

EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

(DOKTORA TEZİ)

**GÖKADAMIZIN MERKEZ DOĞRULTUSUNDAKİ
YILDIZLARARASI KARBONLU TOZ DAĞILIMININ
İNCELENMESİ**

Burcu GÜNAY

Tez Danışmanı : Prof. Dr. Melike AFŞAR

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Sunuş Tarihi : 21.12.2018

Bornova-İZMİR

2018

Burcu GÜNAY tarafından doktora tezi olarak sunulan “Gökadamızın Merkez Doğrultusundaki Yıldızlararası Karbonlu Toz Dağılımının İncelenmesi” başlıklı bu çalışma EÜ Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliği ile EÜ Fen Bilimleri Enstitüsü Eğitim ve Öğretim Yönergesi'nin ilgili hükümleri uyarınca tarafımızdan değerlendirilerek savunmaya değer bulunmuş ve 21.12.2018 tarihinde yapılan tez savunma sınavında aday oybirliği/oyçokluğu ile başarılı bulunmuştur.

Jüri Üyeleri:

İmza

| | | |
|---------------------|----------------------------|-------|
| Jüri Başkanı | : Doç. Dr. Kutluay YÜCE | |
| Raportör Üye | : Prof. Dr. Melike AFŞAR | |
| Üye | : Prof. Dr. Zeynep BOZKURT | |
| Üye | : Prof. Dr. Armağan KINAL | |
| Üye | : Doç. Dr. Esmâ YAZ GÖKÇE | |

EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**ETİK KURALLARA UYGUNLUK BEYANI**

EÜ Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin ilgili hükümleri uyarınca Doktora Tezi olarak sunduğum “Gökadamızın Merkez Doğrultusundaki Yıldızlararası Karbonlu Toz Dağılımının İncelenmesi” başlıklı bu tezin kendi çalışmam olduğunu, sunduğum tüm sonuç, doküman, bilgi ve belgeleri bizzat ve bu tez çalışması kapsamında elde ettiğimi, bu tez çalışmasıyla elde edilmeyen bütün bilgi ve yorumlara atıf yaptığımı ve bunları kaynaklar listesinde usulüne uygun olarak verdiğimi, tez çalışması ve yazımı sırasında patent ve telif haklarını ihlal edici bir davranışımın olmadığını, bu tezin herhangi bir bölümünü bu üniversite veya diğer bir üniversitede başka bir tez çalışması içinde sunmadığımı, bu tezin planlanmasından yazımına kadar bütün safhalarda bilimsel etik kurallarına uygun olarak davrandığımı ve aksinin ortaya çıkması durumunda her türlü yasal sonucu kabul edeceğimi beyan ederim.

21 / 12 / 2018



Burcu GÜNAY



ÖZET**GÖKADAMIZIN MERKEZ DOĞRULTUSUNDAKİ
YILDIZLARARASI KARBONLU TOZ DAĞILIMININ
İNCELENMESİ**

GÜNAY, Burcu

Doktora Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman: Prof. Dr. Melike AFŞAR

Aralık 2018, 100 sayfa

Yıldızlararası tozda bulunan karbon miktarı konusunda önemli bir belirsizlik bulunmaktadır. Karbonlu tozun alifatik hidrokarbon bileşeni, elektromanyetik tayfın 3.4 μm dalgaboyunda belirgin bir soğurmaya neden olmaktadır. Yıldızlararası toz içinde bulunan alifatik hidrokarbonların soğurma katsayısı bilindiğinde, 3.4 μm yıldızlararası soğurma yapısının niceliksel analiziyle yıldızlararası tozun alifatik hidrokarbon bileşeninin kolon yoğunluğu hesaplanabilir. Bu tez kapsamında, yıldızlararası / yıldız çevresi ortam koşulları laboratuvar ortamında oluşturularak toz benzeşikleri üretilmiştir. Yıldızlararası toz benzeşiklerinin içerdiği alifatik hidrokarbonların soğurma katsayısı ölçümleri FTIR ve ^{13}C NMR tayfölçümü yöntemleri birleştirilerek gerçekleştirilmiştir. Bu şekilde elde edilen sonuçlar, gözlemsel bulguların doğrudan kalibrasyonuna ve yıldızlararası toz bünyesinde bulunan alifatik karbon miktarının duyarlı bir şekilde belirlenmesine olanak sağlamıştır. Ayrıca yıldızlararası ortamda 3.4 μm soğurmasını geniş alanlarda ölçmek için yeni bir yöntem uygulanmıştır. Bu yöntem, yıldızlararası tayfi örnekleyebilmek için dar bant filtrelerle donatılmış bir kızılöte görüntüleme kamerasıyla yapılan spektrofotometrik ölçümlere dayanmaktadır. Laboratuvar çalışmaları, gözlemsel çalışmalar ile birleştirilerek, Gökada merkezi bakış doğrultusundaki yıldızlararası karbonlu toz bünyesinde bulunan alifatik karbon ve toplam karbon miktarının dağılımını gösteren haritalar elde edilmiştir. Yıldızlararası toz bünyesinde önemli ölçüde alifatik hidrokarbon bulunduğu ve yıldızlararası ortam karbon bolluklarının kozmik bollukların altında ve üstünde değerler alarak küçük uzanımsal ölçeklerde değiştiği bulunmuştur.

