon ve diğ. (2009), [14] Laming ve Hwang (2003), [15] Katsuda ve diğ. (2013), [16] Canizares ve Winkler (1981), [17] Winkler ve Petre (2007), [18] Bhalerao ve diğ. (2015) ve [19] Lee ve diğ. (2010).

5.6. ÖNGÖRÜ

Bu doktora tez çalışmasında, yüksek uzaysal-çözünürlüklü tayfların analiziyle elde edilen gözlemsel bulgular, süpernova patlamalarıyla ilgili teorik modellerin sınanması bakımından önemli olup, teorik modellerin geliştirilmesine katkı sağlayabilir. E0102 bir çekirdek çökmesi süpernovasıdır ve süpernovaların yaklaşık %80'i çekirdek çökmesiyle oluşmaktadır. Dolayısıyla bu çalışmada E0102 hakkında elde edilen ayrıntılı bulgular, süpernovaların çok büyük bir kısmının (yaklaşık %80) genel özellikleri hakkında fikir vermesi bakımından önemlidir. E0102 için konumsal olarak ölçülen plazma parametreleri (kT, EM, n_et) ve element bollukları (O, Ne, Mg) bu kalıntının üç-boyutlu gerçekçi bir simülasyonunun oluşturulmasına olanak sağlamaktadır.

KAYNAKLAR

Alsabti, A. W., Murdin, P., 2017, Supernovae and Supernova Remnants: The Big Picture in Low Resolution, *Handbook of Supernovae*, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 3-28.

Anders, E., Ebihara, M., 1982, Solar-system Abundances of the Elements, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 46, 2363-2380.

Anders, E., Grevesse, N., 1989, Abundances of the Elements - Meteoritic and Solar, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 53, 197-214.

Arcavi, I., 2017, Hydrogen-Rich Core-Colllapse Supernovae, *Handbook of Supernovae*, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 239-276.

Baade, W., Zwicky, F., 1934, On Super-novae, *Reprinted from Proceedings of the National Academy of Sciences*, 20, 254-259.

Badenes, C., Borkowski, K. J., Hughes, J. P., Hwang, U., Bravo, E., 2006, Constraints on the Physics of Type Ia Supernovae from the X-Ray Spectrum of the Tycho Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 645, 1373-1391.

Bamba, A., Ohira, Y., Yamazaki, R., Sawada, M., Terada, Y., Koyama, K., Miller, E. D., Yamaguchi, H., Katsuda, S., Nobukawa, M., Nobukawa, K. K., 2018, The Transition from Young to Middle-aged Supernova Remnants: Thermal and Nonthermal Aspects of SNR N132D, *The Astrophysical Journal*, 854, article id. 71, 9.

Barbon, R., Ciatti, F., Rosino, L., 1979, Photometric Properties of Type II Supernovae, *Astronomy and Astrophysics*, 72, 287-292.

Bautz, M. W., Pivovaroff, M., Baganoff, F., ve diğ., 1998, X-ray CCD calibration for the AXAF CCD Imaging Spectrometer, *in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPEI),* 3444, 210-224.

Bessell, M. S., 1991, The Interstellar Reddening and Metallicity of NGC 330, *The Magellanic Clouds*: Proceedings of the 148th Symposium of the International Astronomical Union, held in Sydney, Australia, July 9-13, 1990. Edited by Raymond Haynes and Douglas Milne. Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, 273

Bevington, P. R., 1969, *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*, New York: McGraw-Hill.

Bhalerao, J., Park, S., Dewey, D., Hughes, J. P., Mori, K., Lee, J., 2015, X-Ray Ejecta Kinematics of the Galactic Core-Collapse Supernova Remnant G292.0+1.8, *The Astrophysical Journal*, 800, article id. 65, 10.

Blair, W. P., Morse, J. A., Raymond, J. C., Kirshner, R. P., Hughes, J. P., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Long, K. S., Winkler, P. F., 2000, Hubble Space Telescope

Observations of Oxygen-rich Supernova Remnants in the Magellanic Clouds. II. Elemental Abundances in N132D and 1E 0102.2-72192000, *The Astrophysical Journal*, 537, 667-689.

Blondin, J. M., Ellison, D. C., 2001, Rayleigh-Taylor Instabilities in Young Supernova Remnants Undergoing Efficient Particle Acceleration, *The Astrophysical Journal*, 560, 244-253.

Borkowski, K. J., Lyerly, W. J., Reynolds, S. P., 2001, Supernova Remnants in the Sedov Expansion Phase: Thermal X-Ray Emission, *The Astrophysical Journal*, 548, 820-835.

Bowyer, C. S., Bryam, E. T., Chubb, T. A., Friedman, H., 1964, Lunar Occultation of X-ray Emission from the Crab Nebula, *Science*, 146, 912-917.

Canizares, C. R., Winkler, P. F., 1981, Evidence for Elemental Enrichment of Puppis A by a Type II Supernova, *Astrophysical Journal*, 246, L33-L36.

Canizares, C. R., Davis, J. E., Dewey, D., ve diğ., 2005, The Chandra High-Energy Transmission Grating: Design, Fabrication, Ground Calibration, and 5 Years in Flight, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117, 1144-1171.

Chevalier, R. A., 1974, The Evolution of Supernova Remnants. Spherically Symmetric Models, *The Astrophysical Journal*, 88, 501-516.

Chevalier, R. A., 1982, Self-similar Solutions for the Interaction of Stellar Ejecta with an External Medium, *The Astrophysical Journal*, 258, 790-797.

Chevalier, R. A., 1996, *The Evolution of Supernova Remnants*, The Interplay Between Massive Star Formation, the ISM and Galaxy Evolution. Proceedings of the 11th IAP Astrophysics Meeting, Institut d'Astrophysique, Paris, July 3-8, 1995, Gif-sur-Yvette: Editions Frontieres. Edited by Daniel Kunth, B. Guiderdoni, M. Heydari-Malayeri, and Trinh Xu Thuan, 151-156.

Chevalier, R. A., 2005, Young Core-Collapse Supernova Remnants and their Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 619, 839-855.

Cioffi, D. F., 1990, *Supernova Remnants as Probes of the Interstellar Medium*, NATO Advanced Research Workshop on Physical Processes in Hot Cosmic Plasmas, 1-16.

Cohen, D. H., Gagné, M., Leutenegger, M. A., MacArthur, J. P., Wollman, E. E., Sundqvist, J. O., Fullerton, A. W., Owocki, S. P., 2011, Chandra X-ray Spectroscopy of the Very Early O Supergiant HD 93129A: Constraints on Wind Shocks and the Mass-loss Rate, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 415, 3354-3364.

Colgate, S. A., 1974, The Formation of Deuterium and the Light Elements by Spallation in Supernova Shocks, *The Astrophysical Journal*, 187, 321-332.

Cox, D. P., 1972, Cooling and Evolution of a Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 178, 159-168.

Dickey, J. M., Lockman, F. J., 1990, H I in the Galaxy, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 28, 215-261.

Doggett, J. B., Branch, D., 1985, A Comparative Study of Supernova Light Curves, *Astronomical Journal*, 90, 2303-2311.

Dopita, M. A., Tuohy, I. R., Mathewson, D. S., 1981, An Oxygen-rich Young Supernova Remnant in the Small Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 248, L105-108.

Dubner, G., Loiseau, N., Rodríguez-Pascual, P., Smith, M. J. S., Giacani, E., Castelletti, G., 2013, The Most Complete and Detailed X-ray View of the SNR Puppis A, *Astronomy and Astrophysics*, 555, id.A9, 9.

Dwarkadas, V. V., 2005, The Evolution of Supernovae in Circumstellar Wind-Blown Bubbles. I. Introduction and One-Dimensional Calculations, *The Astrophysical Journal*, 630, 892-910.

Dwarkadas, V. V., 2007, The Evolution of Supernovae in Circumstellar Wind Bubbles. II. Case of a Wolf-Rayet Star, *The Astrophysical Journal*, 667, 226-247.

Eriksen, K., Morse, J. A., Kirshner, R. P., Winkler, P. F., 2001, Young Supernova Remnants,: *Eleventh Astrophysics Conference. AIP Conference Proceedings*, 565, 193-196.

Favata, F.,Vink, J., dal Fiume, D., Parmar, A. N., Santangelo, A., Mineo, T., Preite-Martinez, A., Kaastra, J. S., Bleeker, J. A. M., 1997, The Broad-band X-ray Spectrum of the CAS A Supernova Remnant as Seen by the BeppoSAX Observatory, *Astronomy and Astrophysics*, 324, L49-L52.

Feldman, U., 1992, Elemental Abundances in the Upper Solar Atmosphere, *Physica Scripta*, 46, 202-220.

Filipović, M. D., Bohlsen, T., Reid, W., Staveley-Smith, L., Jones, P. A., Nohejl, K., Goldstein, G., 2002, An ATCA Radio-continuum Study of the Small Magellanic Cloud - I. Source Catalogues at 1.42, 2.37, 4.80 and 8.64 GHz, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 335, 1085-1090.

Filippenko, A. V., 1997, Optical Spectra of Supernovae, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35, 309-355.

Finkelstein, S. L., Morse, J. A., Green, J. C., ve diğ., 2006, Optical Structure and Proper-Motion Age of the Oxygen-rich Supernova Remnant 1E 0102-7219 in the Small Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 641, 919-929.

Flanagan, K. A., Canizares, C. R., Dewey, D., Houck, J. C., Fredericks, A. C., Schattenburg, M. L., Markert, T. H., Davis, D. S., 2004, Chandra High-Resolution X-Ray Spectrum of Supernova Remnant 1E 0102.2-7219, *The Astrophysical Journal*, 605, 230-246.

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, article id. 128, 11.

Gaetz, T. J., Butt, Y. M., Edgar, R. J., Eriksen, K. A., Plucinsky, P. P., Schlegel, E. M., Smith, R. K., 2000, Chandra X-Ray Observatory Arcsecond Imaging of the Young, Oxygen-rich Supernova Remnant 1E 0102.2-7219, *The Astrophysical Journal*, 534, L47-50.

Gal-Yam, A., 2017, Observational and Physical Classification of Supernovae, *Handbook of Supernovae*, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 195-237.

Greggio, L., 2005, The Rates of Type Ia Supernovae. I. Analytical Formulations, *Astronomy and Astrophysics*, 441, 1055-1078.

Grevesse, N., Sauval, A. J., 1998, Standard Solar Composition, *Space Science Reviews*, 85, 161-174.

Gull, S. F., 1973, A Numerical Model of the Structure and Evolution of Young Supernova Remnants, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 161, 47-69.

Han, Z., Podsiadlowski, Ph., 2004, The Single-degenerate Channel for the Progenitors of Type Ia Supernovae, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 350, 1301-1309.

Hayashi, I., Koyama, K., Ozaki, M., Miyata, E., Tsumeni, H., Hughes, J. P., Petre, R., 1994, X-ray spectroscopy of SNR E0102-72 with the ASCA Satellite, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 46, L121-L124.

Helder, E. A., Vink, J., 2008, Characterizing the Nonthermal Emission of Cassiopeia A, 2008, *The Astrophysical Journal*, 686, article id. 1094-1102.

Hillebrandt, W., 1978, The Rapid Neutron-Capture Process and the Synthesis of Heavy and Neutron-Rich Elements, *Space Science Reviews*, 21, 639-702.

Hillebrandt, W., Niemeyer, J. C., 2000, Type Ia Supernova Explosion Models, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38, 191-230.

Hinton, J. A., Hofmann, W., 2009, Teraelectronvolt Astronomy, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 523-565.

Hughes, J. P., 1987, X-ray Studies of the Supernova Remnant N132D. I – Morphology, *Astrophysical Journal*, 314, 103-110.

Hughes, J. P., 1994, ROSAT HRI Observations of Magellanic Cloud Supernova Remnants (I), The Soft X-ray Cosmos, Proceedings of the ROSAT Science Symposium held College Park, MD, November 8-10, 1993. *AIP Conference Proceedings #313*, 144.

Hughes, J. P., Singh, K. P., 1994, Elemental Abundances of the Supernova Remnant G292.0+1.8: Evidence for a Massive Progenitor, *Astrophysical Journal*, 422, 126-135.

Hughes, J. P., Rakowski, C. E., Decourchelle, A., 2000, Electron Heating and Cosmic Rays at a Supernova Shock from Chandra X-Ray Observations of 1E 0102.2-7219, *The Astrophysical Journal*, 543, L61-L65.

Hwang, U., Holt, S. S., Petre, R., 2000, Mapping the X-Ray-emitting Ejecta in Cassiopeia A with Chandra, *The Astrophysical Journal*, 537, L119-122.

Hwang, U., Petre, R., Holt, S. S., Szymkowiak, A. E., 2001, The Thermal X-Ray-emitting Shell of Large Magellanic Cloud Supernova Remnant 0540-69.3, *The Astrophysical Journal*, 560, 742-748.

Hwang, U., Laming, J. M., 2012, A Chandra X-Ray Survey of Ejecta in the Cassiopeia A Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 746, article id. 130, 18.

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 (M not Greater than about 9 Solar masses), *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 54, 335-372.

Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., Kishimoto, No., Umeda, H., Hix, W. R., Thielemann, F., 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, 439-462.

Jordan, C., 1969, The Ionization Equilibrium of Elements Between Carbon and Nickel, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 142, 501.

Jun, B., Jones, T. W., Norman, M. L., 1996, Interaction of Rayleigh-Taylor Fingers and Circumstellar Cloudlets in Young Supernova Remnants, *The Astrophysical Journal Letters*, 468, L59-63.

Kahn, S. M., Sunyaev, R. A., Ballmoos, P. V., 2005, *High-Energy Spectroscopic Astrophysics*, Editors: Güdel, M. and Walter, R., Springer, ISBN 3-540-40501-1.

Katsuda, S., Mori, K., Tsunemi, H., Park, S., Hwang, U., Burrows, D. N., Hughes, J. P., Slane, P. O., 2008, Discovery of Fast-Moving X-Ray-Emitting Ejecta Knots in the Oxygen-Rich Supernova Remnant Puppis A, *The Astrophysical Journal*, 678, article id. 297-302.

Katsuda, S., Ohira, Y., Mori, K., Tsunemi, H., Uchida, H., Koyama, K., Tamagawa, T., 2013, Dynamics of X-Ray-emitting Ejecta in the Oxygen-rich Supernova Remnant Puppis A Revealed by the XMM-Newton Reflection Grating Spectrometer, *The Astrophysical Journal*, 768, article id. 182, 9.

Kitchin, C. R., 1987, *Stars, Nebulae and the Interstellar Medium*, editor A. J. Meadows, Taylor and Francis Group, LLC, New York, ISBN 10: 0-85274-581-8

Lamb, S. A., Howard, W. M., Truran, J. W., Iben, I., Jr., 1977, Neutron-Capture Nucleosynthesis in the Helium-Burning Cores of Massive Stars, *The Astrophysical Journal*, 217, 213-221.

Lambert, D. L., 1992, The p-nuclei - Abundances and Origins, *Astronomy and Astrophysics Review* 3, 201-256.

Laming, J. M., Hwang, U., 2003, On the Determination of Ejecta Structure and Explosion Asymmetry from the X-Ray Knots of Cassiopeia A, *The Astrophysical Journal*, 597, 347-361.

Langer, N., 1991, Evolution of Massive Stars in the Large Magellanic Cloud - Models with Semiconvection, *Astronomy and Astrophysics*, 252, 669-688.

Lee, J., Park, S., Hughes, J. P., Slane, P. O., Gaensler, B. M., Ghavamian, P., Burrows, D. N., 2010, The Outer Shock of the Oxygen-Rich Supernova Remnant G292.0+1.8: Evidence for the Interaction with the Stellar Winds from Its Massive Progenitor, *The Astrophysical Journal*, 711, 861-869.

Lodders, K., 2003, Solar System Abundances and Condensation Temperatures of the Elements, *The Astrophysical Journal*, 591, 1220-1247.

Long, K. S., Reynolds, S. P., Raymond, J. C., Winkler, P. F., Dyer, K. K., Petre, R., 2003, Chandra CCD Imagery of the Northeast and Northwest Limbs of SN 1006, *The Astrophysical Journal*, 586, 1162-1178.

Longair, M. S., 1992, *High Energy Astrophysics*, Cambridge University Press, ISBN 0 521 38374 9.

Macri, L. M., Stanek, K. Z., Bersier, D., Greenhill, L. J., Reid, M. J., 2006, A New Cepheid Distance to the Maser-Host Galaxy NGC 4258 and Its Implications for the Hubble Constant, *The Astrophysical Journal*, 652, 1133-1149.

Maguire, K., 2017, Type Ia Superonovae, *Handbook of Supernovae*, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 293-316.

Mannucci, F., Della Valle, M., Panagia, N., Cappellaro, E., Cresci, G., Maiolino, R., Petrosian, A., Turatto, M., 2005, The Supernova Rate per Unit Mass, *Astronomy and Astrophysics*, 433, 807-814.

Mannucci, F., Della Valle, M., Panagia, N., 2006, Two populations of progenitors for Type Ia supernovae?, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370, 773-783.

Mathews, G. J., Cowan, J. J., 1990, New Insights into the Astrophysical r-process, *Nature*, 345, 491-494.

Matteucci, F., 2004, The Chemical Evolution of our Galaxy, *Milky Way Surveys: The Structure and Evolution of our Galaxy*, Proceedings of ASP Conference #317. The 5th Boston University Astrophysics Conference held 15-17 June, 2003 at Boston University, Boston, MA, USA. Edited by Dan Clemens, Ronak Shah, and Teresa Brainerd. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 337.

Matteucci, F., 2014, Chemical Evolution of the Milky Way and Its Satellites, *The Origin of the Galaxy and Local Group*, Saas-Fee Advanced Course, 37, ISBN 978-3-642-41719-1. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 145.

Meyer, B. S., 1994, The r-, s-, and p-Processes in Nucleosynthesis, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 32, 153-190.

Morse, J. A.. Winkler, P. F.. Kirshner, R. P., 1995, Spatially Resolved Kinematics and Longslit Spectroscopy of the Young, Oxygen-Rich Supernova Remnant N132D in the Large Magellanic Cloud, *Astronomical Journal*, 109, 2104-2119.

Nomoto, K., Hashimoto, M., Tsujimoto, T., Thielemann, F. K., Kishimoto, N., Kubo, Y., Nakasato, N., 1997, Nucleosynthesis in Type II Supernovae, *Nuclear Physics A*, 616, 79-90.

Nomoto, K., Tominaga, N., Umeda, H., Kobayashi, C., Maeda, K., 2006, Nucleosynthesis Yields of Core-collapse Supernovae and Hypernovae, and Galactic Chemical Evolution, *Nuclear Physics A*, 777, 424-458.

Nozawa, T., Kozasa, T., Tominaga, N., Maeda, K., Umeda, H., Nomoto, K., Krause, O., 2010, Formation and Evolution of Dust in Type IIb Supernovae with Application to the Cassiopeia A Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 713, 356-373.

Park, S., Roming, P. W. A., Hughes, J. P., Slane, P. O., Burrows, D. N., Garmire, G. P., Nousek, J. A., 2002, *The Astrophysical Journal*, 564, L39-L43.

Park, S., Hughes, J. P., Burrows, D. N., Slane, P. O., Nousek, J. A., Garmire, G. P., 2003, 0103-72.6: A New Oxygen-rich Supernova Remnant in the Small Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 598, L95-L98.

Park, T., Kashyap, V. L., Siemiginowska, A., van Dyk, D. A., Zezas, A., Heinke, C., Wargelin, B. J., 2006, *The Astrophysical Journal*, 652, 610-628.

Park, S., Kargaltsev, O., Pavlov, G. G., Mori, K., Slane, P. O., Hughes, J. P., Burrows, D. N., Garmire, G. P., 2009, Nonthermal X-Rays from Supernova Remnant G330.2+1.0 and the Characteristics of its Central Compact Object, *The Astrophysical Journal*, 695, 431-441.

Park, S., Hughes, J. P., Slane, P. O., Mori, K., Burrows, D. N., 2010, A Deep Chandra Observation of the Oxygen-Rich Supernova Remnant 0540-69.3 in the Large Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 710, 948-957.

Pavlov, G. G., Luna, G. J. M., 2009, A Dedicated Chandra ACIS Observation of the Central Compact Object in the Cassiopeia A Supernova Remnant, *The Astrophysical Journal*, 703, 910-921.

Pérez-Rendón, B., García-Segura, G., Langer, N., 2009, Supernova Progenitor Stars in the Initial Range of 23 to 33 Solar Masses and Their Relation with the SNR Cassiopeia A, *Astronomy and Astrophysics*, 506, 1249-1259.