Anahtar sözcükler: yıldızlararası ortam, yıldızlararası toz, karbonlu tozlar, alifatik karbon, karbon bolluğu, karbon krizi, IR astronomi.



ABSTRACT**INVESTIGATION OF INTERSTELLAR CARBONACEOUS DUST
DISTRIBUTION IN THE DIRECTION OF
GALACTIC CENTER**

GÜNAY, Burcu

PhD in Astronomy and Space Sciences

Supervisor: Prof. Dr. Melike AFŞAR

December 2018, 100 pages

There is considerable uncertainty as to the amount of carbon incorporated in interstellar dust. The aliphatic hydrocarbon component of the carbonaceous dust produces a significant 3.4 μm absorption feature. When the absorption coefficient of the aliphatic hydrocarbons incorporated in the interstellar dust is known, the column density of the aliphatic hydrocarbon component of interstellar dust can be calculated by quantitative analysis of the 3.4 μm interstellar absorption feature. In this thesis, we generated laboratory analogues of interstellar dust by experimentally mimicking interstellar/circumstellar conditions. The absorption coefficient measurements of aliphatic hydrocarbons incorporated in the analogues were carried out by combining FTIR and ^{13}C NMR spectroscopy methods. The results allowed direct calibration of the astronomical observations and provided precise estimates of the amount of aliphatic carbon locked in the interstellar dust. In addition, we applied a new method to measure the 3.4 μm interstellar absorption over wide fields. This method is based on spectrophotometric measurements by using an infrared imaging camera equipped with narrow-band filters to sample the interstellar spectrum. We combined laboratory and observational studies to obtain maps that show the distribution of the aliphatic carbon and total carbon in the interstellar dust along the line of sight to the Galactic center. It has been found that interstellar dust grains contain significant amount of aliphatic hydrocarbons and interstellar medium carbon abundances vary in small scales by taking values above and below the cosmic abundances.

Keywords: interstellar medium, interstellar dust, carbonaceous dust, aliphatic carbon, carbon abundance, carbon crisis, IR astronomy.

TEŞEKKÜR

Bu tez çalışması süresince bana her zaman destek olan, yol gösteren, birlikte çalışan, karşıma çıkan her zorluğu aşmamda çözümsel bakış açısıyla yardımcı olan ve bu çalışmaya ışık tutan değerli danışmanım Sayın Prof. Dr. Melike AFŞAR'a teşekkür ederim. Değerli bilimsel birikimleriyle bu tez çalışmasının ortaya çıkmasında ve benim kendimi yetiştirmem de temel rol oynayan yurtdışı danışmanlarım Prof. Dr. G. Michael BURTON ve Prof. Dr. W. Timothy SCHMIDT'e teşekkürlerimi sunarım.

Doktora eğitimime ve bu tez projesine birlikte başladığımız ve bu yolda bana emek veren danışmanım Prof. Dr. Günay TAŞ'a teşekkürü bir borç bilirim. Lisansüstü ve lisans öğrenimim süresince aldığım derslerde bana ışık tutan, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünde ve Kimya Bölümünde görev yapan değerli hocalarıma minnetlerimi sunarım.

Tez çalışması kapsamında yapılan araştırmalar için gereken desteği (Yurtdışı Doktora Sırası Araştırma Burs programı 2214-A) sağlayan TÜBİTAK'a teşekkür ederim. Araştırma amacıyla ziyaret ettiğim kurumlar olan *University of New South Wales* (UNSW) ve *Armagh Observatory and Planetarium* (AOP) çalışanlarına ve özellikle benden desteğini, anlayışını esirgemeyen *Molecular Photonics* (Chemistry Department – UNSW) ve *Team Mopra* (Physics Department – UNSW) çalışma grubu üyelerine teşekkürü borç bilirim. Ayrıca araştırmaya verdiği destekten (CE170100026) dolayı *Australian Research Council Centre of Excellence in Exciton Science* kurumuna, araştırmaların önemli bir bölümünün gerçekleştiği *UNSW Mark Wainwright Analytical Centre* bünyesinde bulunan EMU ve NMR bölümü çalışanlarına ve gözlemlerin yapıldığı *United Kingdom Infrared Telescope* (UKIRT) çalışanlarına teşekkür ederim.

Tez çalışmamı sürdürdüğüm 2015 - 2018 yılları arasındaki dönemde çalıştığım kurum olan Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi yönetimi ve çalışanlarına şükranlarımı sunarım.

Hayatımın çocukluk döneminde beni yetiştiren anneanne ve dedeme teşekkür ederim. Hayatımın her aşamasında bana destek olan ve her zaman güç veren aileme, annem Hikmet GÜNAY, babam Ragıp GÜNAY ve kardeşim Taylan GÜNAY'a sonsuz sevgilerimi ve teşekkürlerimi sunarım.



İÇİNDEKİLER

| | <u>Sayfa</u> |
|--|--------------|
| ÖZET | vii |
| ABSTRACT | ix |
| TEŞEKKÜR | xi |
| ŞEKİLLER DİZİNİ | xvii |
| ÇİZELGELER DİZİNİ | xxi |
| SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ | xxiii |
| 1. GİRİŞ | 1 |
| 1.1 Yıldızlararası Ortam | 3 |
| 1.1.1 Yıldızlararası ortamın bölgeleri | 3 |
| 1.1.2 Yıldızlararası maddenin Gökadamızdaki dağılımı | 6 |
| 1.1.3 Yıldızlararası maddenin kimyasal bileşenleri | 7 |
| 1.2 Yıldızlararası Toz | 8 |
| 1.2.1 Yıldızlararası toz kaynaklı sönükleştirme | 9 |
| 1.2.2 Yıldızlararası toz taneciklerinin boyut dağılımı | 12 |
| 1.2.3 Yıldızlararası tozun kimyasal yapısı | 13 |
| 1.3 Yıldızlararası Karbonlu Tozlar | 14 |

İÇİNDEKİLER (Devam)Sayfa

| | |
|--|----|
| 1.3.1 Yıldızlararası karbonlu tozların kimyasal yapısı..... | 15 |
| 1.3.2 Yıldızlararası karbonlu tozlar ve YAO karbon bolluğu | 16 |
| 1.3.3 Yıldızlararası karbonlu tozların tayfsal özellikleri | 18 |
| 1.3.4 Yıldızlararası karbonlu tozların laboratuvar benzeşikleri..... | 23 |
| 1.4 Yıldızlararası Toz ve Gökadamızın Merkezi..... | 24 |
| 1.4.1 Yıldızlararası karbonlu tozların dağılımının incelenmesi..... | 25 |
| 2. LABORATUVAR ÇALIŞMALARI | 28 |
| 2.1 Yıldızlararası Toz Benzeşiği Sentezi..... | 28 |
| 2.1.1 Deneysel düzenek..... | 30 |
| 2.2 Yıldızlararası Toz Benzeşiklerinin Analizi..... | 31 |
| 2.2.1 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin yapısal analizi..... | 31 |
| 2.2.2 IR bölgede tayf analizi..... | 33 |
| 2.2.3 UV bölgede tayf analizi | 36 |
| 2.2.4 Katı hal ¹³ C NMR analizi..... | 37 |
| 2.3 Alifatik Hidrokarbon 3.4 µm Toplam Soğurma Katsayıları..... | 40 |

İÇİNDEKİLER (Devam)

| | <u>Sayfa</u> |
|--|--------------|
| 3. GÖZLEMSEL ÇALIŞMALAR | 45 |
| 3.1 Yöntem..... | 45 |
| 3.2 Gözlemler | 47 |
| 3.2.1 Teleskop ve kamera donanımı | 47 |
| 3.2.2 Gözlem hedef bölgeleri | 49 |
| 3.2.3 Gözlem tekniği | 51 |
| 3.3 Veri İndirgeme ve Analizi..... | 54 |
| 3.3.1 Astrometrik düzeltmeler..... | 55 |
| 3.3.2 Fotometrik ölçümler..... | 56 |
| 3.3.3 Kalibrasyon | 57 |
| 3.4 Optik Derinlik Hesaplamaları | 64 |
| 3.5 Haritalama Çalışmaları | 67 |
| 4. SONUÇLAR | 73 |
| 4.1 Laboratuvar Çalışmaları..... | 73 |
| 4.1.1 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin yapısal analizi | 73 |