Perlmutter, S., Aldering, G., Goldhaber, G., ve diğ., 1999, Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae, *The Astrophysical Journal*, 517, 565-586.

Portinari, L., Chiosi, C., Bressan, A., 1998, Galactic Chemical Enrichment with New Metallicity Dependent Stellar Yields, *Astronomy and Astrophysics*, 334, 505-539.

Reynolds, S. P., Dynamical Evolution and Radiative Processes of Supernova Remnants, Handbook of Supernovae, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 1981-2004.

Richardson, D., Jenkins, R. L., Wright, J., Maddox, L., 2014, Absolute-magnitude Distributions of Supernovae, *The Astronomical Journal*, 147, article id. 118, 11.

Riess, A. G., Filippenko, A. V., Challis, P., ve diğ., 1998, Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant, *The Astronomical Journal*, 116, 1009-1038.

Russell, S. C., Dopita, M. A., 1992, Abundances of the Heavy Elements in the Magellanic Clouds. III - Interpretation of Results, *The Astrophysical Journal*, 384, 508-522.

Rutkowski, M. J., Schlegel, E. M., Keohane, J. W., Windhorst, R. A., 2010, An X-ray Upper Limit on the Presence of a Neutron Star for the Small Magellanic Cloud Supernova Remnant 1E0102.2-72192010, *The Astrophysical Journal*, 715, 908-918.

Schenck, A., Park, S., Burrows, D. N., Hughes, J. P., Lee, J., Mori, K., 2014, A Deep Chandra Observation of Oxygen-rich Supernova Remnant B0049-73.6 in the Small Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 791, article id. 50, 8.

Sedov, L. I., 1959, *Similarity and Dimensional Methods in Mechanics* (New York: Academic).

Seitenzahl, I. R., Vogt, F. P. A., Terry, J. P., Ghavamian, P., Dopita, M. A., Ruiter, A. J., Sukhbold, T., 2018, Integral Field Spectroscopy of Supernova Remnant 1E0102–7219 Reveals Fast-moving Hydrogen and Sulfur-rich Ejecta, *The Astrophysical Journal Letters*, 853, article id. L32, 6.

Seward, F. D., Mitchell, M., 1981, X-ray Survey of the Small Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 243, 736-743.

Seward, F. D., Harnden, F. R., Jr., 1994, The Outer Shell of SNR 0540-69.3, *Astrophysical Journal*, 421, 581-584.

Seward, F. D., 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, 4th ed. Edited by Arthur N. Cox. ISBN: 0-387-98746-0.

Seward, F. D., Charles, P. A., 2010, *Exploring the X-ray Universe*, by Frederick D. Seward and Philip A. Charles. Cambridge University Press, ISBN: 9780521884839.

Shklovskii, I. S., 1962, Supernova Outbursts and the Interstellar Medium, *Soviet Astronomy*, 162-166.

Smartt, S. J., 2009, Progenitors of Core-Collapse Supernovae, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 63-106.

Smith, R. K., Brickhouse, N. S., Liedahl, D. A., Raymond, J. C., 2001, Collisional Plasma Models with APEC/APED: Emission-Line Diagnostics of Hydrogen-like and Helium-like Ions, 2001, *The Astrophysical Journal*, 556, L91-95.

Stephenson, F. R., Green, D. A., 2002, *Historical Supernovae and their Remnants*, by F. Richard Stephenson and David A. Green. International series in astronomy and astrophysics, vol. 5. Oxford: Clarendon Press, ISBN 0198507666

Thompson, A. C., ve diğ., 2009, *X-Ray Data Booklet*, Lawrence Berkeley National Laboratory, University of California, Berkeley, CA.

Tomasella, L., Cappellaro, E., Fraser, M., ve diğ., 2013, Comparison of progenitor mass estimates for the Type IIP SN 2012A, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, 1636-1657.

Tornambe, A., Matteucci, F., 1986, Type I SNe from Double Degenerate CO Dwarfs and Their Rate in the Solar Neighbourhood, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 223, 69-77.

Truran, J. W., Iben, I., Jr., 1977, On s-process Nucleosynthesis in Thermally Pulsing Stars, *The Astrophysical Journal*, 216, 797-810.

Tuohy, I. R., Burton, W. M., Clark, D. H., 1982, The Peculiar X-ray Morphology of the Supernova Remnant G292.0+1.8 - Evidence for an Asymmetric Supernova Explosion, *Astrophysical Journal*, 260, L65-L68.

Tuohy, I. R., Dopita, M. A.,1983, Ring Ejection in Type II Supernovae - IE 0102.2-7219 in the Small Magellanic Cloud, *The Astrophysical Journal*, 268, L11-15.

Umeda, H., Nomoto, K., 2001, Nucleosynthesis in Massive Pop III Stars: Mass Dependence and Implications for the IMF, *The Physics of Galaxy Formation*, ASP Conference Proceedings, 222, Edited by Masayuki Umemura and Hajime Susa. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISBN: 1-58381-054-4, 45.

van den Bergh, S., 1996, *Supernovae and Supernova Remnants*, Proceedings of the International Astronomical Union Colloquium 145; held in Xian; China; May 24-29; 1993; Cambridge; UK: Cambridge University Press; edited by Richard McCray and Zhenru Wang, 1.

Vink, J. 2017, Supernova 1604, Kepler's Superonova, and its Remnant, Handbook of Supernovae, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 139-160.

Vink, J., 2012, Supernova Remnants: the X-ray Perspective, *The Astronomy and Astrophysics Review*, 20, 49.

Vogt, F. P. A., Bartlett, E. S., Seitenzahl, I. R., Dopita, M. A., Ghavamian, P., Ruiter, A. J., Terry, J. P., 2018, Identification of the Central Compact Object in the young supernova remnant 1E0102.2-7219, *Nature Astronomy*, arXiv: 1803.01006.

Vogt, F. P. A., ve Dopita, M. A., 2010, The Cas A-like SNR 1E 0102.2-7219 in the Small Magellanic Cloud: An Asymmetric Bipolar Explosion, *The Astrophysical Journal*, 721, 597-606.

Warren, J. S., Hughes, J. P., Badenes, C., Ghavamian, P., McKee, C. F., Moffett, D., Plucinsky, P. P., Rakowski, C., Reynoso, E., Slane, P., 2005, Cosmic-Ray Acceleration at the Forward Shock in Tycho's Supernova Remnant: Evidence from Chandra X-Ray Observations, *The Astrophysical Journal*, 634, 376-389.

Weisskopf, M. C., Aldcroft, T. L., Bautz, M., Cameron, R. A., Dewey, D., Drake, J. J., Grant, C. E., Marshall, H. L., Murray, S. S., 2003, An Overview of the Performance of the Chandra X-ray Observatory, *Experimental Astronomy*, 16, 1-68.

Westerlund, B. E., 1990, The Magellanic Clouds - their Evolution, Structure and Composition, *Astronomy and Astrophysics Review*, 2, 29-78.

Wheeler, J. C., Harkness, R. P., 1990, Type I supernovae, *Reports on Progress in Physics*, 53, 1467-1557.

Whelan, J., Iben, I. Jr., 1973, Binaries and Supernovae of Type I, *The Astrophysical Journal*, 186, 1007-1014.

White, R. L., Long, K. S., 1991, Supernova Remnant Evolution in an Interstellar Medium with Evaporating Clouds, *The Astrophysical Journal*, 373, 543-555.

Williams, B. J., Borkowski, K. J., Reynolds, S. P., Raymond, J. C., Long, K. S., Morse, J., Blair, W. P., Ghavamian, P., Sankrit, R., Hendrick, S. P., Smith, R. C., Points, S., Winkler, P. F., 2008, Ejecta, Dust, and Synchrotron Radiation in SNR B0540-69.3: A More Crab-Like Remnant than the Crab, *The Astrophysical Journal*, 687, article id. 1054-1069.

Wilms, J., Allen, A., McCray, R., 2000, On the Absorption of X-Rays in the Interstellar Medium, *The Astrophysical Journal*, 542, 914-924.

Winkler, P. F., Petre, R., 2007, Direct Measurement of Neutron Star Recoil in the Oxygen-rich Supernova Remnant Puppis A, *The Astrophysical Journal*, 670, 635-642.

Woosley, S. E., Weaver, T. A., 1995, The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis, *The Astrophysical Journal Supplement* 101, 181-235.

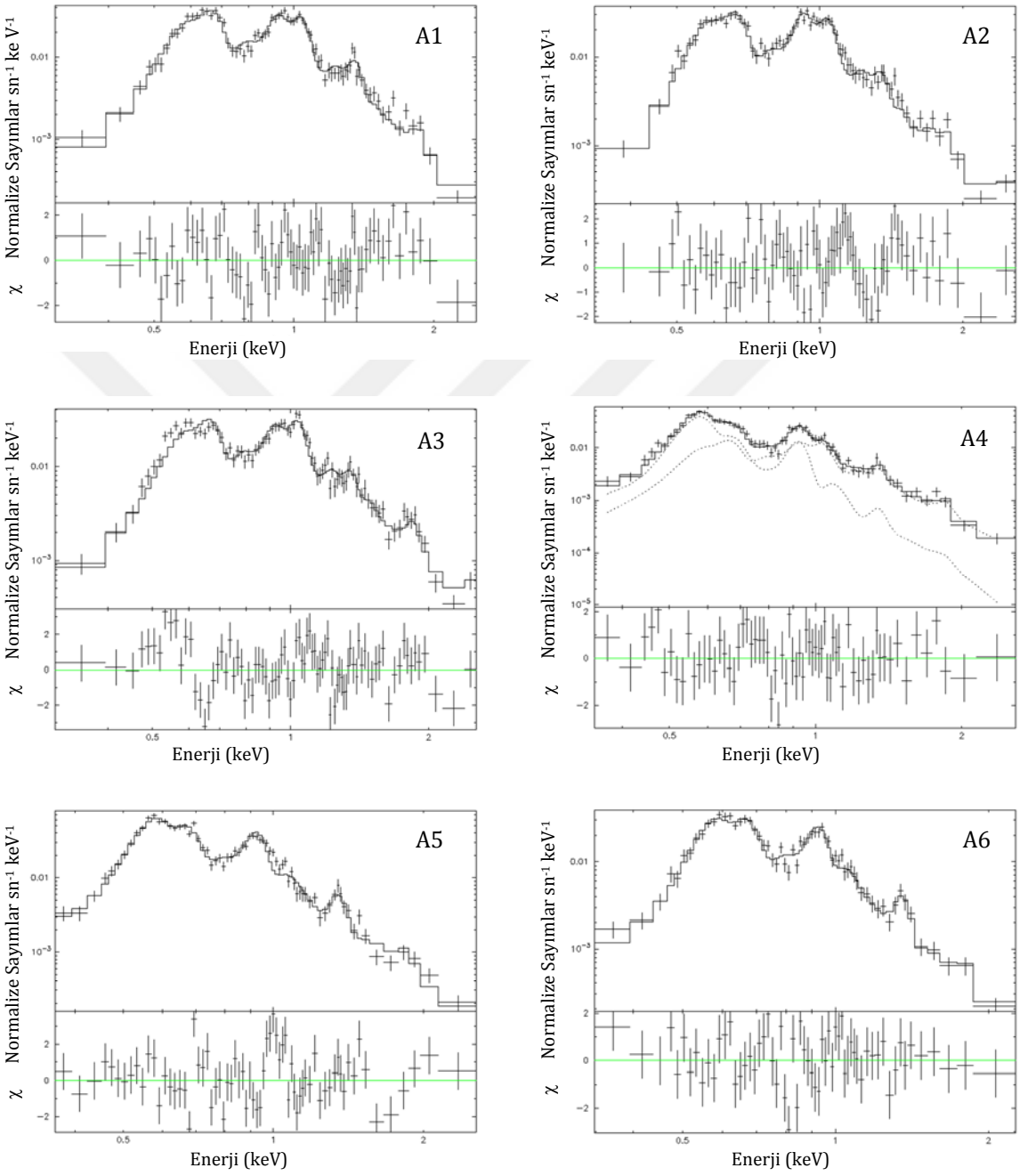
Xiao, X., Chen, Y., 2008, A preliminary Chandra X-ray Spectroscopy of the Supernova Remnant N132D, *Advances in Space Research*, 41, 416-423.

Zampieri, L., 2017, Light Curves of Type II Supernovae, Handbook of Supernovae, Editors: Athem W. Alsabti and Paul Murdin, Springer, ISBN 978-3-319-21845-8, 737-768.

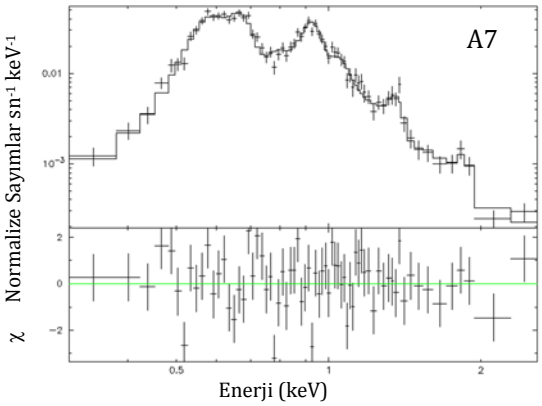
Zwicky, F., 1973, *Supernovae ve and Supernovae Remnants*, Proceedings of the International Conference on Supernovae Held in Lecce, Italy, May 7–11.

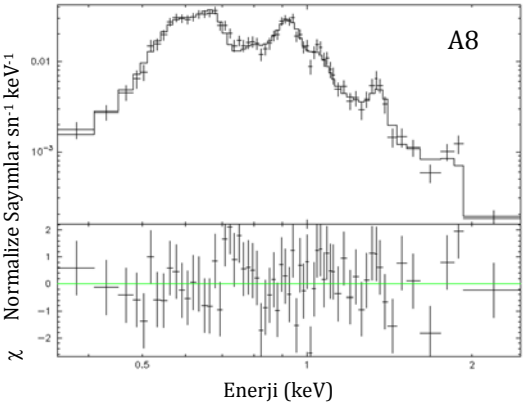
EKLER

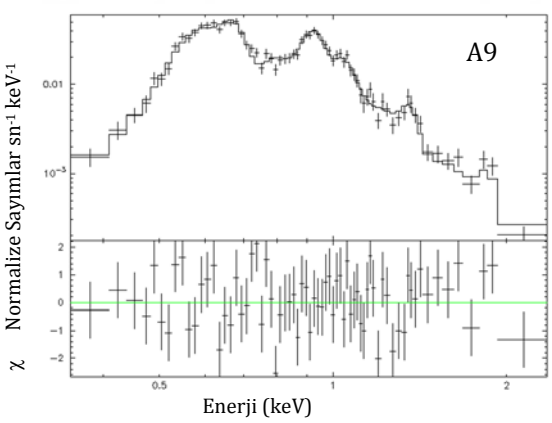
EK 1 . #A doğrultusundaki 21 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

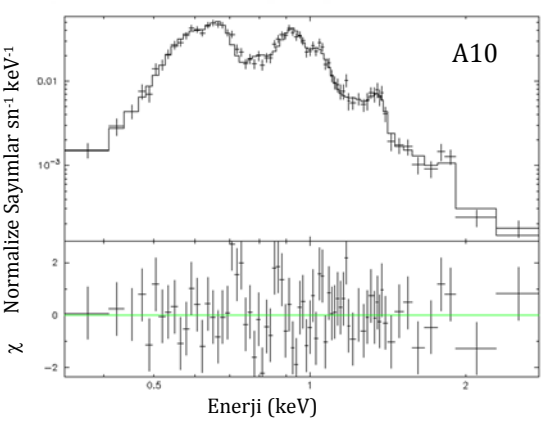


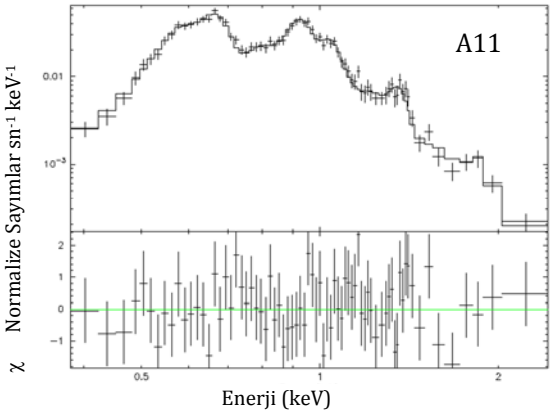
EK 1. (devam)

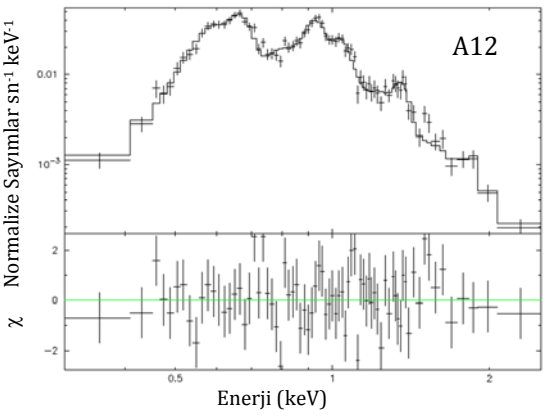

A7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


A8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

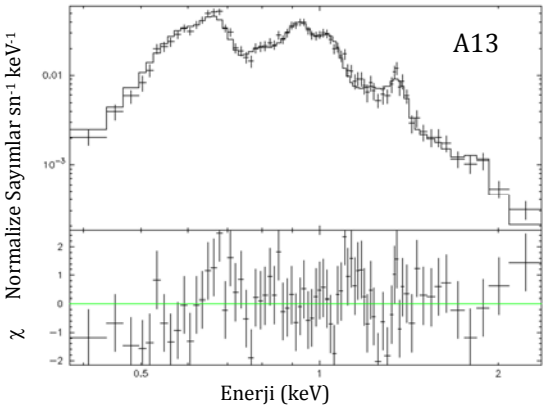

A9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

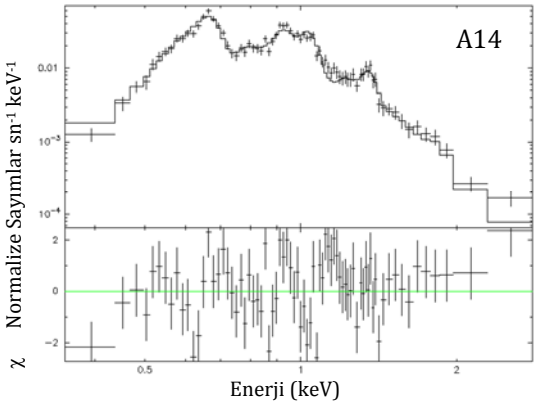

A10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

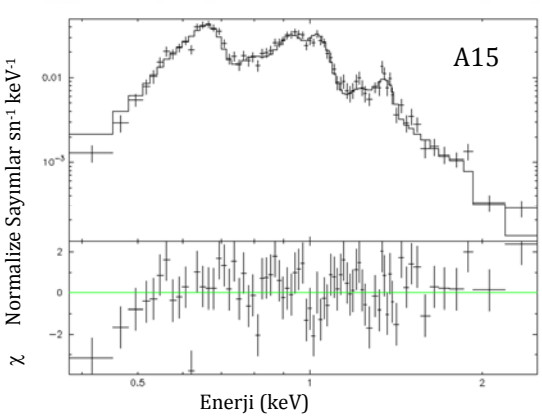

A11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

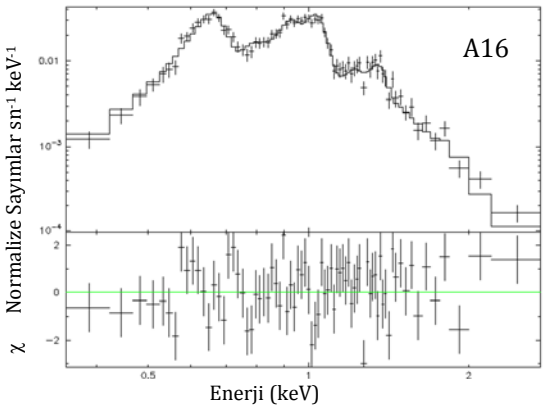

A12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

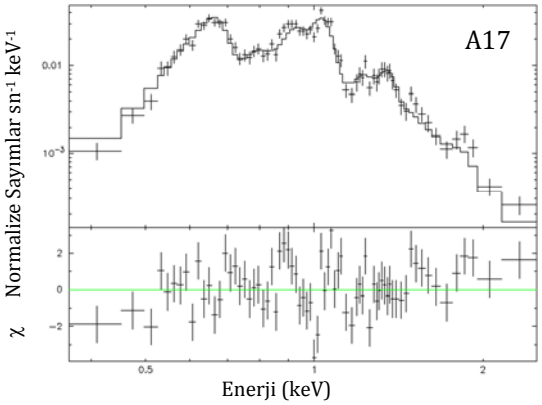
EK 1. (devam)