İÇİNDEKİLER (Devam)

| | <u>Sayfa</u> |
|--|--------------|
| 4.1.2 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin IR bölgede tayf analizi..... | 74 |
| 4.1.3 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin UV bölgede tayf analizi | 74 |
| 4.1.4 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin ¹³ C NMR analizi | 75 |
| 4.1.5 Alifatik hidrokarbon 3.4 µm toplam soğurma katsayıları | 75 |
| 4.1.6 Astrofiziksel uygulamalar..... | 76 |
| 4.2 Gözlemsel Çalışmalar..... | 78 |
| 4.2.1 Optik derinlik hesaplamaları..... | 78 |
| 4.2.2 Haritalama çalışmaları..... | 81 |
| 5. TARTIŞMA..... | 84 |
| KAYNAKLAR DİZİNİ..... | 89 |
| ÖZGEÇMİŞ..... | 99 |
| EKLER..... | |

ŞEKİLLER DİZİNİ

| <u>Şekil</u> | <u>Sayfa</u> |
|--------------|---|
| 1.1 | Gökadamızın temel bileşenleri ve yapısının şematik gösterimi. 7 |
| 1.2 | Yıldızlararası toz kaynaklı kızıllaşma ve sönükleştirme.10 |
| 1.3 | Gökadamız için ortalama sönükleştirme eğrisi profilleri.11 |
| 1.4 | Karbonca zengin bir yıldızı çevreleyen ortamda basit moleküllerden karmaşık organik moleküllerin ve sonrasında karbon bazlı nano / mikro boyutlu yapıların oluşumu.15 |
| 1.5 | Yıldızlararası karbonlu tozların kimyasal yapısı için temsili örnek.16 |
| 1.6 | IR bölgedeki başlıca kimyasal gruplara ilişkin karakteristik titreşim frekansları.19 |
| 1.7 | Gökada merkezi kaynakları doğrultusunda (GCIRS 8 ve GCS3) IR bölgede gözlemlerle elde edilen hidrokarbon kaynaklı bazı önemli soğurma yapıları.20 |
| 1.8 | Gökada merkezi doğrultusunda (GCIRS 6E) dağılmış yıldızlararası ortam kaynaklı 3.4 µm soğurma bandı (siyah noktalar), bir Seyfert gökadasının tayfindan (IRAS 08572+3915) elde edilmiş 3.4 µm soğurma bandı (düz çizgi) ve göktaş (Murchison meteorite) analizinden elde edilmiş olan 3.4 µm soğurma bandının (noktalı çizgi) karşılaştırılması.22 |
| 1.9 | ‘Gökada Merkezi Kümesi’ içerisinde yer alan bazı kaynaklar.25 |
| 2.1 | Yıldızlararası toz benzeşiklerinin üretilmesinde kullanılan başlangıç maddeleri a) asetilen (C ₂ H ₂) b) izopren (C ₃ H ₈).29 |

ŞEKİLLER DİZİNİ (Devam)

| <u>Şekil</u> | <u>Sayfa</u> |
|--|--------------|
| 2.2 Yıldızlararası toz benzeşiği üretimi için kullanılan deney düzeneği. | 30 |
| 2.3 Yıldızlararası toz benzeşikleri ISDA-izopren (üst panel) ve ISDA-asetilen (alt panel) için SEM görüntüleri. | 32 |
| 2.4 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin 2.5 - 8 µm aralığındaki IR tayfları. | 34 |
| 2.5 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin FTIR ölçümleri sonucu 3.4 µm bölgesinde elde edilen alifatik soğurma yapısının, Gökada Merkezi kaynağı (GCIRS 6E) doğrultusunda elde edilmiş (Pendleton et al. 1994) soğurma yapısı ile karşılaştırılması. | 35 |
| 2.6 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin 2.5 - 8 µm aralığındaki IR tayflarının gözlemsel tayflarla karşılaştırılması. | 36 |
| 2.7 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin süspansiyonundan elde edilen UV tayfları. | 37 |
| 2.8 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin Katı Hal NMR tayfölçeri ile elde edilen ¹³ C NMR tayfları. | 38 |
| 2.9 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin (ISDA) toplam soğurma miktarının (\mathcal{A} , cm ⁻¹), alifatik karbon kolon yoğunluğuna (N, cm ⁻²) göre değişimi. | 41 |
| 3.1 Süzgeçlerin geçirgenliklerinin dalgaboyuna göre değişimi ve L-bandı üzerindeki dizilimleri. | 46 |
| 3.2. Gökadamızın merkezi doğrultusunda A ve B bölgelerinin konumlarını gösteren temsili harita. | 49 |

ŞEKİLLER DİZİNİ (Devam)

| <u>Şekil</u> | <u>Sayfa</u> |
|---|--------------|
| 3.3 GCIRS 7 ve GCIRS 9 kaynaklarının geniş bant (K – L – M) fotometrik gözlemlerde kullanılan süzgeç setinin merkezi geçirgenliklerine karşılık gelen akı değerleri. | 59 |
| 3.4 Veri okunarak yeniden oluşturulan tayflar. | 61 |
| 3.5 Test grubu yıldızlarının GCIRS7-C02 akı setiyle kalibre edilmiş tayfları..... | 65 |
| 3.6 Test grubu yıldızlarının GCIRS7-C02 akı setiyle kalibre edilmiş tayfları ile elde edilen optik derinlikler. | 66 |
| 3.7 A bölgesi için oluşturmuş olan 3.4 µm soğurması optik derinlik ($\tau_{3.4}$) haritası. | 67 |
| 3.8 B bölgesi için oluşturmuş olan 3.4 µm soğurması optik derinlik ($\tau_{3.4}$) haritası. | 68 |
| 3.9 A bölgesi için çift indeks numaralı kaynaklar (sol panel) ve tek indeks numaralı kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar..... | 68 |
| 3.10 B bölgesi için çift indeks numaralı kaynaklar (sol panel) ve tek indeks numaralı kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar..... | 68 |
| 3.11 A bölgesi için en parlak kaynaklar (sol panel) ve daha sönük kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar. | 69 |

ŞEKİLLER DİZİNİ (Devam)

| <u>Şekil</u> | <u>Sayfa</u> |
|---|--------------|
| 3.12 B bölgesi için en parlak kaynaklar (sol panel) ve daha sönük kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar..... | 69 |
| 3.13 C bölgesi için parlak kaynaklar (sol panel) ve tüm elverişli kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar..... | 70 |
| 3.14 A bölgesi için Gökada merkezindeki alifatik karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita..... | 71 |
| 3.15 B bölgesi için Gökada merkezindeki alifatik karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita..... | 72 |
| 3.16 A bölgesi için Gökada merkezindeki toplam karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita..... | 73 |
| 3.17 B bölgesi için Gökada merkezindeki toplam karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita..... | 73 |

ÇİZELGELER DİZİNİ

| <u>Çizelge</u> | <u>Sayfa</u> |
|---|--------------|
| 1.1 Yıldızlararası ortamın bölgeleri ve gözlemsel tanıları. | 4 |
| 1.2 Yıldızlararası maddenin bileşenleri. | 6 |
| 1.3 Yıldızlararası maddenin element içeriği..... | 8 |
| 2.2 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin ağırlıkça element oranları (%). | 39 |
| 2.2 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin element bollukları (mol g ⁻¹). | 39 |
| 2.3 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin bileşen oranları. | 39 |
| 2.4 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin toplam soğurma katsayıları ve soğurma etki kesitleri. | 41 |
| 2.5 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin toplam soğurma katsayılarının literatür değerleri ile kıyaslanması. | 42 |
| 2.6 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin soğurma etki kesitlerinin (σ) literatür değerleri ile kıyaslanması. | 42 |
| 2.7 Literatürdeki $\tau_{3.4}$ değerleri kullanılarak hesaplanan Gökada merkezi doğrultusundaki kaynaklar için alifatik karbon ve toplam karbon bolluğu değerleri. | 43 |
| 2.8 Literatürdeki $\tau_{3.4}$ değerleri kullanılarak hesaplanan Gökada merkezi doğrultusundaki kaynaklar için alifatik karbon ve toplam karbon bolluğu ortalama değerleri..... | 43 |
| 3.1 Kullanılan dar bant süzgeçlerin merkezi dalga boyları ve geçirgenlikleri. | 46 |

ÇİZELGELER DİZİNİ (Devam)