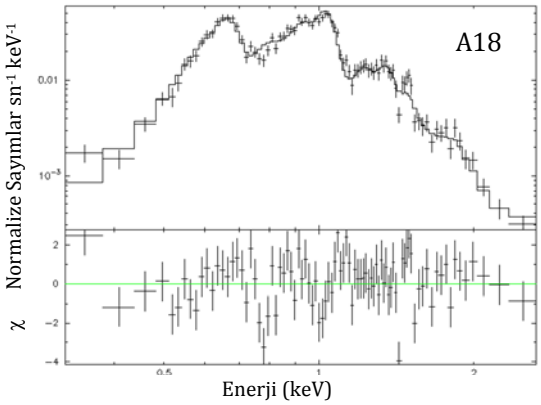

A13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


A14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

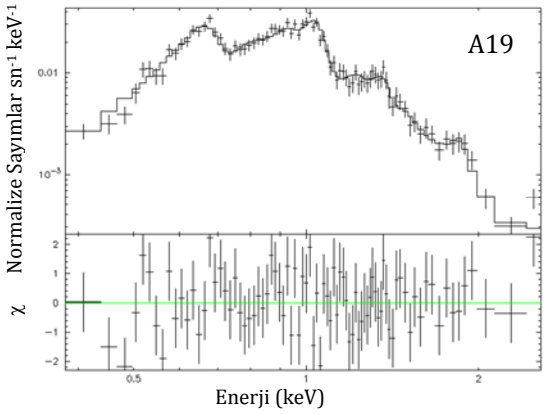

A15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

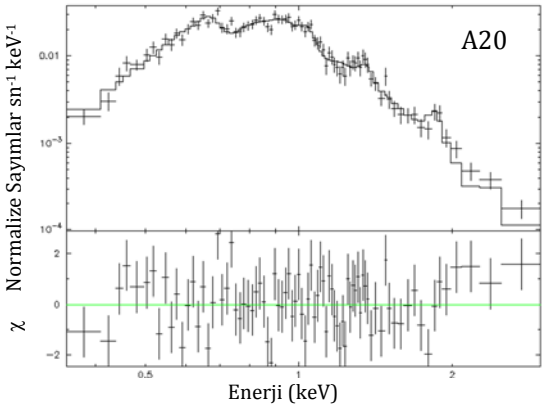

A16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

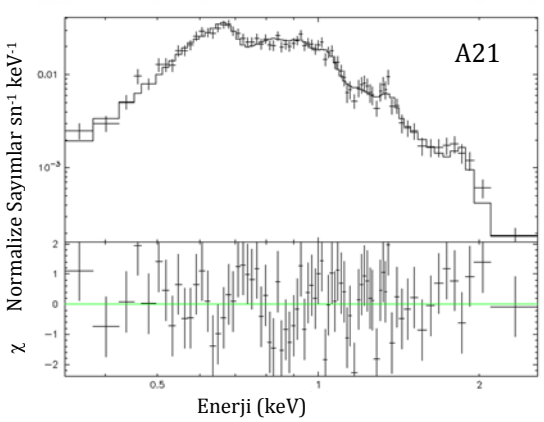

A17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


A18
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

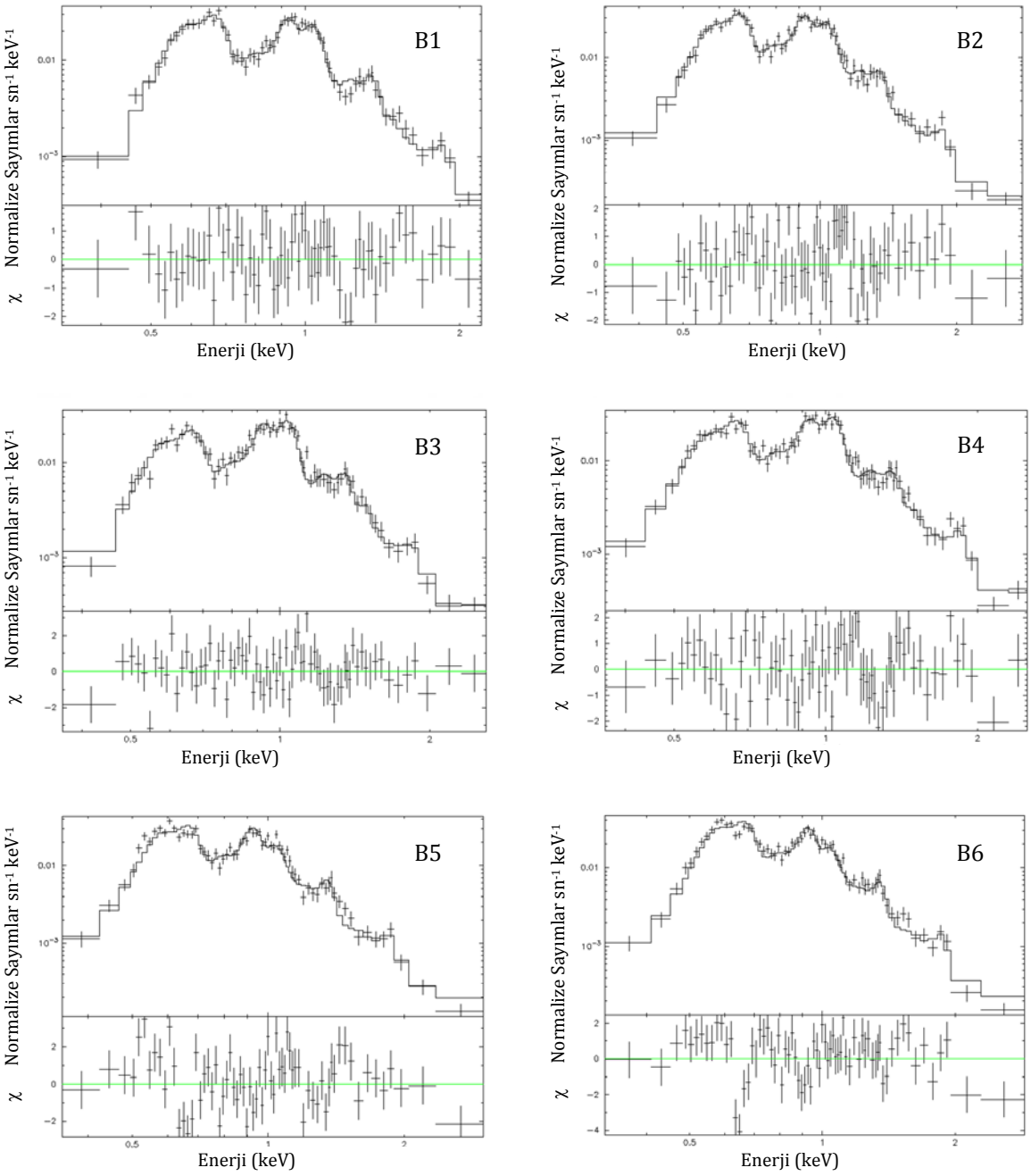
EK 1. (devam)


A19
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

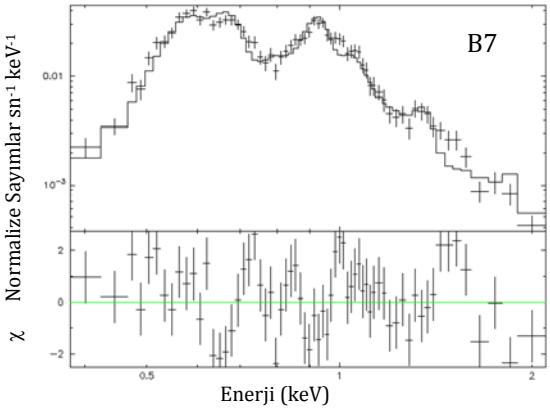

A20
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

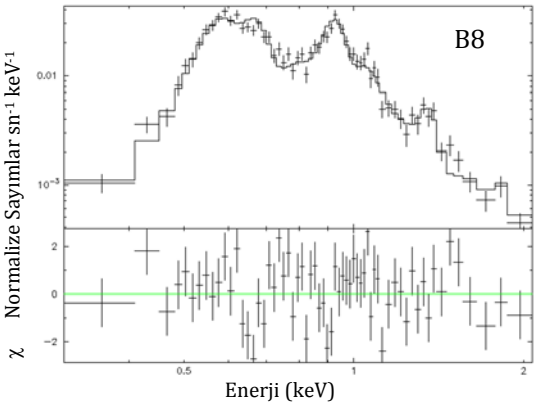

A21
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

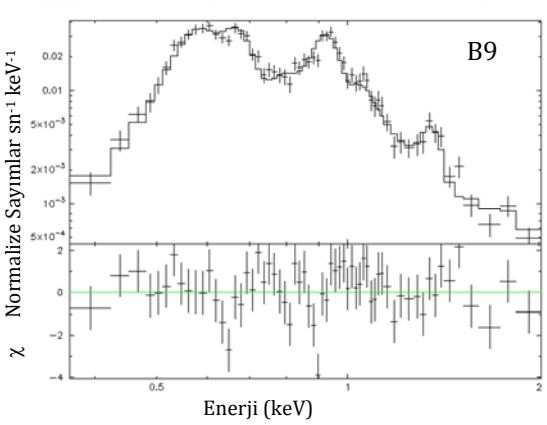
EK 2. #B doğrultusundaki 19 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

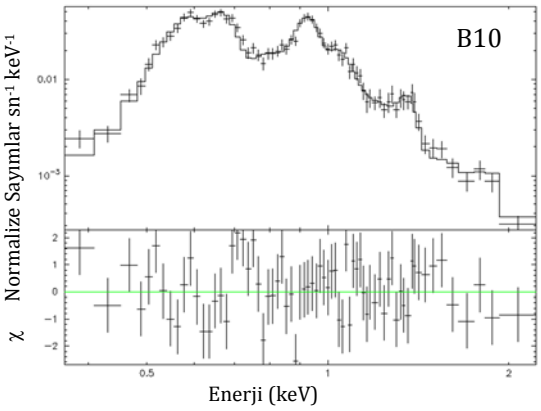


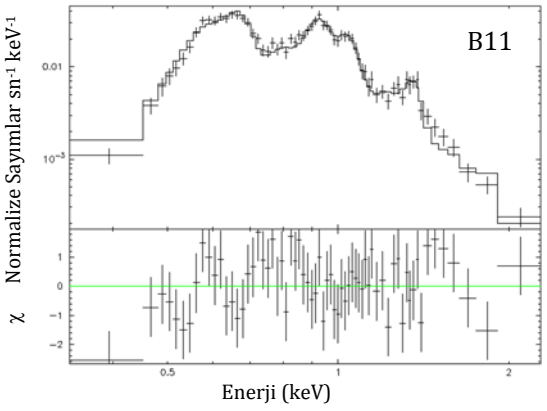
EK 2. (devam)

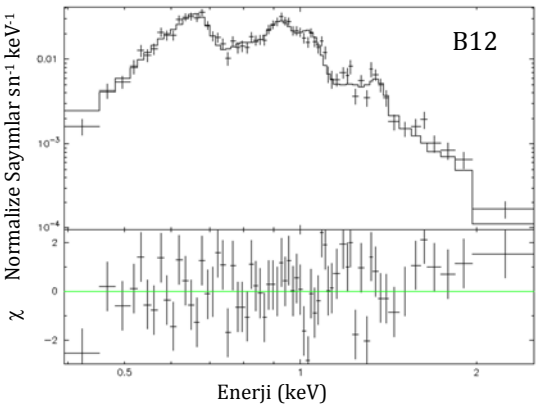

B7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


B8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

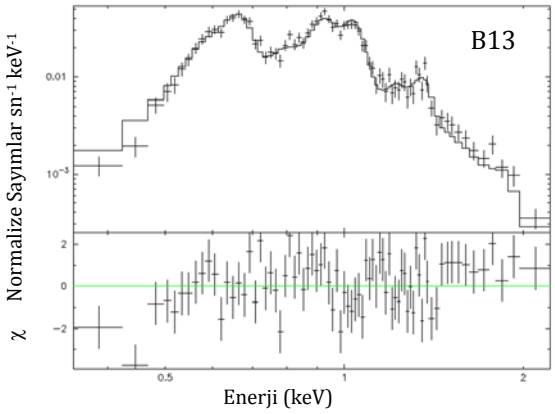

B9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

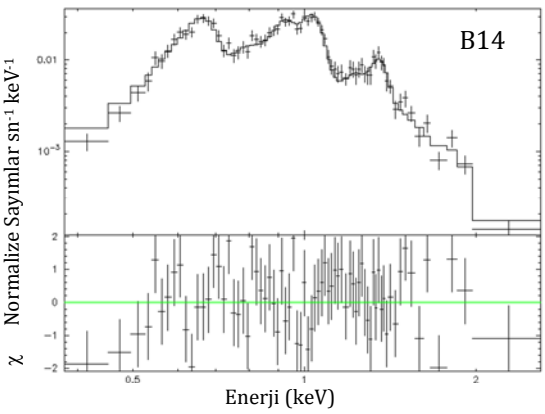

B10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

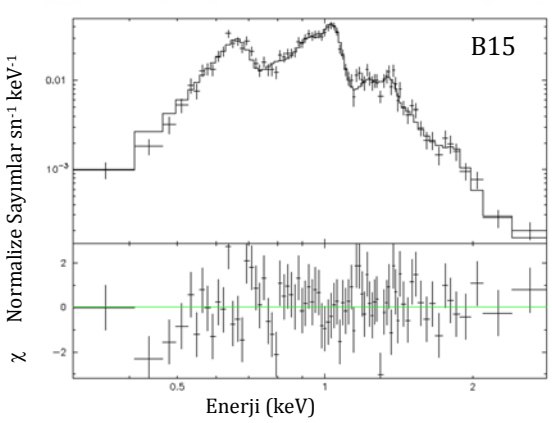

B11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

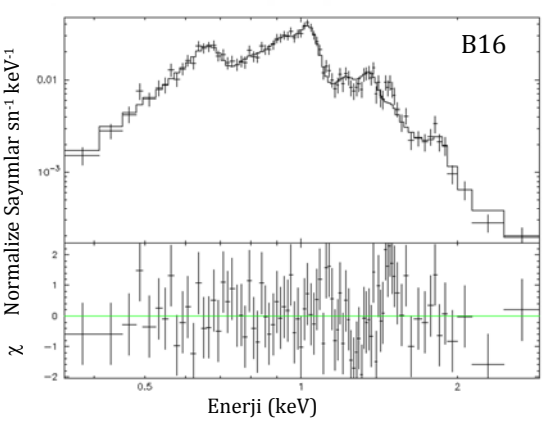

B12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

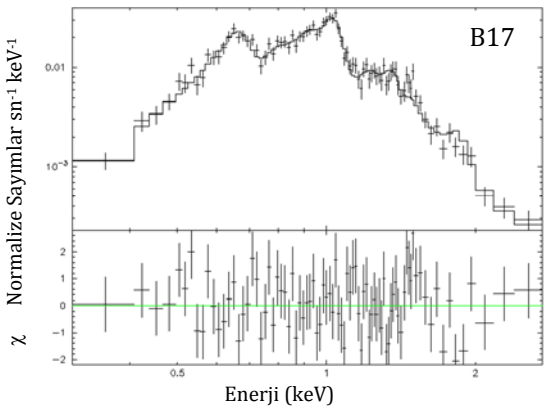
EK 2. (devam)

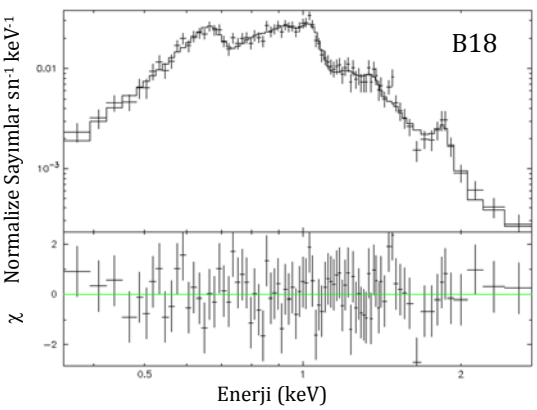

B13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


B14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

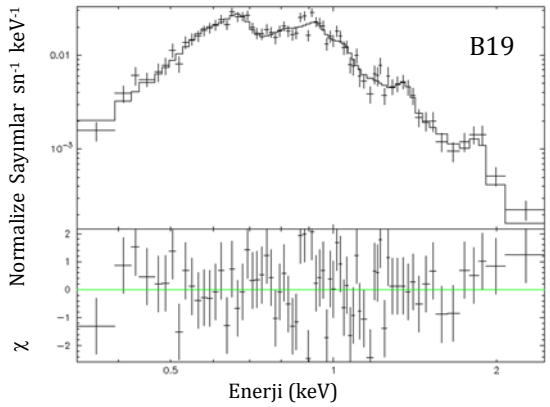

B15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


B16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

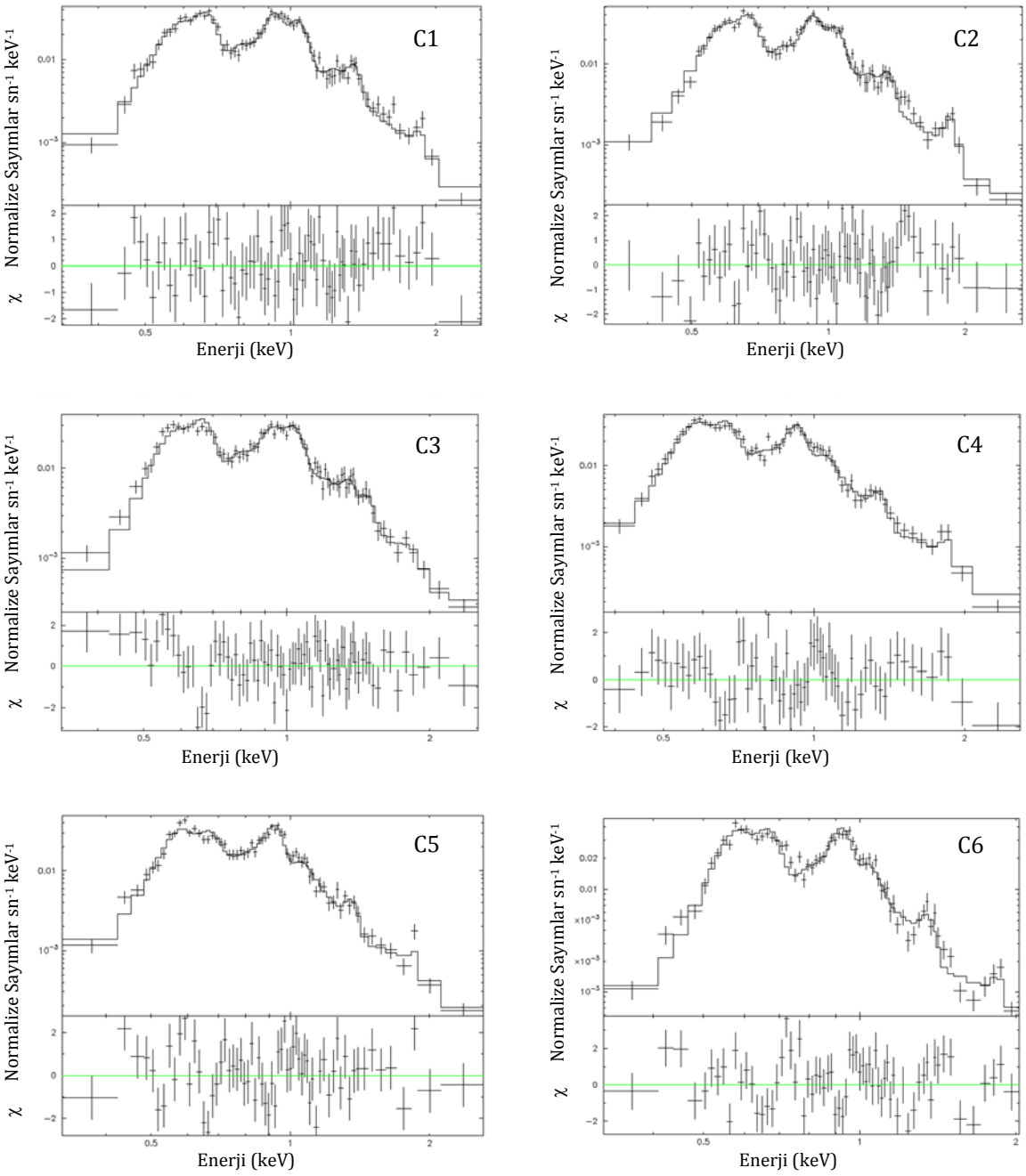

B17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


B18
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

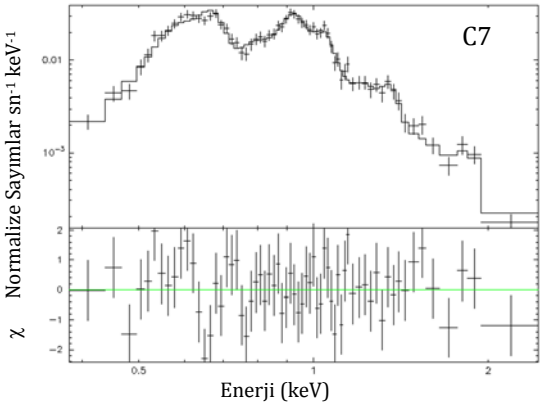
EK 2. (devam)

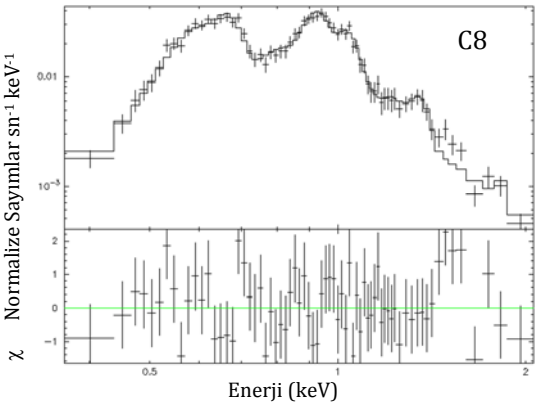


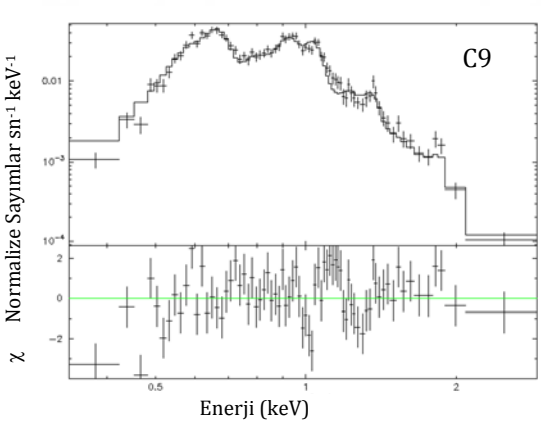
EK 3. #C doğrultusundaki 22 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

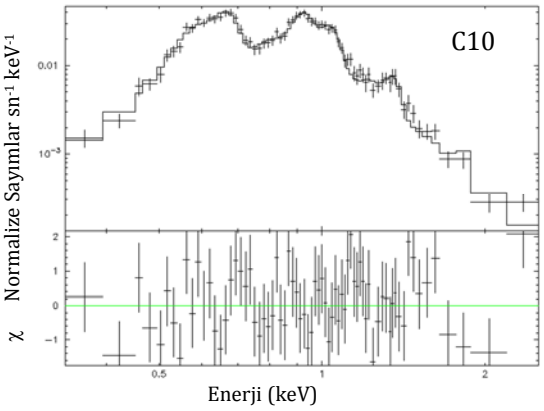


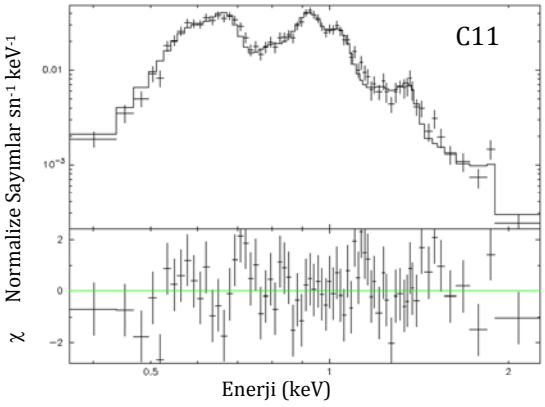
EK 3. (devam)

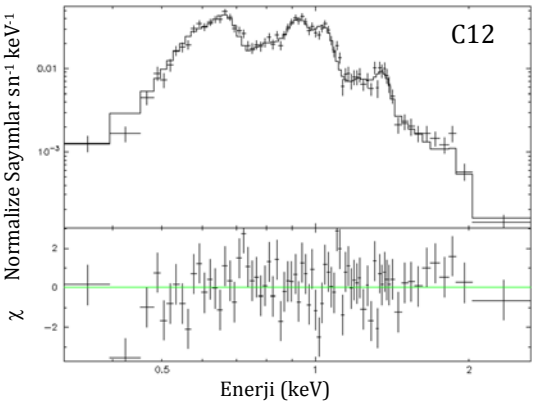

C7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


C8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

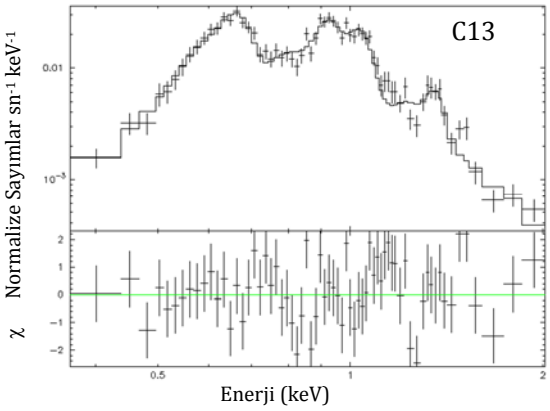

C9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

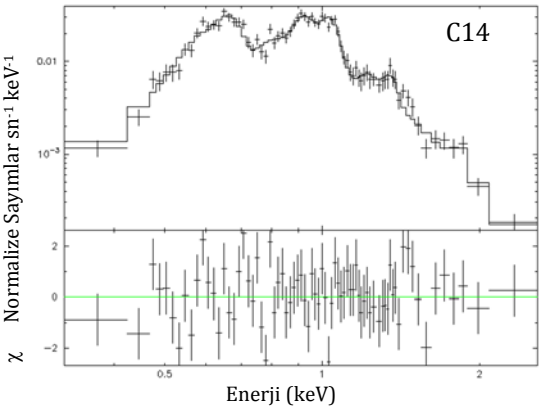

C10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

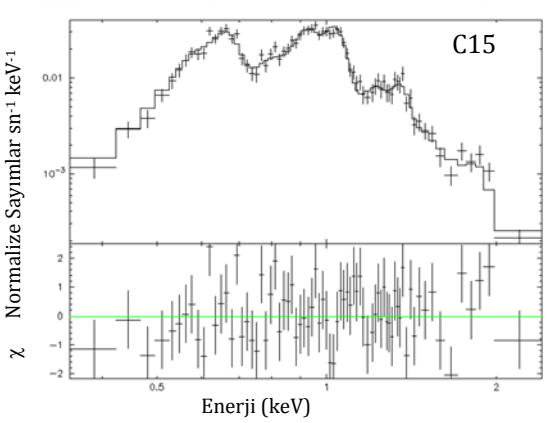

C11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

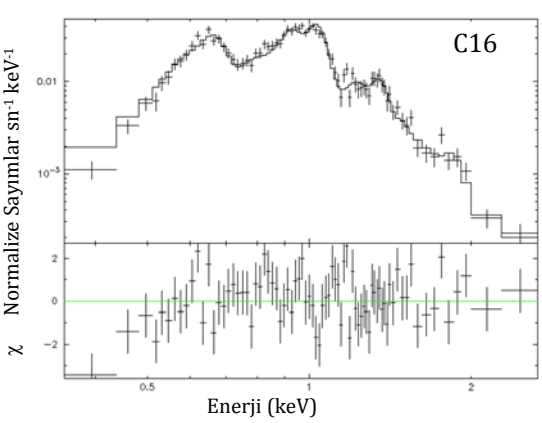

C12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

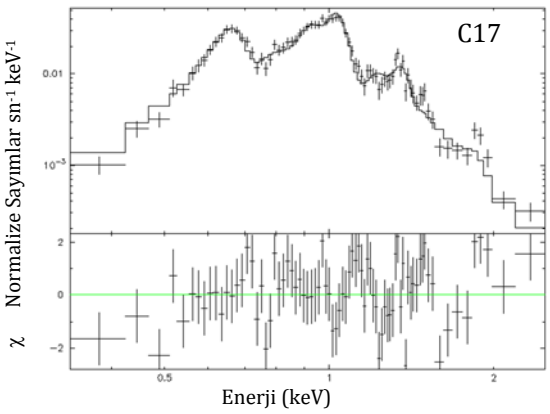
EK 3. (devam)

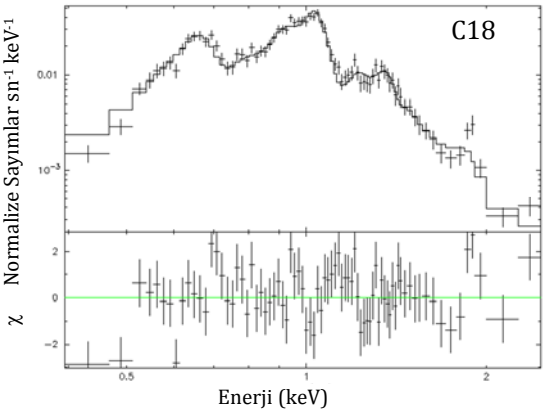

C13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


C14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

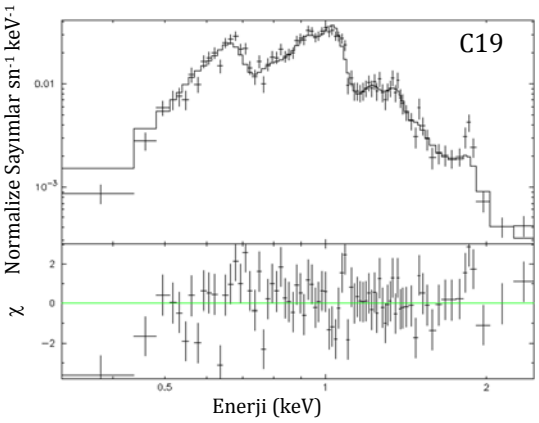

C15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

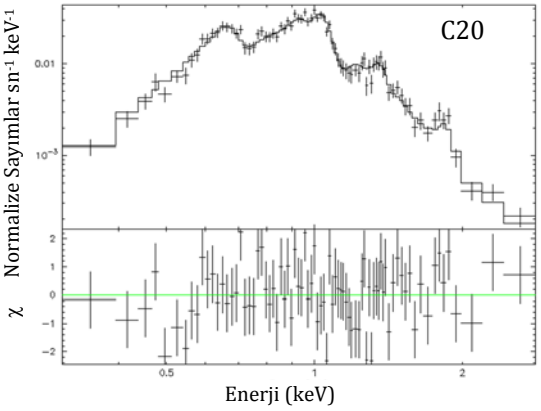

C16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

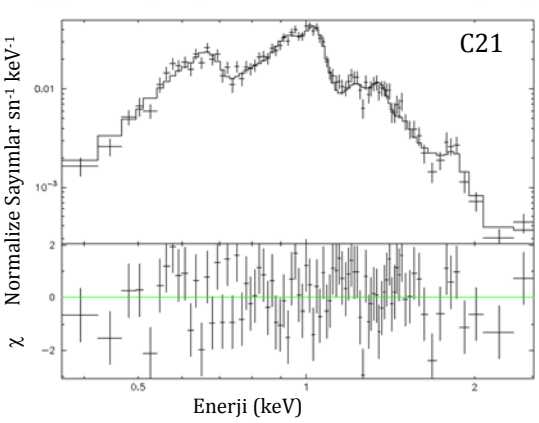

C17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

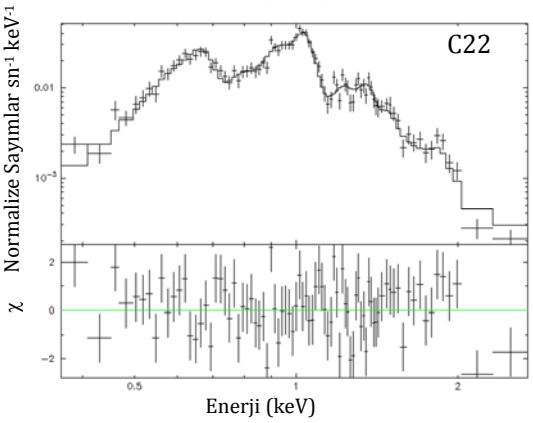

C18
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

EK 3. (devam)

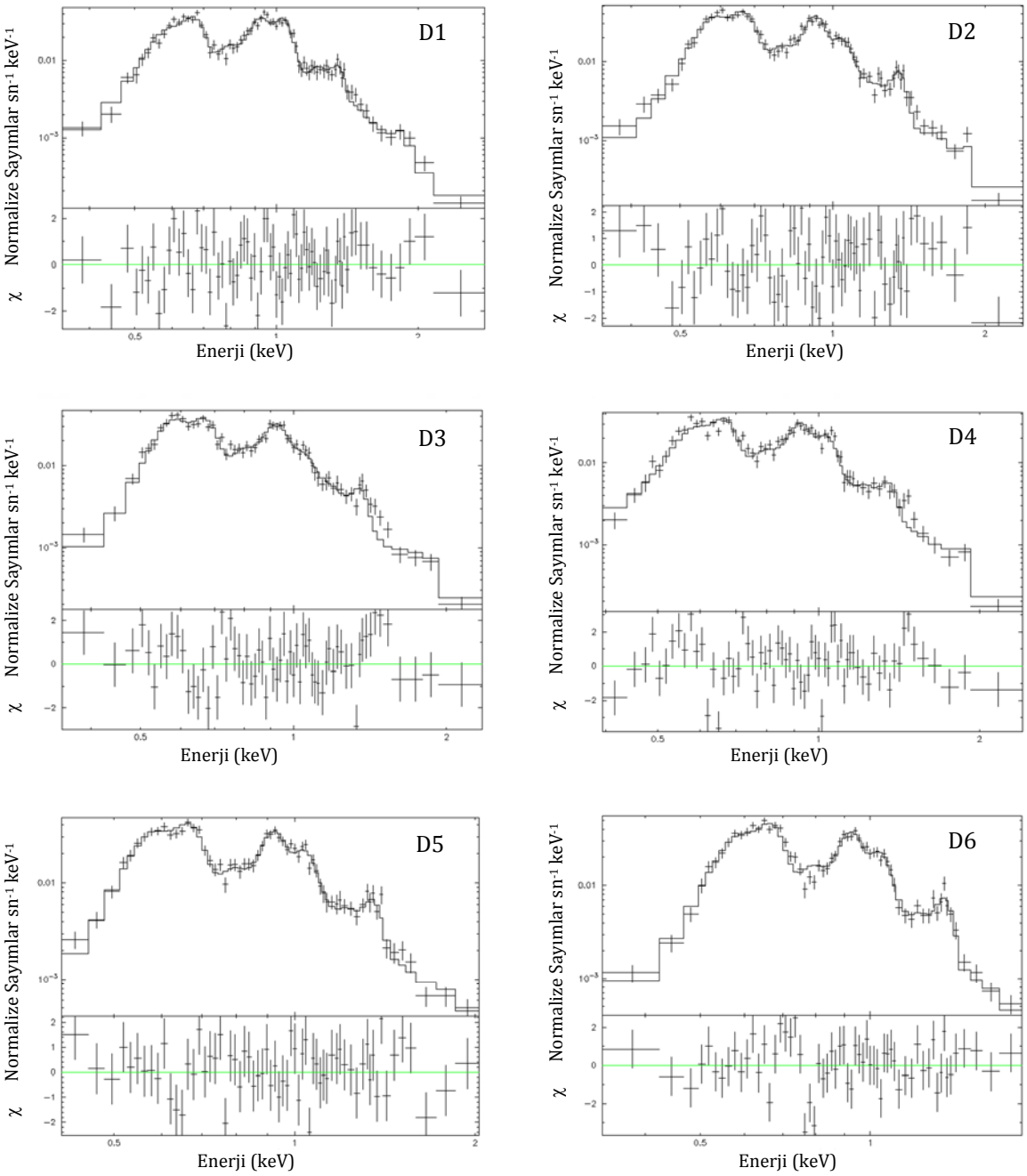

C19
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


C20
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

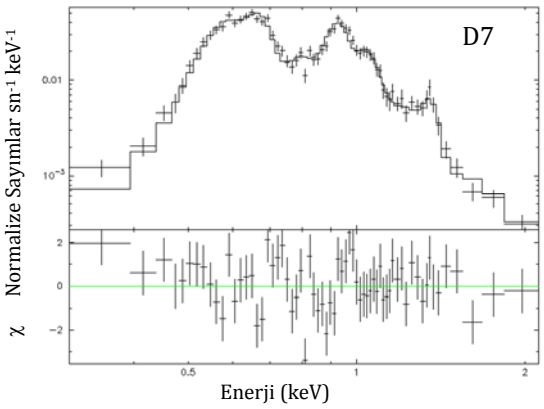

C21
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

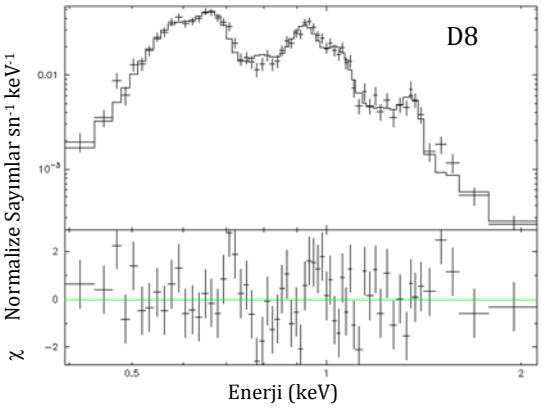

C22
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

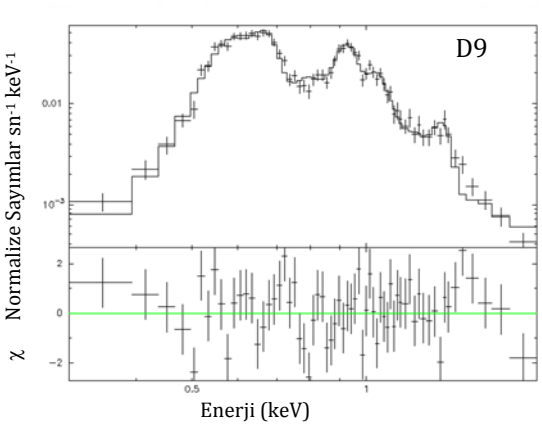
EK 4. #D doğrultusundaki 24 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

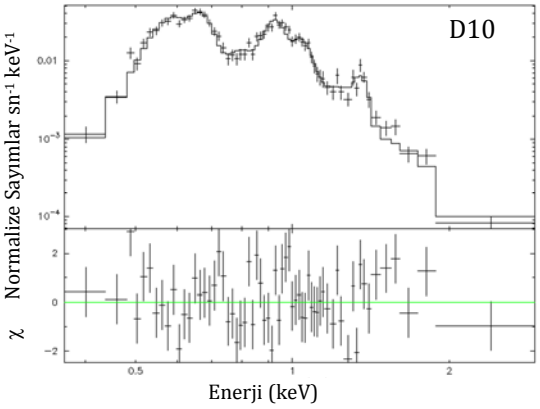


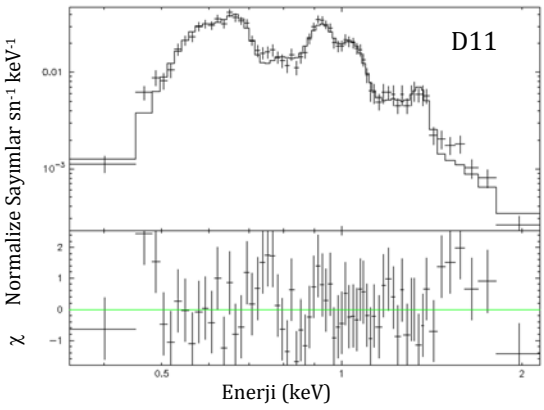
EK 4. (devam)