| <u>Çizelge</u> | <u>Sayfa</u> |
|--|--------------|
| 3.2 UİST dizgesinin çeşitli süzgeçlerle ve poz süreleriyle elde edilmiş olan S/N=5 görüntüleme duyarlılıkları. | 48 |
| 3.3 Hedef bölgelerin koordinat bilgileri. | 50 |
| 3.4 Referans kaynak olarak belirlenen HD 161611 için koordinat ve çeşitli süzgeçlerdeki parlaklık bilgileri. | 51 |
| 3.5 Gözlem koşulları ve parametreleri. | 52 |
| 3.6 Süzgeç seti üzerinde uygulanacak gözlem yöntemi ile S/N = 5 düzeyinde elde edilebilecek parlaklıklar ve karşılık gelen akılar. | 53 |
| 3.7 Kalibrasyon için kullanılan referans akı setleri. | 60 |
| 3.8 Farklı kalibrasyon sonuçlarıyla elde edilen optik derinlik değerleri ve bu değerlerin literatür verileri ile karşılaştırılmaları. | 63 |
| 3.9 Farklı kalibrasyon sonuçlarıyla elde edilen optik derinlik değerlerinin literatür değerleriyle farklarının incelenmesi. | 63 |
| 3.10 C bölgesi elde edilen optik derinlik değerlerinin literatür değerleriyle olan farklarının incelenmesi. | 66 |

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ

| <u>Simgeler</u> | <u>Açıklama</u> |
|-----------------|---|
| A | Toplam soğurma katsayısı (cm/atom) |
| \mathcal{A} | Toplam soğurma katsayısı (cm ⁻¹) |
| A_{10} | Soğurma (onluk taban) (birimsiz) |
| A_e | Soğurma (doğal taban) (birimsiz) |
| d_p | Pelet kalınlığı (cm) |
| m_a | Benzeşik kütlesi (g) |
| m_C | Alifatik karbon kütlesi (g) |
| N_A | Avagadro sayısı (n/mol) |
| r_C | Alifatik karbon oranı (¹³ C NMR) |
| s_p | Pelet yüzey alanı (cm ⁻²) |
| V_p | Pelet hacmi (cm ³) |
| ρ_C | Alifatik karbon yoğunluğu (g cm ⁻³) |
| τ_v | Optik derinlik (birimsiz) |
| I_0 | Başlangıç akısı (W/m ²) |
| I | Geçirilen akı (W/m ²) |
| c | Molar yoğunluk (mol/cm ³) |
| l | Optik yol (cm) |

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ (devam)

| <u>Simgeler</u> | <u>Açıklama</u> |
|-----------------|--|
| M_C | Karbonun molar kütlesi (g mol^{-1}) |
| N | Kolon yoğunluğu (cm^{-2}) |
| n | Sayı yoğunluğu (n/cm^3) |
| T | Transmitans (geçirgenlik) |
| $\Delta\nu$ | FWHM (cm^{-1}) |
| ε | Molar soğurma katsayısı (onluk taban) (cm^2/mol) |
| κ | Molar soğurma katsayısı (doğal taban) (cm^2/mol) |
| σ | Soğurma kesiti (cm^2) |

1. GİRİŞ

Yıldızlararası toz, yıldızlararası ortamın fiziksel ve kimyasal süreçlerinde yer alan temel bir bileşendir. Yıldızlararası ortamda ısınma, soğuma, ışıma süreçlerine etki ettiği kadar kimyasal döngülerde de önemli rol oynamaktadır. Ayrıca yıldız ve gezegen sistemi oluşum süreçlerindeki rolleri araştırılmaktadır.

Gökadamızın evriminde yıldızlararası madde döngüsü çok önemlidir. Yıldız ve gezegen sistemleri oluşumu için hammadde, önceki nesil yıldızlar tarafından yıldızlararası ortama aktarılmıştır. Karbon, bu döngü içerisinde yaşamla ilişkili temel element olduğu için özel bir öneme sahiptir. Diğer yandan Gökadaların kimyasal evriminin anlaşılması açısından yıldızlararası ortamdaki temel element bolluklarının tespit edilmesi gerekmektedir. Karbon evrende en çok bulunan elementlerden biridir. Yüksek bağ yapma yeteneğinden dolayı evrenin kimyasal zenginliğinde temel rol oynamaktadır.

Karbon, yıldızlararası ortamda gaz, basit moleküller, serbest atomlar ve iyonlar halinde bulunmaktadır. Ancak yıldızlararası karbonun büyük bir kısmının yıldızlararası toz bünyesinde bulunduğu düşünülmektedir. Bu miktarın doğru olarak tespit edilebilmesi karbon bolluğu çalışmaları açısından büyük önem taşımaktadır. Gaz ve katı haldeki toplam karbon bolluklarının kozmik karbon bolluğu ile örtüşmemesi '*karbon krizi*' olarak adlandırılmaktadır.