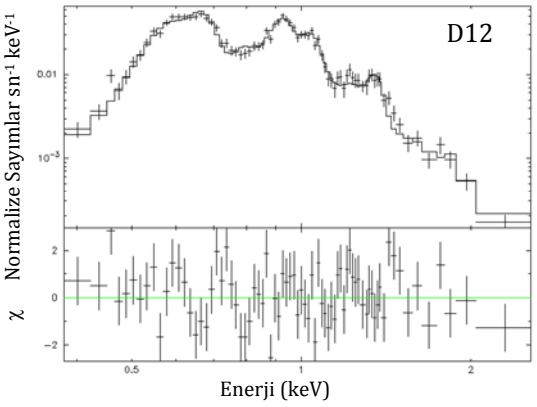

D7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


D8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

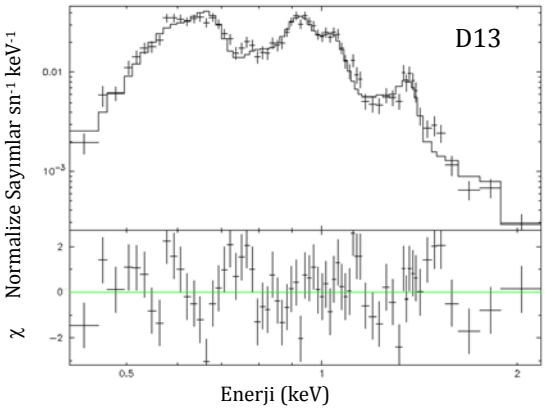

D9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

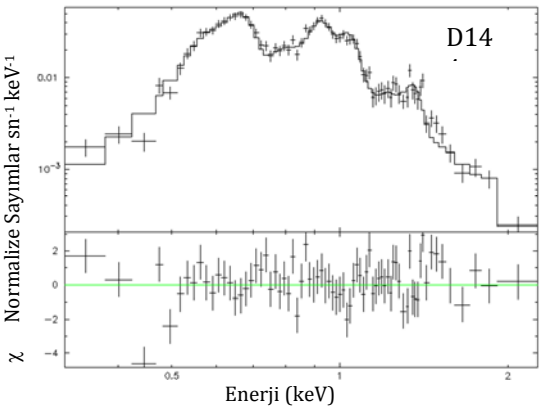

D10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

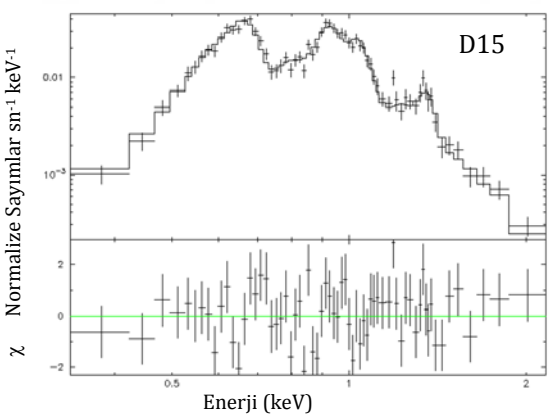

D11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

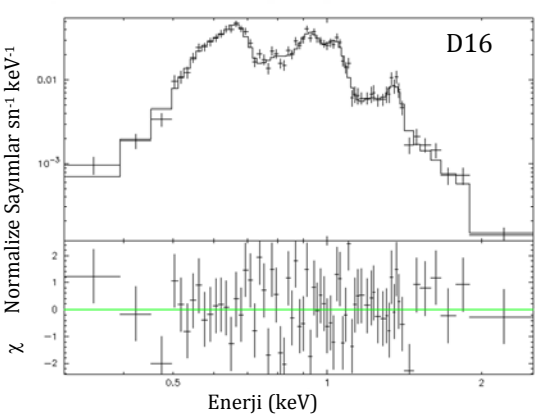

D12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

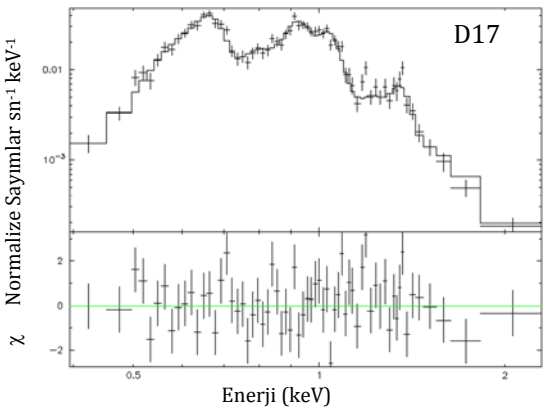
EK 4. (devam)

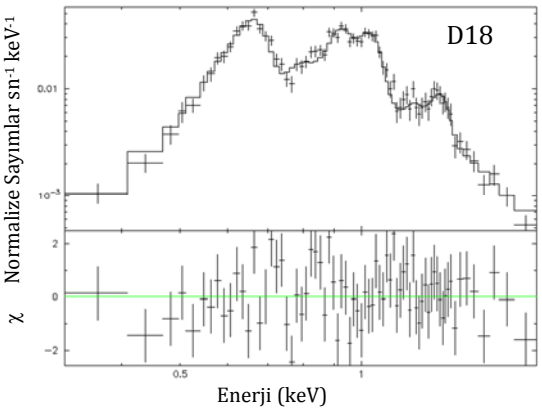

D13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


D14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

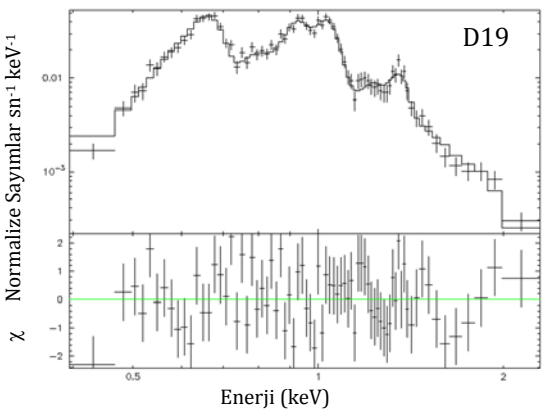

D15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

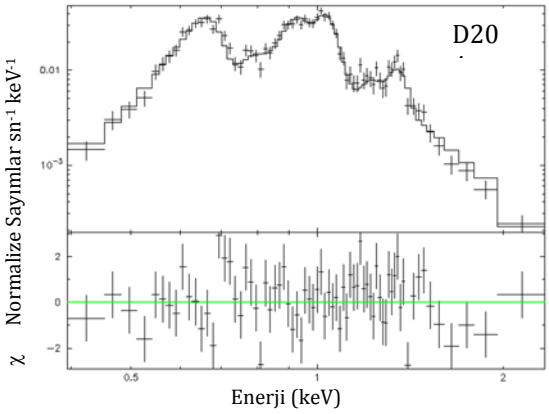

D16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

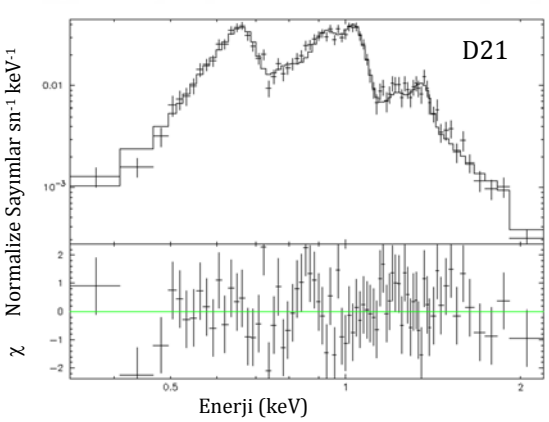

D17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

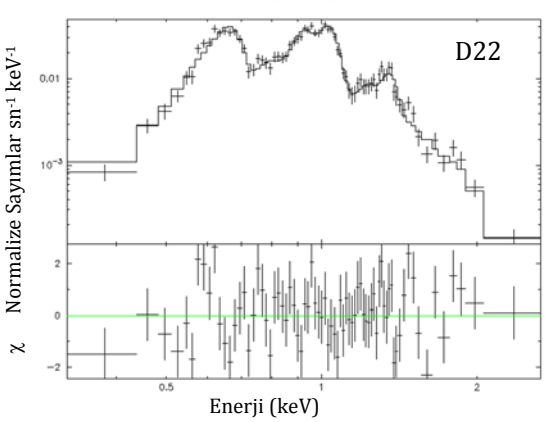

D18
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

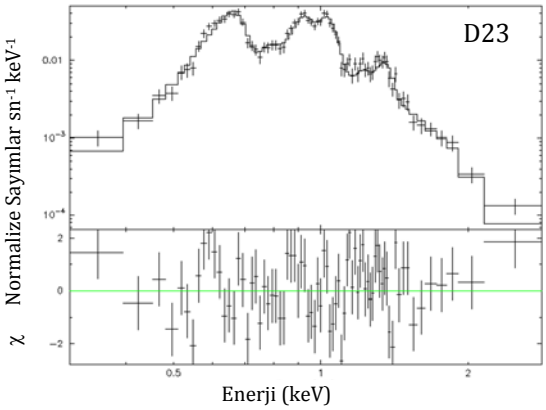
EK 4. (devam)

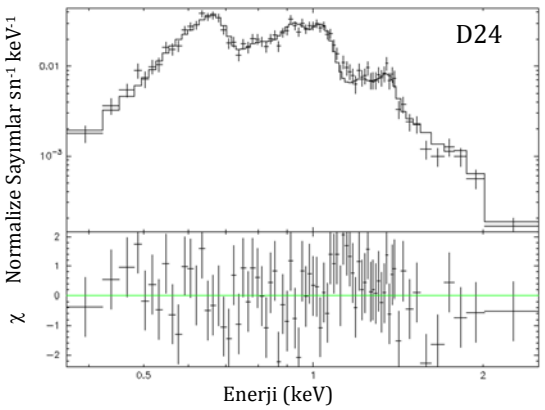

D19
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


D20
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

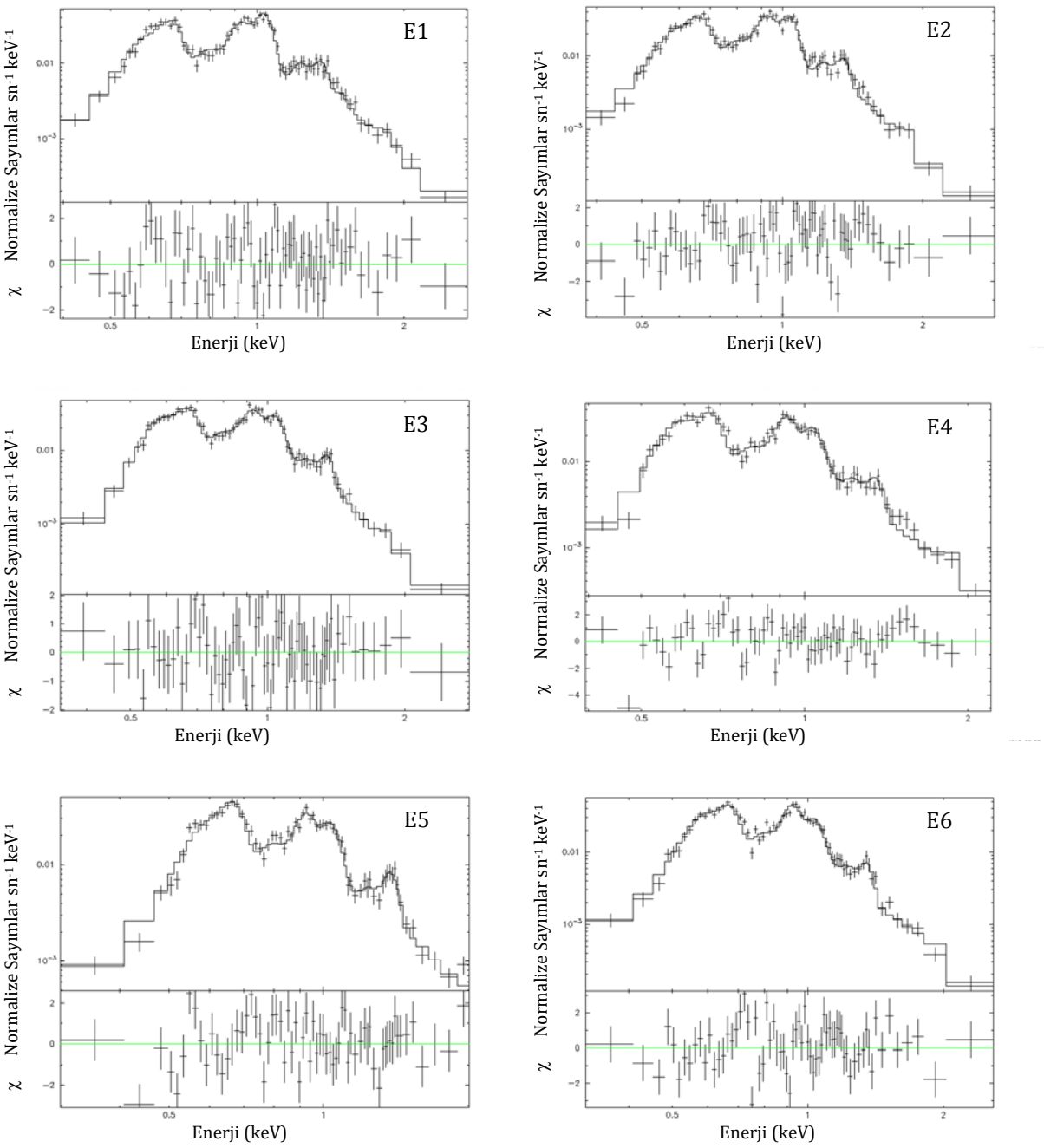

D21
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


D22
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

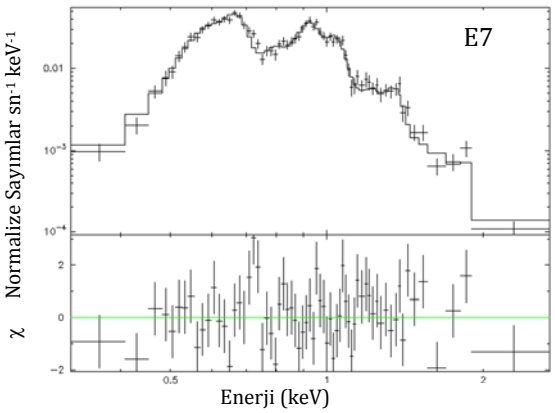

D23
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

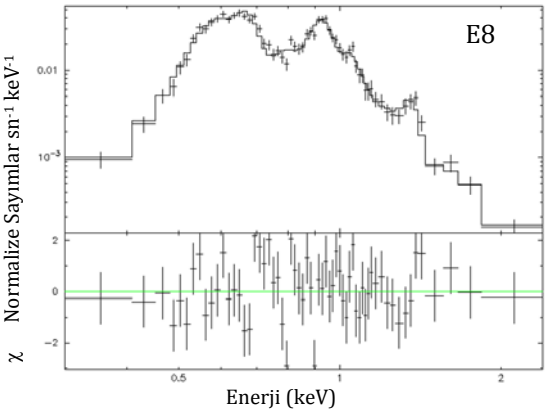

D24
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

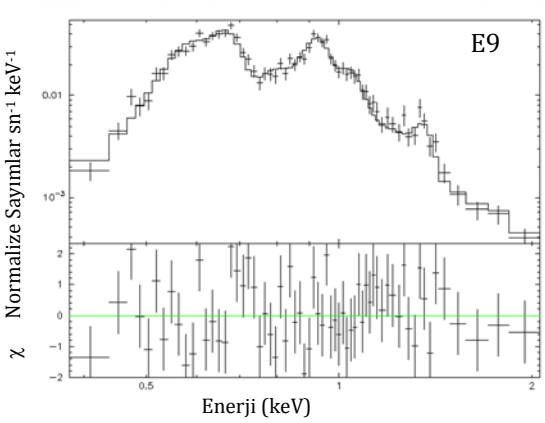
EK 5. #E doğrultusundaki 21 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

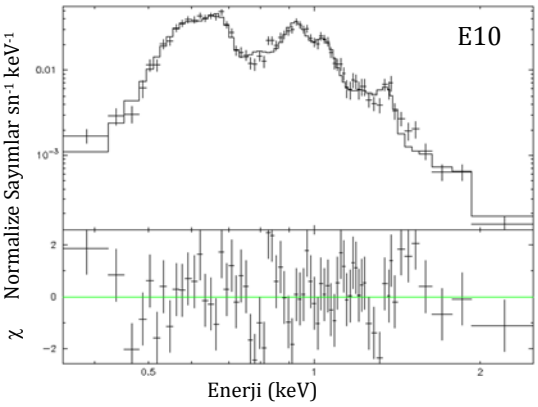


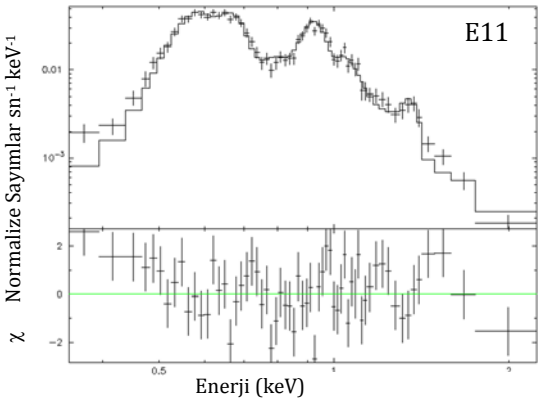
EK 5. (devam)

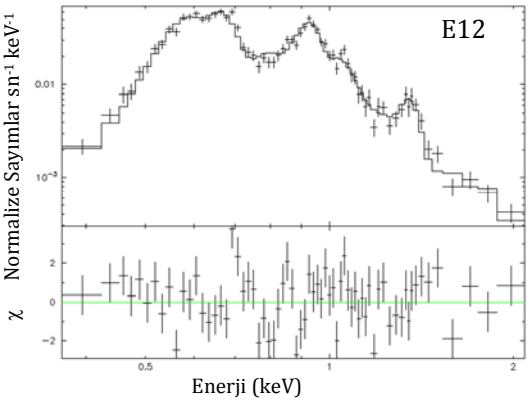

E7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


E8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

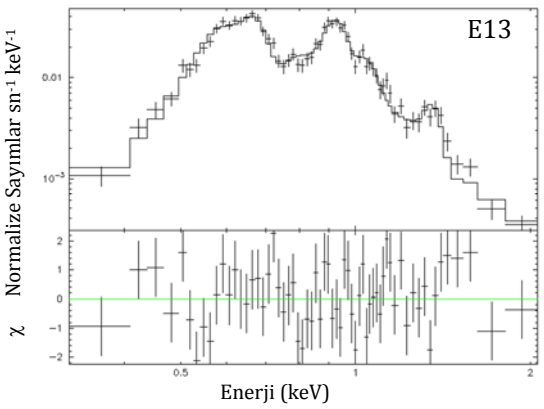

E9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

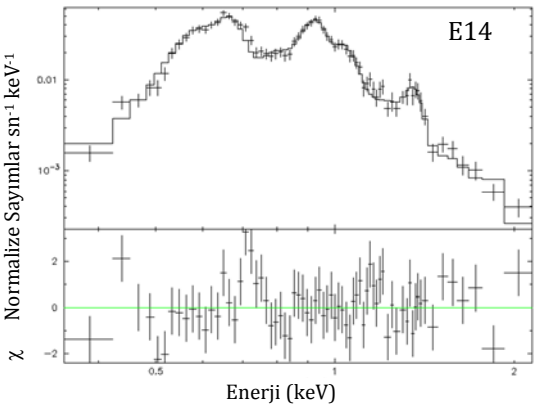

E10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

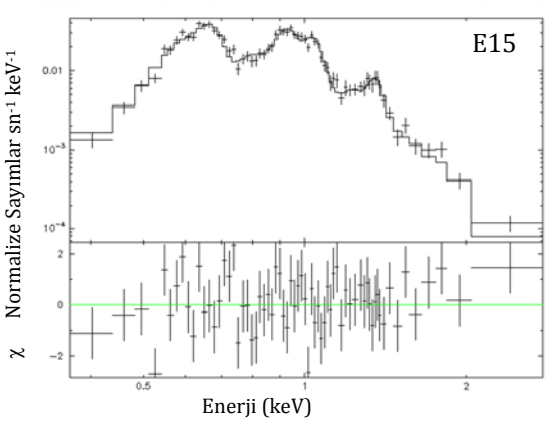

E11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

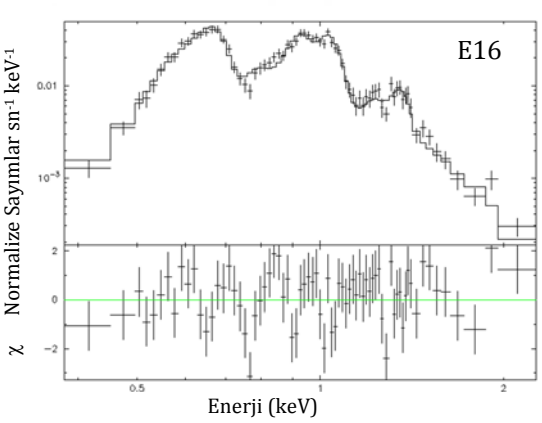

E12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

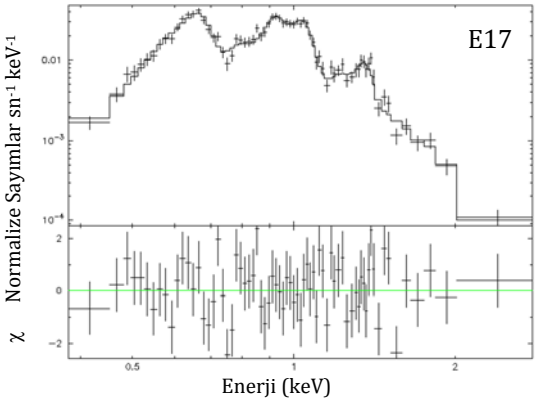
EK 5. (devam)

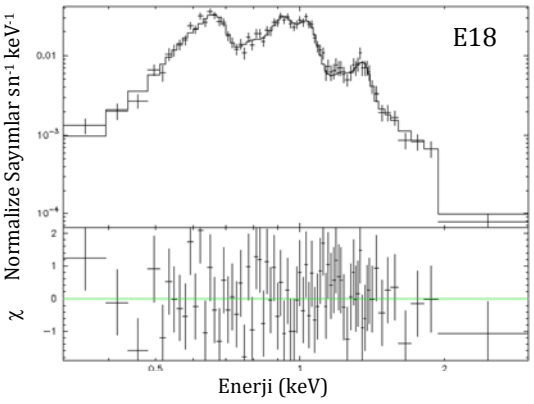

E13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


E14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

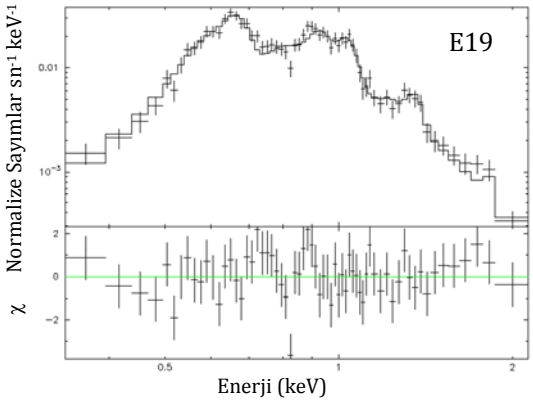

E15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

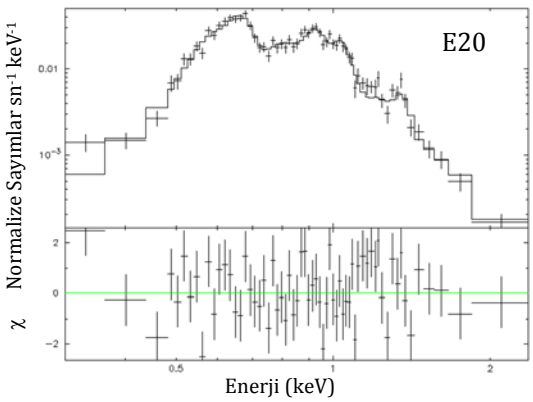

E16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

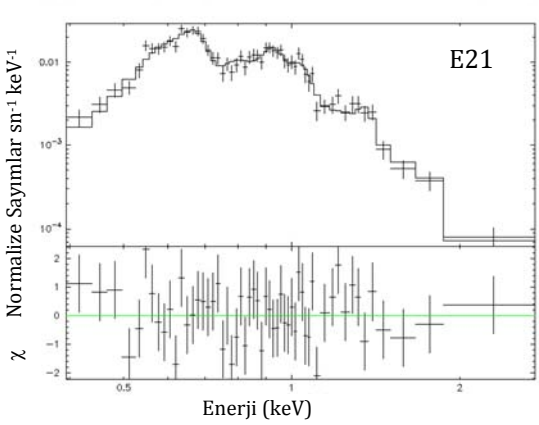

E17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


E18
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

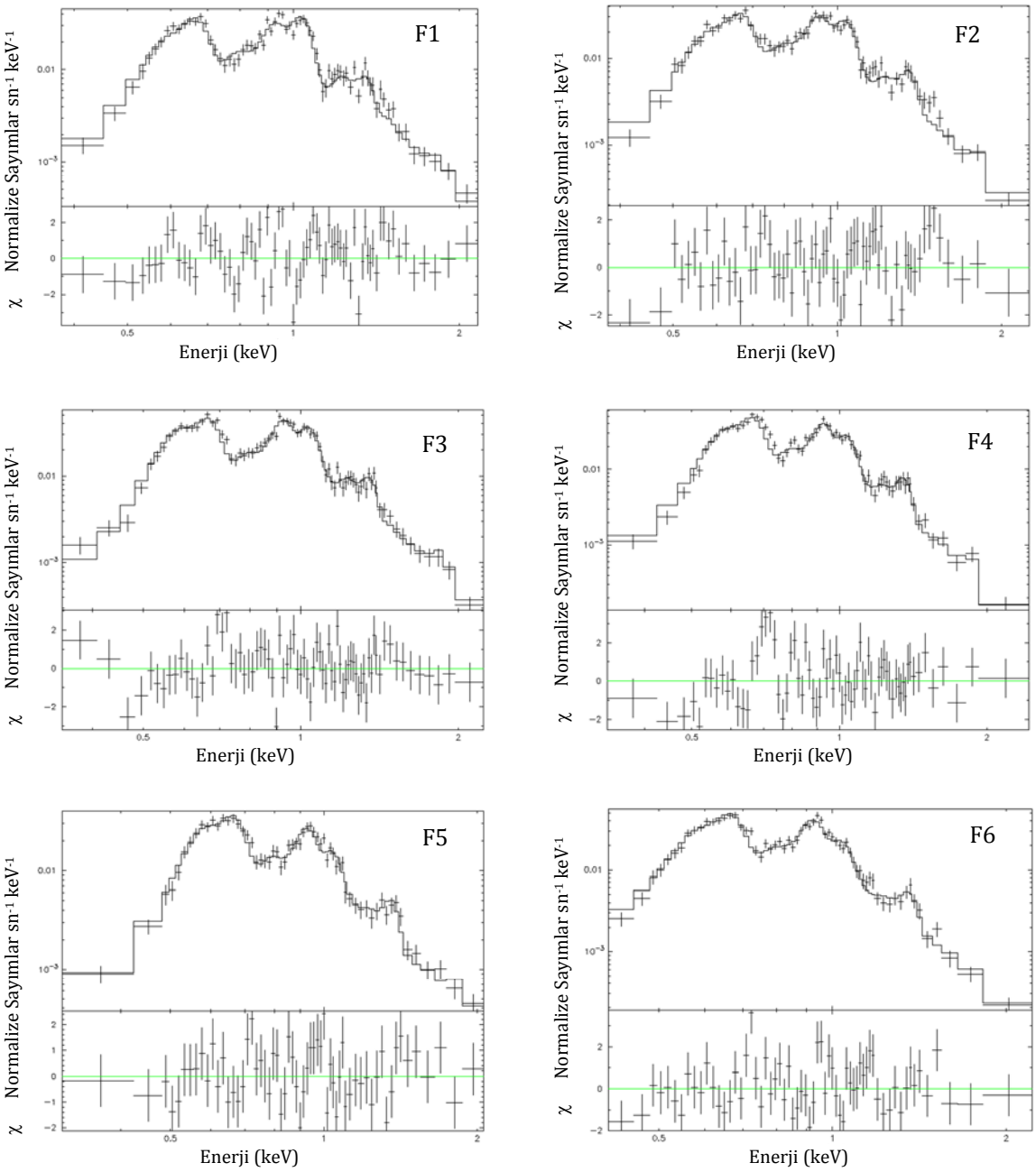
EK 5. (devam)


E19
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

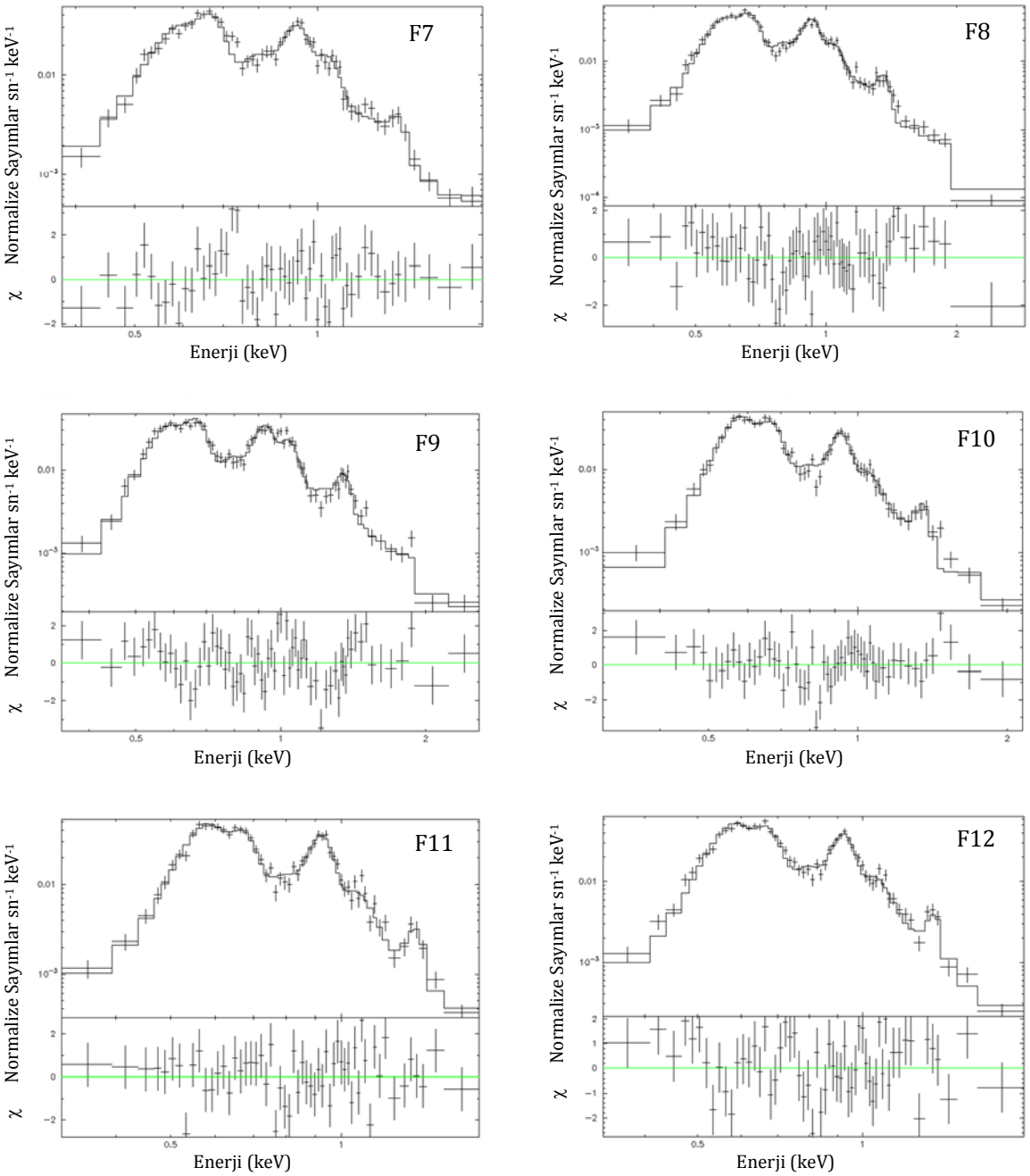

E20
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


E21
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

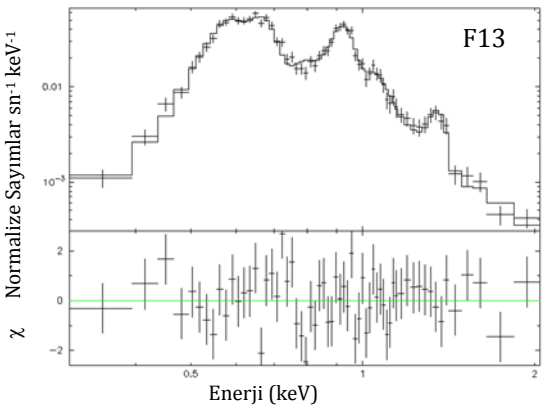
EK 6. #F doğrultusundaki 21 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

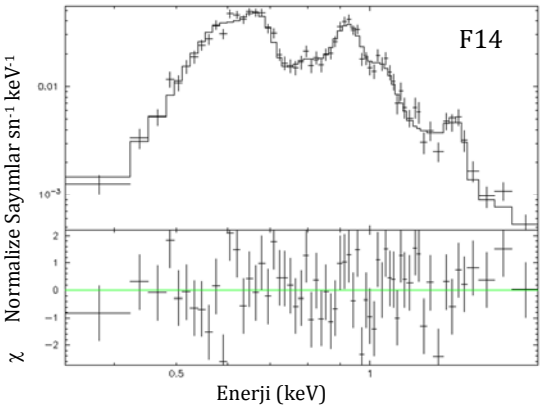


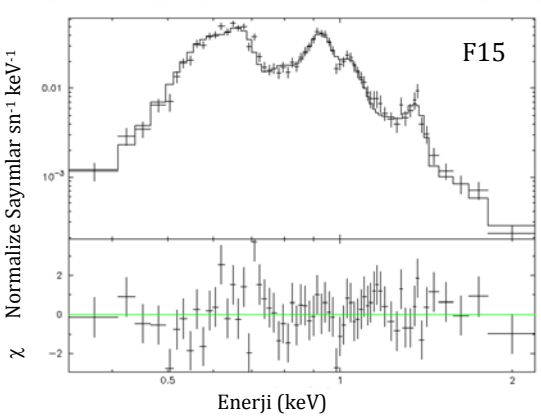
EK 6. (devam)

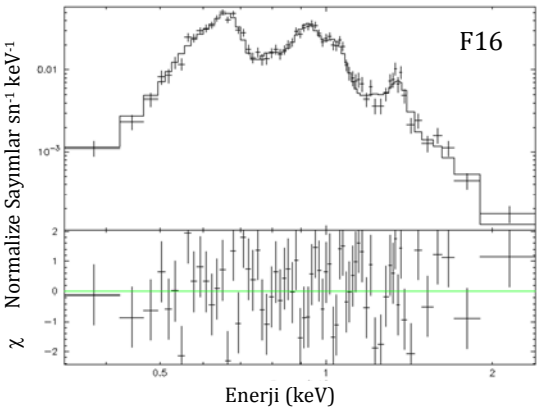


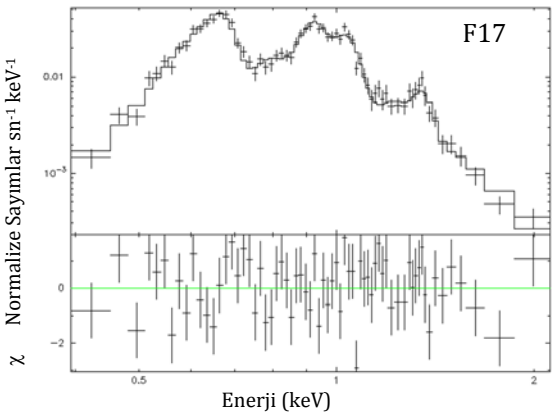
EK 6. (devam)

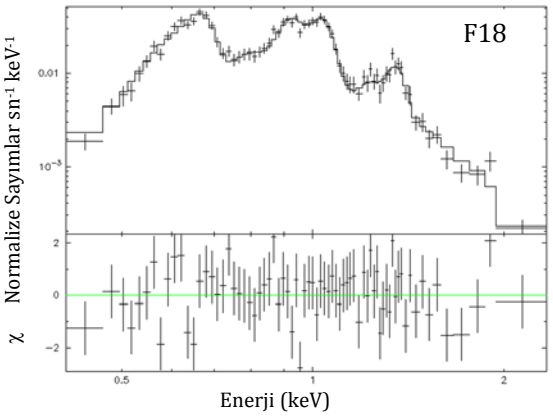

F13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


F14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

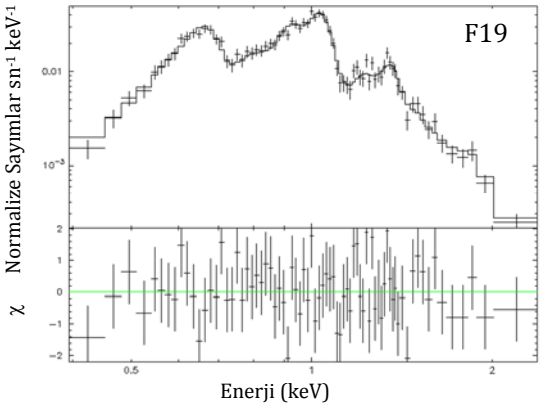

F15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

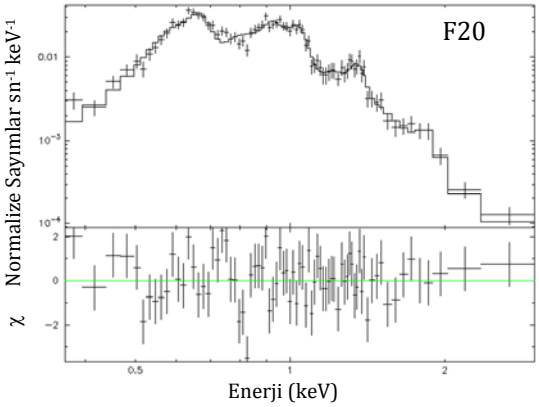

F16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

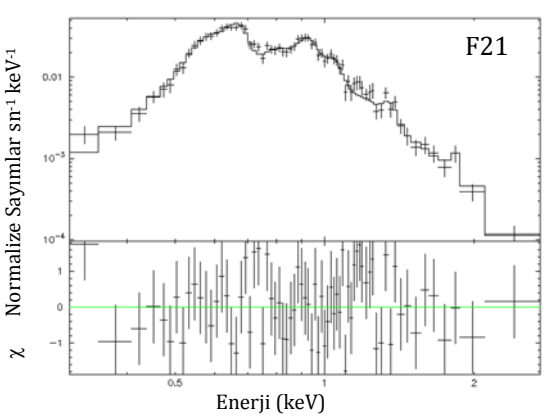

F17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


F18
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

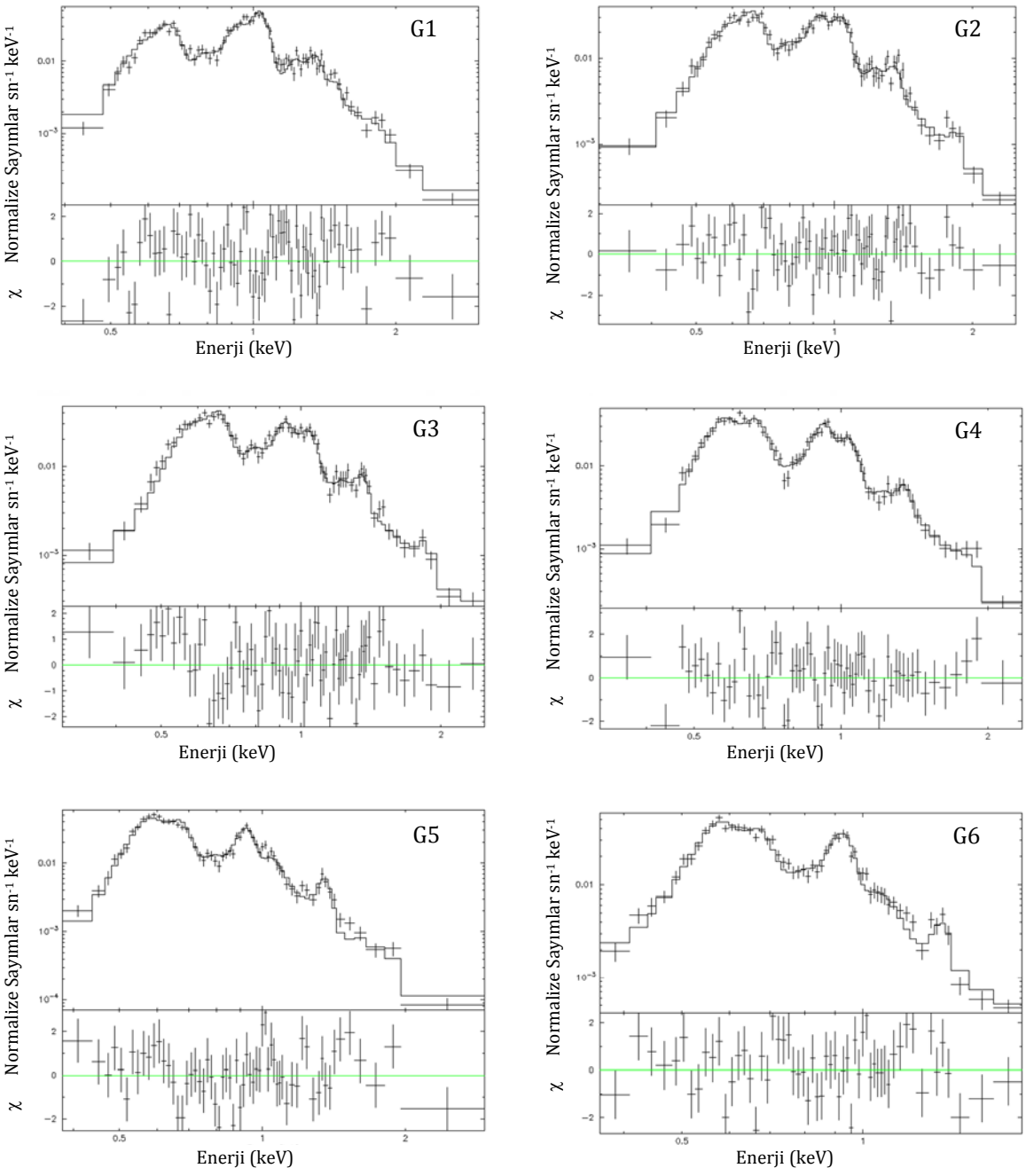
EK 6. (devam)