Yıldızlararası ortamdaki toz parçacıklarının bünyesinde bulunan karbon miktarı, gözlemsel kısıtlamalar nedeniyle tartışmalıdır. Bunun yanı sıra, yıldızlararası ortamdaki toz parçacıklarının içindeki karbon miktarı üzerine yapılan araştırmalarda karşımıza iki temel problem çıkmaktadır. İlki, karbonlu tozların yapısının tam olarak bilinmemesi nedeniyle, gözlemlerle elde edilen karbon miktarında belirsizlik bulunmasıdır. İkincisi ise katı haldeki karbonun yıldızlararası ortamdaki miktarının (kolon yoğunluğu) dağılımının homojen olmaması ve çoğu bakış doğrultusu için henüz çalışılmamış olmasıdır.

Yıldızlararası ortamda katı haldeki karbonun önemli bir miktarının net bir tayfsal karakteristiği olmadığı bilinmektedir. Ancak yıldızlararası tayfta görünen belirli salma ve soğurma çizgilerinden faydalanılarak içerdikleri kimyasal gruplara ilişkin saptamalar yapılabilmektedir. Yıldızlararası tozun bünyesinde bulunan alifatik hidrokarbon grupları kaynaklı 3.4 μm soğurması belirgin bir tayf yapısıdır ve yıldızlararası ortamda yaygın şekilde görülmektedir.

Bu tez çalışması, alifatik hidrokarbon grupları kaynaklı 3.4 μm soğurmasına ilişkin tayf yapısının araştırılmasına dayanmaktadır. Bu araştırmalar laboratuvar çalışmaları ve gözlemsel çalışmalar olmak üzere iki başlık altında ele alınacaktır.

Laboratuvar çalışmalarında yıldızlararası ortamdaki toz oluşumu koşulları oluşturulmaya çalışılarak yıldızlararası karbonlu toza benzer özelliklere sahip örnekler üretilmiştir. Bu örneklerin içerisindeki alifatik karbon atomları tarafından belirli bir kızılötesi dalgaboyundaki ışığın (3.4 μm) ne kadar güçlü bir şekilde soğurulduğunu belirlemek için kızılötesi tayfölçüm (FTIR¹) ile nükleer manyetik rezonans tayfölçüm (NMR²) teknikleri bir arada kullanılmıştır. Bu yöntemle yıldızlararası toz için 3.4 μm alifatik hidrokarbon toplam soğurma katsayısı hesaplanmıştır. Laboratuvar çalışmaları Ağustos 2016 – Temmuz 2017 tarih aralığında UNSW (University of New South Wales)³ kurumunda Kimya Bölümünde gerçekleştirilmiştir.

Gözlemsel olarak, 3.4 μm soğurma şiddetini aynı anda pek çok doğrultuda belirleyebilmek için *spektrofotometrik* ölçümlere dayanan yeni bir yöntem üzerinde çalışılmıştır. Laboratuvar çalışmaları ve gözlemsel çalışmaların birleştirilmesiyle, yıldızlararası tozların içerdiği alifatik hidrokarbonların dağılımı Gökada merkezi (GC: Galactic Center) bölgesi için belirlenmeye çalışılmıştır. Gözlemsel çalışmalar, veri indirgeme ve analizleri Kasım 2015 – Şubat 2016 ve Ağustos 2016 – Temmuz 2017 tarih aralığında UNSW kurumunda Fizik Bölümünde ve ayrıca Nisan – Mayıs 2018 tarih aralığında AOP (Armagh Observatory and Planetarium)⁴ kurumunda gerçekleştirilmiştir.

Giriş bölümünde, tez konusu kapsamında yapılan çalışmalar ile bağlantılı olarak, yıldızlararası ortam ve toz tanıtılacak, yıldızlararası karbonlu tozların yapısal, kimyasal ve tayfsal özellikleri incelenecektir. Sonraki bölümlerde ise yıldızlararası karbonlu tozlara ilişkin yapılan laboratuvar çalışmaları ve gözlemsel çalışmalar anlatılarak, elde edilen sonuçlar aktarılacak ve tartışılacaktır.

¹ Fourier Transform Infrared Spectroscopy

² Nuclear Magnetic Resonance Spectroscopy

³ <https://www.unsw.edu.au/>

⁴ <http://www.armagh.ac.uk/>

1.1 Yıldızlararası Ortam

Yıldızlararası ortam, evrimini tamamlamış yıldızlar tarafından beslenen ve yeni yıldız oluşum bölgelerinin yer aldığı önemli bir Gökada bileşenidir. Yıldızlararası ortamda maddenin evrimi, fiziksel ve kimyasal süreç döngüleri yoluyla gerçekleşmektedir. Bu döngüler sonucunda, ortamdaki bileşiklerin yeniden düzenlenmesiyle yıldızlararası ortamın gözlenen kimyasal çeşitliliği ortaya çıkmaktadır.