F19
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

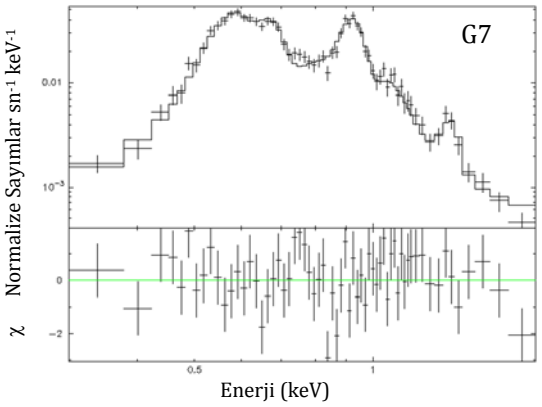

F20
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

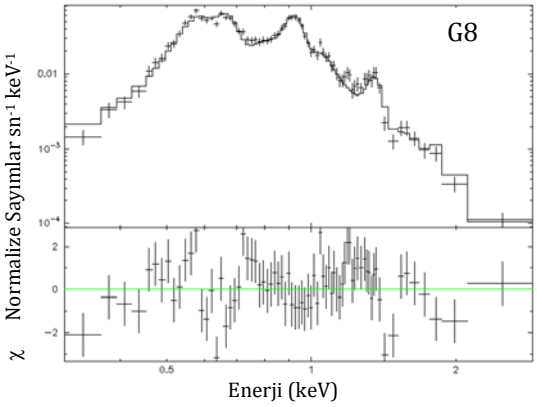

F21
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

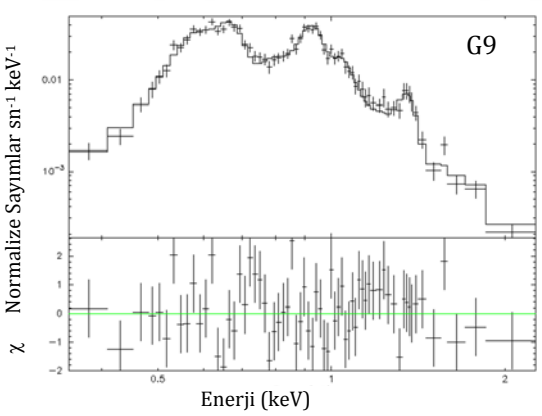
EK 7. #G doğrultusundaki 17 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

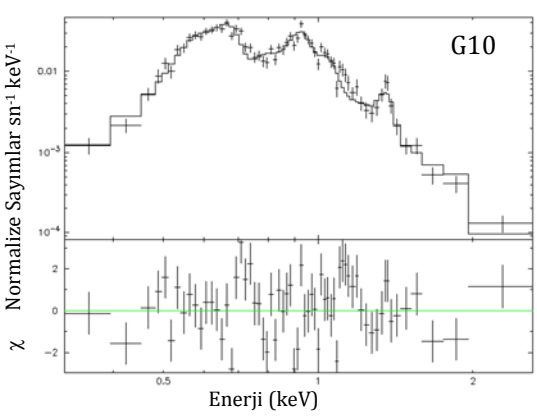


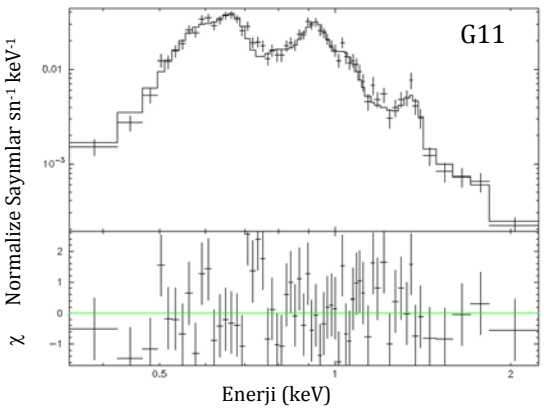
EK 7. (devam)

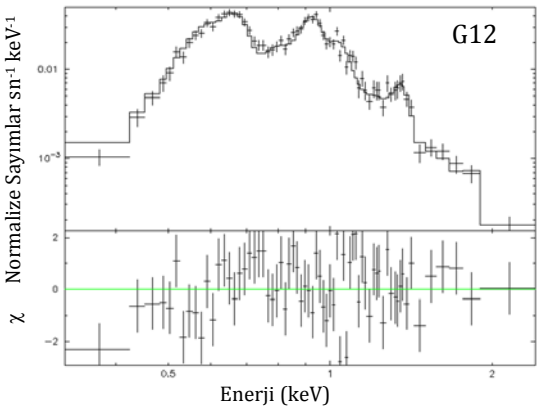

G7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


G8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

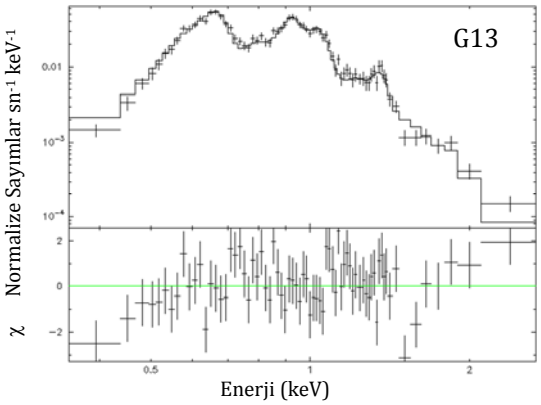

G9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

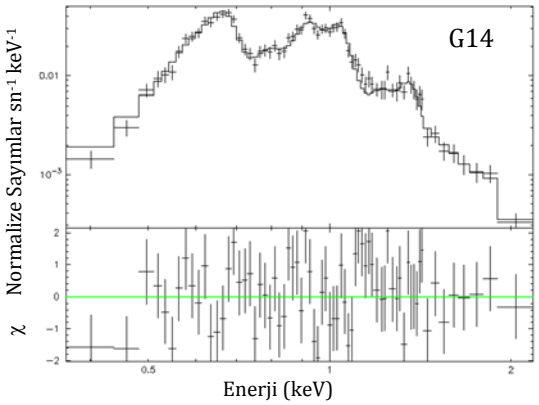

G10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

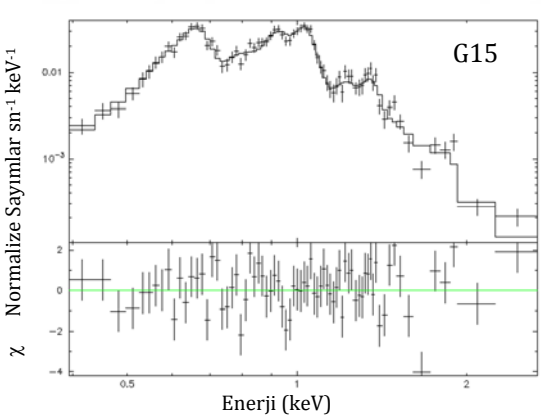

G11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

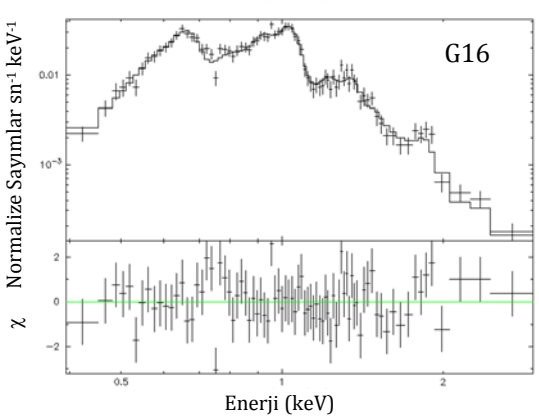

G12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

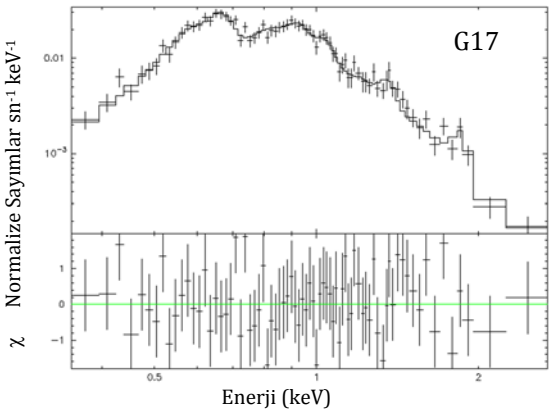
EK 7. (devam)


G13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

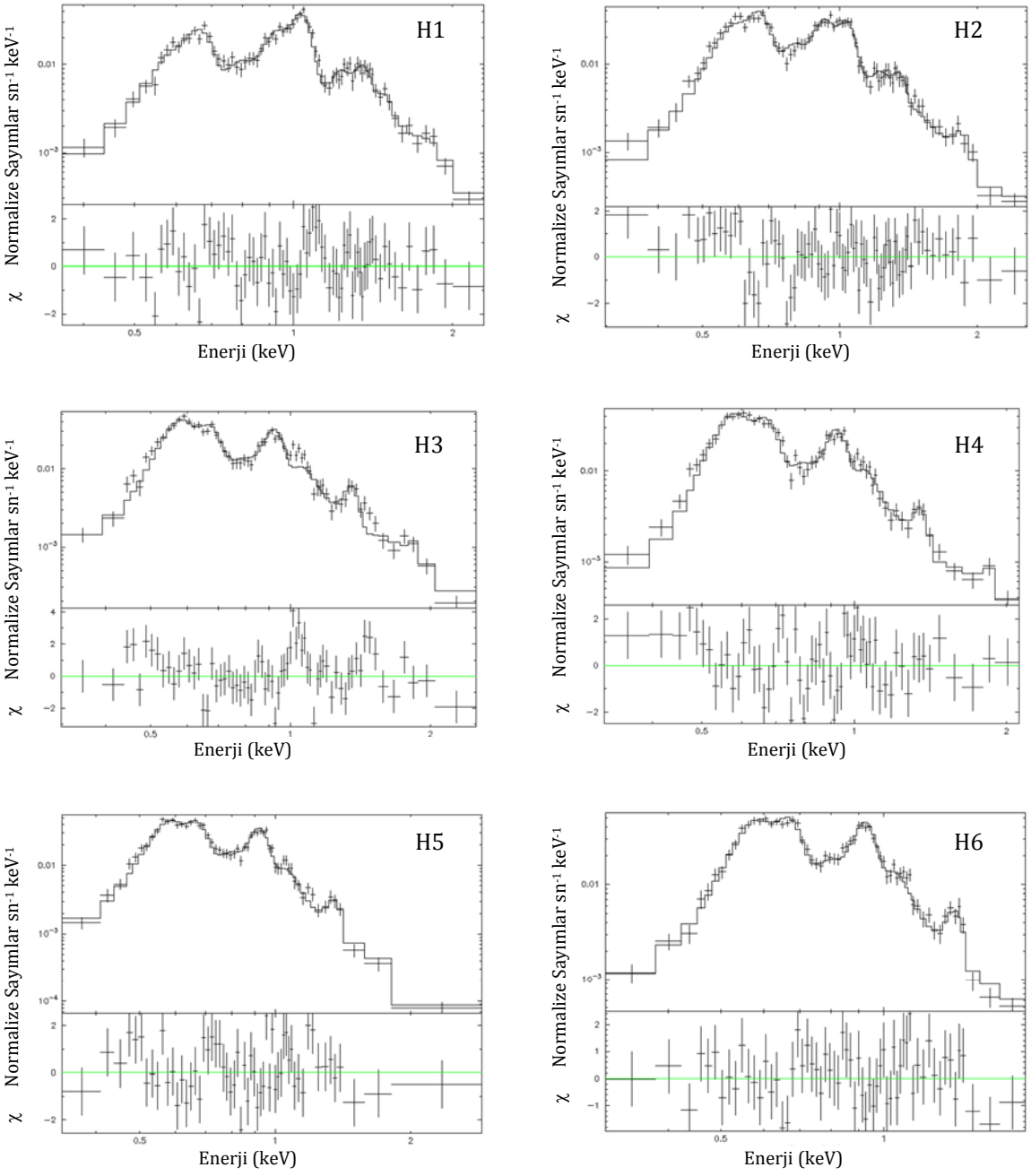

G14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


G15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

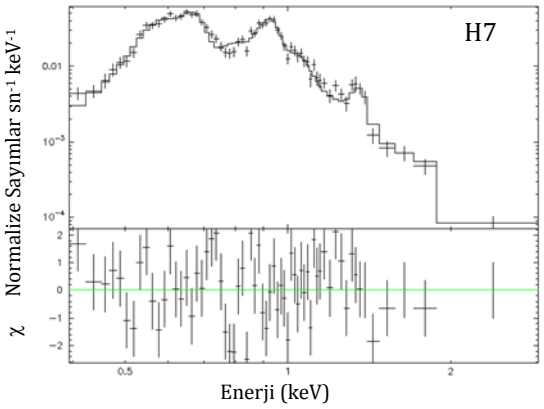

G16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

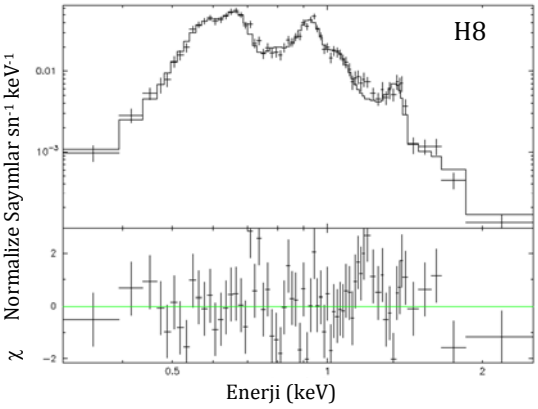

G17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

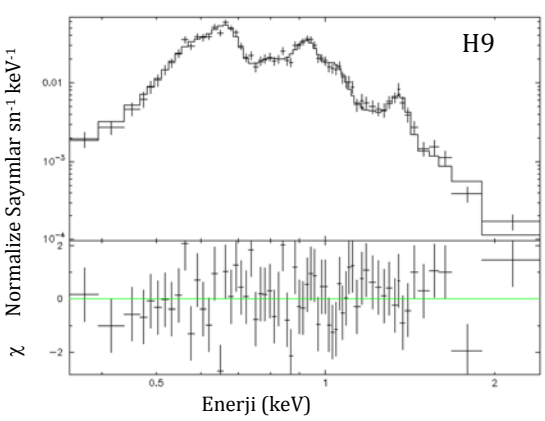
EK 8. #H doğrultusundaki 17 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

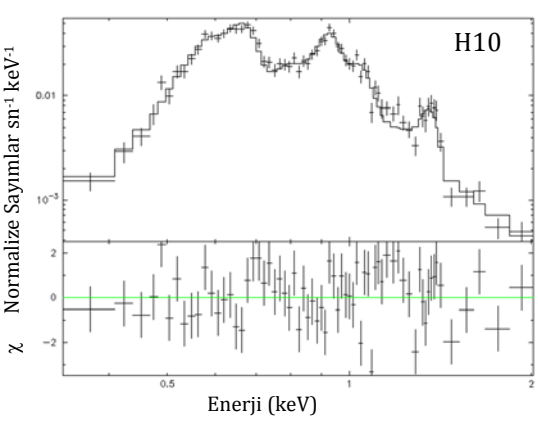


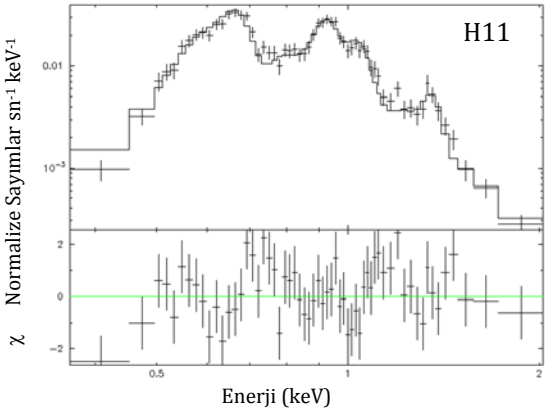
EK 8. (devam)

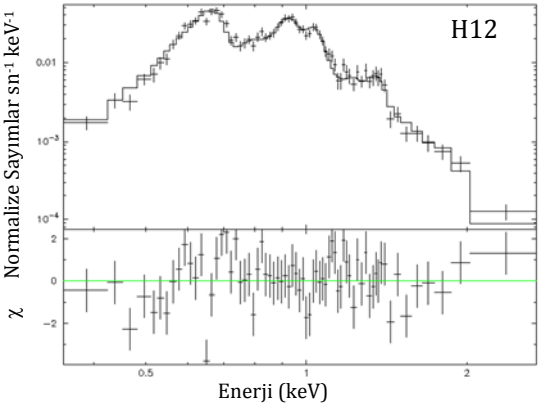

H7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


H8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

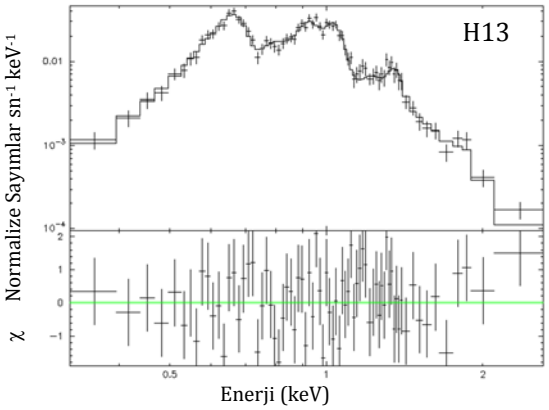

H9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

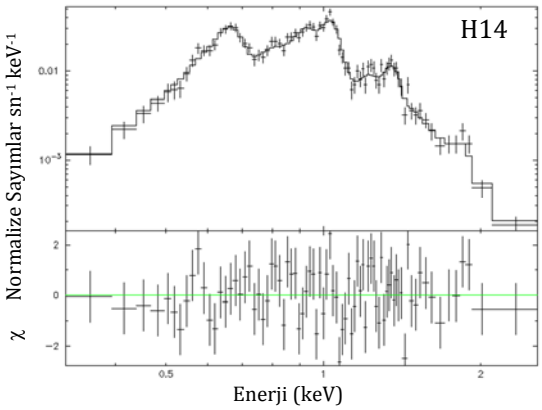

H10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

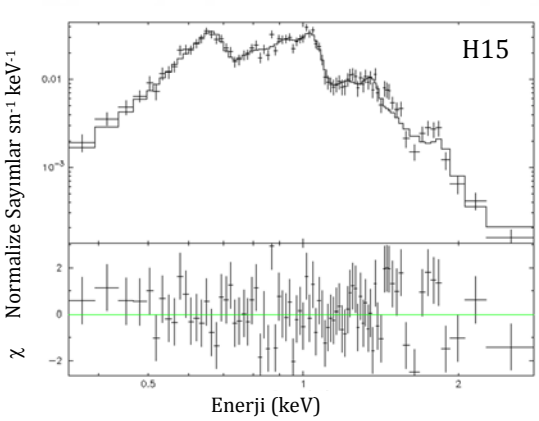

H11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

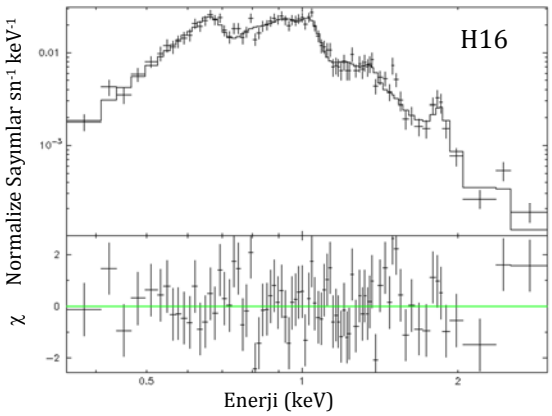

H12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

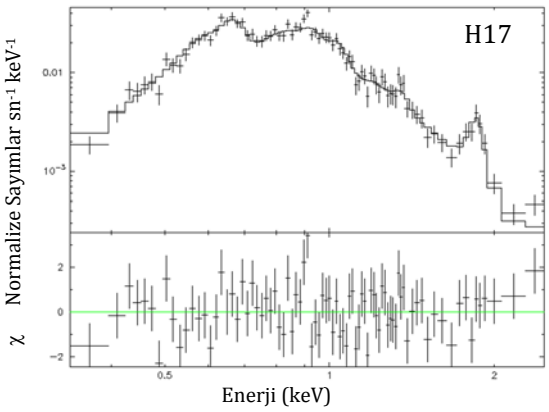
EK 8. (devam)


H13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

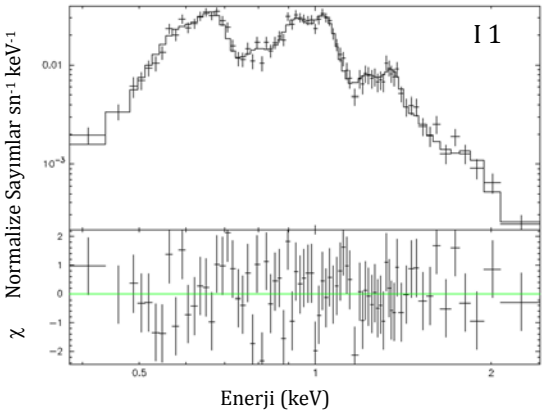

H14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

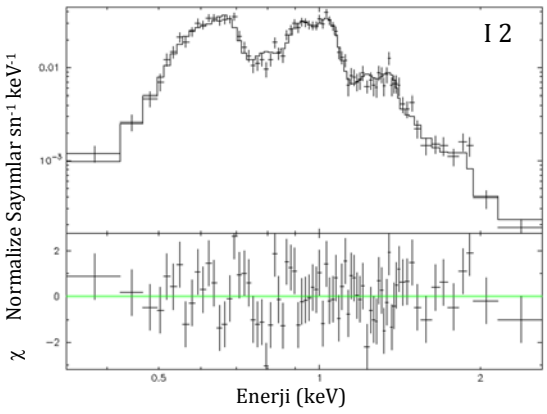

H15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

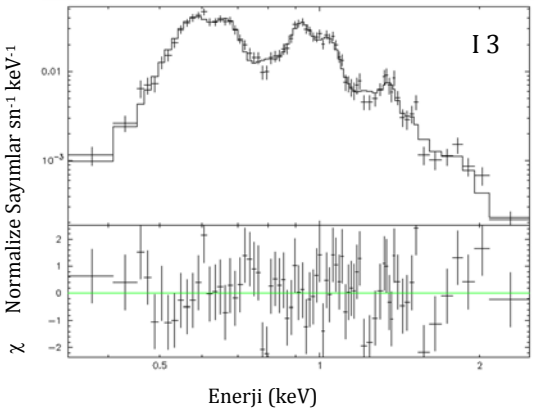

H16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

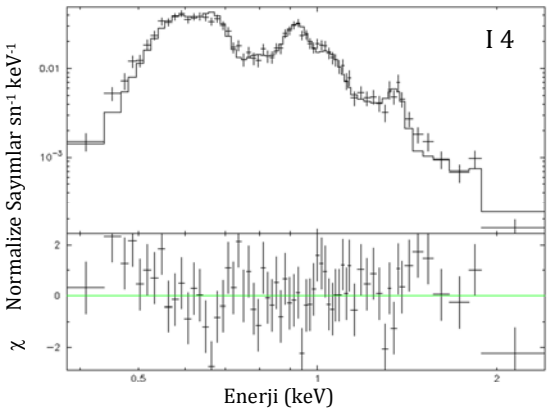

H17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

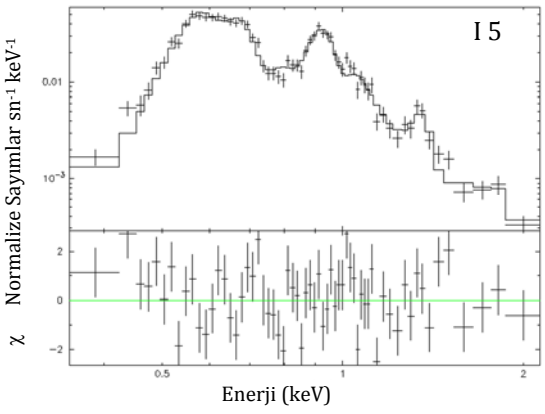
EK 9. #I doğrultusundaki 18 bölge için yapılan tayfsal modeller ve artıkları.

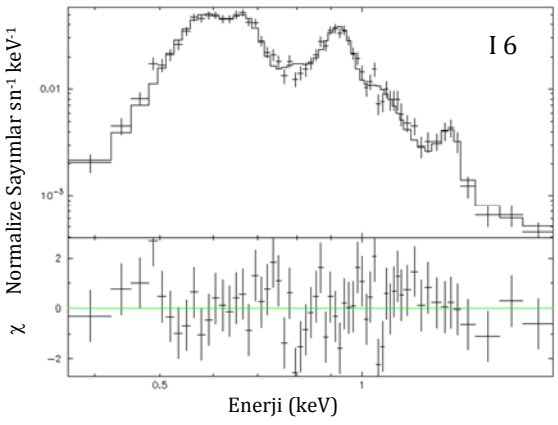




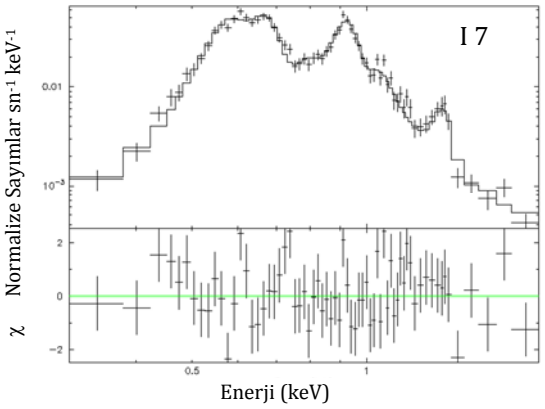


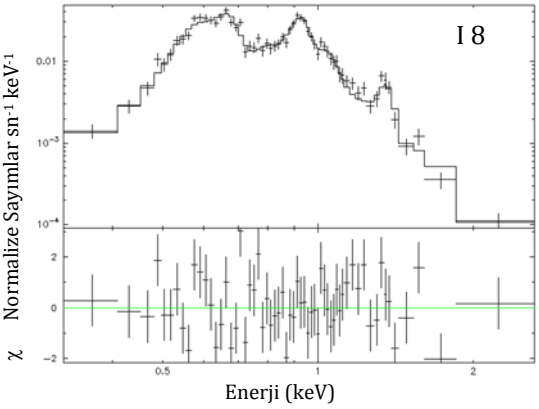


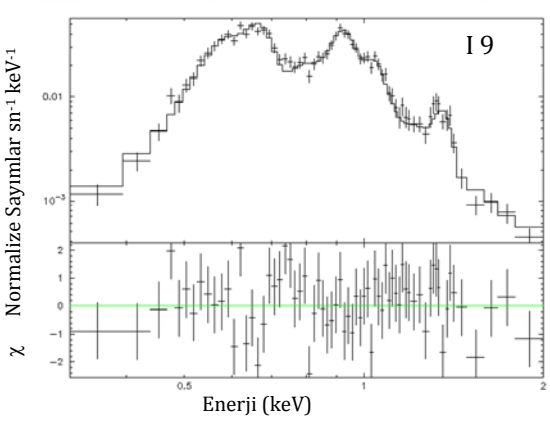


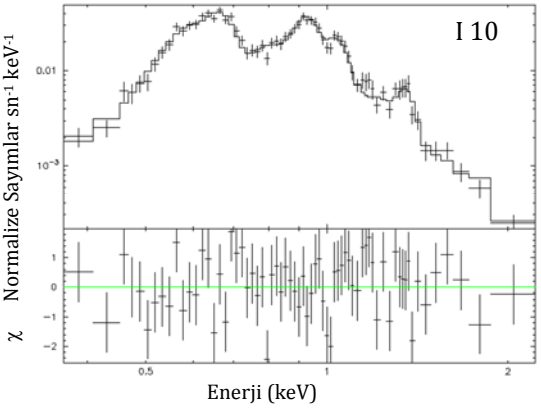


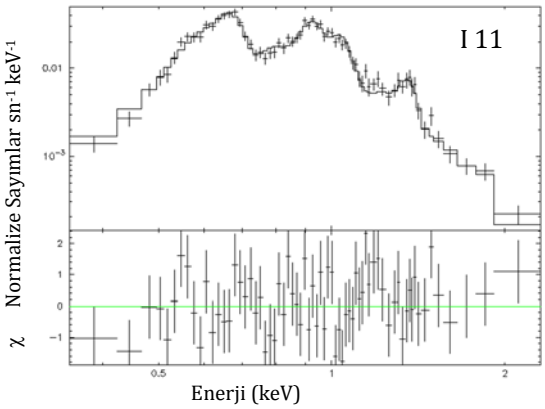
EK 9. (devam)

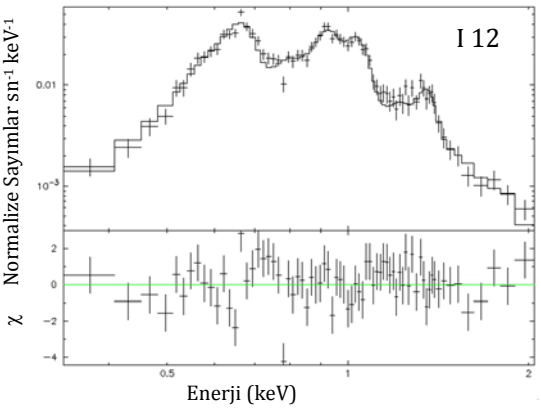

I 7
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


I 8
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

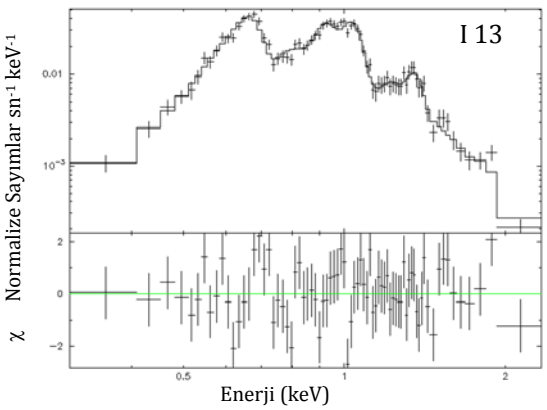

I 9
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

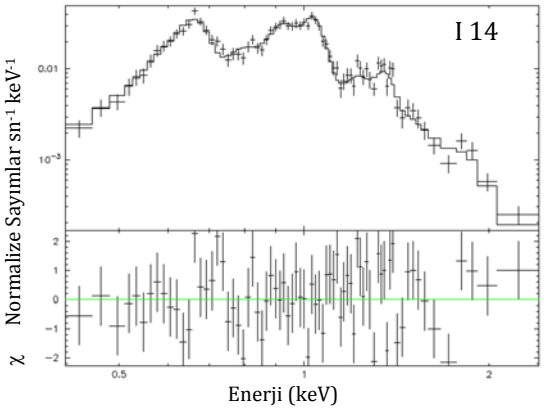

I 10
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

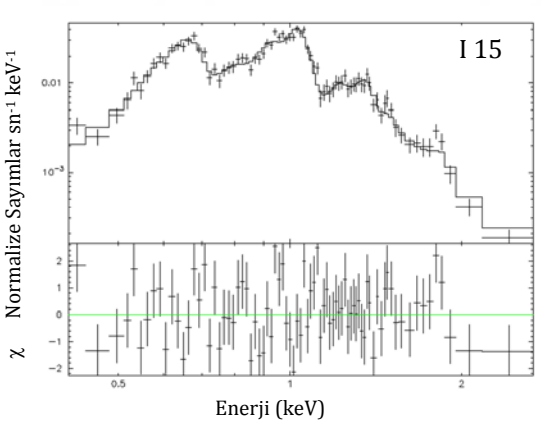

I 11
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

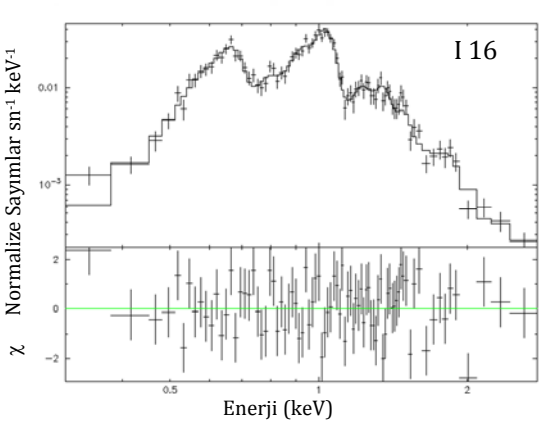

I 12
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

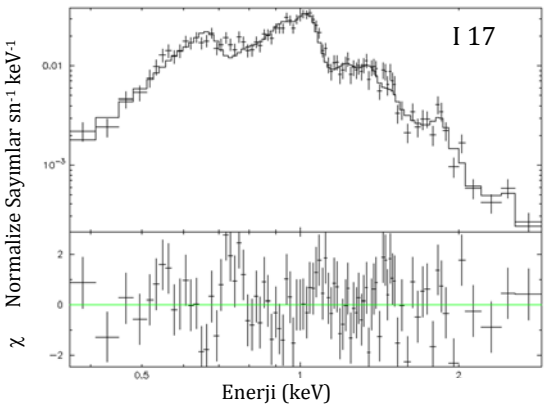
EK 9. (devam)

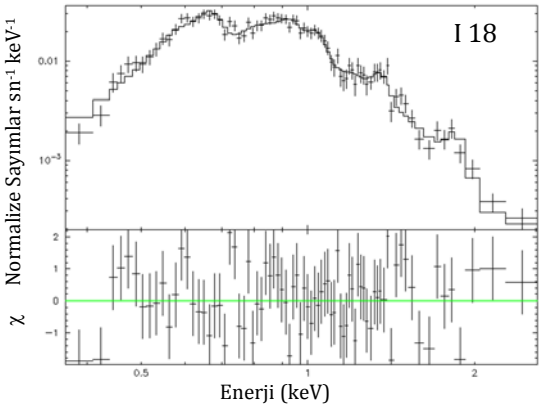

I 13
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


I 14
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


I 15
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


I 16
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


I 17
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)


I 18
Normalize Sayımlar sn-1 keV-1
χ
Enerji (keV)

ÖZGEÇMİŞ

Kişisel Bilgiler	
Adı Soyadı	Neslihan ALAN
Doğum Yeri	Vakfıkebir - Trabzon
Doğum Tarihi	06.11.1982
Uyruğu	☑ T.C. ❒ Diğer:
Telefon	+90 506 6129441
E-Posta Adresi	neslihan.alan@gmail.com
Web Adresi	



Eğitim Bilgileri	
Lisans	
Üniversite	Ankara Üniversitesi
Fakülte	Fen Fakültesi
Bölümü	Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Mezuniyet Yılı	06.10.2005

Yüksek Lisans	
Üniversite	Ankara Üniversitesi
Enstitü Adı	Fen Bilimleri Enstitüsü
Anabilim Dalı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Programı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Mezuniyet Tarihi	25.12.2008

Doktora	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Enstitü Adı	Fen Bilimleri Enstitüsü
Anabilim Dalı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı
Programı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı
Mezuniyet Tarihi	20.04.2018

Makale ve Bildiriler

Alan, N., Park, S., Bilir, S., "*A Detailed Archival CHANDRA Study of the Young Core-Collapse Supernova Remnant 1E 0102.2-7219 in the Small Magellanic Cloud*", ApJ, AAS10652 (Yayın aşamasında).

Alan, N., Park, S., Bilir, S., "*X-Ray Properties of Young O-Rich Supernova Remnant 1E 0102.2-7219 in the Small Magellanic Cloud*", AtomDB 2017 Workshop, 2-3 November 2017, Athens, Georgia, United States.

Alan, N., Park, S., Schenck, A., Bilir, S., *"An Archival Chandra Study of the Young Core-Collapse Supernova Remnant 1E 0102.2-7219 in the Small Magellanic Cloud"*, 2016, AAS, 227, 238.06.

Schenck, A., Park, S., Bhalerao, J., Post, S., Alan, N., Abualfoul, M., "*Systematic X-ray Mapping of Metal-Rich Ejecta in Bright Supernova Remnants*", 2015, AAS, 225, 140.04.

Yılmaz, M., Baştürk, O., Alan, N., Şenavcı, H. V., Tanrıverdi, T., Kılıçoğlu, T., Çalışkan, S., Çelik, L., Aydın, G., Çakan, D., Bilgiç, D., Uluş, N. D., Elmaslı, A., Selam, S. O., Albayrak, B., Ekmekçi, F., "*New Times of Minima of Some Eclipsing Binary Stars and Maxima of Pulsating Stars*", 2009, IBVS, 5887.

Kılıçoğlu, T., Baştürk, O., Şenavcı, H. V., Yılmaz, M., Tanrıverdi, T., Alan, N., Sipahioğlu, S., Aydın, G., Çelik, L., Çalışkan, S., Elmaslı, A., Gökay, G., Çakan, D., Demircan, Y., Ekmekçi, F., Selam, S. O., Yüce, K., Albayrak, B., "*Photoelectric Minima of Some Eclipsing Binary Stars*", 2007, IBVS No. 5801.

Şenavcı, H. V., Tanrıverdi, T., Törün, E., Elmaslı, A., Kılıçoğlu, T., Çınar, D., Sipahioğlu, S., Alan, N., Çolak, T., Yılmaz, M., Uluş, N. D., Baştürk, O., Çalışkan, S., Aydın, G., Ekmekçi, F., Albayrak, B., Selam, S. O., "*Photoelectric Minima of Some Eclipsing Binary Stars*", 2007, IBVS No. 5754.

Alan, N., Duran, S, "Relations between Supermassive Black Hole Mass, Host Galaxy Morphology and Host Galaxy Mass", "Black Hole (g) Astronomy - Exploring the Different Flavours of Accretion", 2-6 Eylül 2013, Brindisi, İtalya.

Alan, N., Alpsoy, M., "*W UMa Türü V1363 Ori Sisteminin Fotometrik İncelenmesi*", XVIII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Kongresi, VII. Ulusal Astronomi ve Uzay Bilimleri Öğrenci Kongresi, 27 Ağustos – 1 Eylül 2012, Malatya, Bildiri Kitabi, Sayfa 571-574.

Alan, N., "*LN Cyg Sisteminin İlk Işık Eğrisi Analizi*", XVII. Ulusal Astronomi Kongresi, VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi, 31 Ağustos – 4 Eylül 2010, Adana.

Alan, N., "CCD Observations of Close Binary System V1001 Cas in 2009", 2010, Publ. Astron. Obs. Belgrad, No. 90, 113-116.

Alan, N. ve Ekmekçi, F., 2008, "*Etkin Çift Yıldız Sistemi V772 Her'in 2007 Yılı CCD Gözlemleri*", XVI. Ulusal Astronomi Kongresi ve V. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi, 8-12 Eylül 2008, Çanakkale Onsekiz Mart Universitesi, Çanakkale, Editörler: Osman Demircan, Ahmet Erdem, Faruk Soydugan, Volkan Bakış, Levent Özçağ ve Burak Ulaş, Cilt 7b, Sayfa 1200.