Yıldızlararası ortamdaki moleküllerin varlığı parlak yıldızlar doğrultusunda görülen soğurma çizgileri sayesinde fark edilmiştir. Yıldızlararası ortamda varlığı keşfedilen ilk moleküller CH, CN ve CH⁺ olmuştur. Ancak 1963 yılında radyo teleskopların geliştirilmesiyle uzun dalga boylarındaki salma çizgileri sayesinde OH ve sonrasında NH₃ ve H₂O molekülleri saptanmıştır. 1970'lerde milimetre dalgaboyundaki gözlemlerin başlamasıyla yıldızlararası ortamda varlığı belirlenen molekül sayısı artmıştır (Lequeux, 2003; Hollas, 2004). Milimetre dalgaboyu tekniği birkaç atomdan oluşan basit molekülleri saptamaya olanak tanıdığından, astronomik IR tayföçümü gelişinceye kadar yıldızlararası ortamın zengin kimyasal çeşitliliğinin fark edilmesi mümkün olmamıştır. 1990'larda ISO (Infrared Space Observatory) gözlemleriyle yıldızlararası ortamda karmaşık karbon moleküllerine ilişkin çeşitli tayfsal yapılar saptanmıştır. Takip eden diğer gözlemler, yıldızlararası maddenin çeşitliliğini zamanla ortaya koymuş ve evrimini anlamamız açısından yol göstermiştir. Son yıllarda yapılan gözlemler yıldızlararası ortamın gaz, toz ve buz halinde bileşiklerle dolu olduğunu bizlere ispatlamıştır (Günay, 2011).

Yıldızlararası ortamda madde, homojen olmayan bir dağılım göstermektedir. Farklı fiziksel koşulları olan bölgeler kimyasal özellikleri açısından da farklıdır.

1.1.1 Yıldızlararası ortamın bölgeleri

Yıldızlararası madde, en baskın bileşeni olan hidrojenin bulunduğu duruma göre *nötr (atomik - moleküler)* ve *iyonize* olmak üzere iki temel bileşene ve daha sonra bu bileşenler de *yoğunluk ve sıcaklıklarına* göre kendi alt sınıflarına ayrılarak incelenebilir (Lequeux, 2003; Günay, 2011).

Yıldızlararası ortam, yıldızlararası maddenin fiziksel ve kimyasal özelliklerine bağlı olarak, kesin sınırları olmayan ve birbirleri ile etkileşim halinde olan, ancak kendine özgü fiziksel ve kimyasal koşulları ile tanımlanabilen bölgelere

ayrılabilir. Bunlar; sıcak iyonize ortam (koronal gaz), ılık iyonize ortam (dağılmış iyonize gaz ve H II bölgeleri), ılık nötr ortam (bulutlararası H I bölgeleri), atomik soğuk nötr ortam (dağılmış bulutlar) ve moleküler soğuk nötr ortam (yoğun bulutlar) olarak adlandırılır. Günümüzde bunlara moleküler bulutlarda yeni yıldız oluşum bölgeleri olan sıcak çekirdekler de eklenmiştir. Yıldızlararası ortamın bu bölgelerinin temel özellikleri ve gözlemsel tanıları Çizelge 1’de özetlenmiştir (Wooden et al., 2004; Günay, 2011).

Çizelge 1.1 Yıldızlararası ortamın bölgeleri ve gözlemsel tanıları (Wooden et al. 2004).

| | T (K) | Yoğunluk (cm ⁻³) | Hidrojenin Hali | Tanı |
|---|-----------------------------------|-----------------------------------|---------------------|--|
| Sıcak iyonize ortam (Koronal gaz) | 10 ⁶ | < 10 ⁻² | H ⁺ | X-ışını salması Moröte (UV) soğurması |
| Ilık iyonize ortam (Dağılmış iyonize gaz) | 10 ⁴ | > 10 | H ⁺ | Optik, UV, H II bölgeleri Kızılöte (IR), H α |
| Atomik ılık nötr ortam (Bulutlararası H I) | 10 ³ - 10 ⁴ | > 0.1 | H | 21 cm salması |
| Atomik soğuk nötr ortam (Dağılmış bulutlar) | 100 | ~100 | H ve H ₂ | 21 cm salması 3.4 μ m soğurması UV soğurması |
| Moleküler soğuk nötr ortam (Moleküler bulutlar) | 10 - 50 | 10 ³ - 10 ⁵ | H ₂ | FIR (uzak-IR), radyo |
| Moleküler sıcak çekirdekler (Yıldız oluşum bölgeleri) | 100 - 300 | > 10 ⁶ | H ₂ | dönme-titreşimsel (ro-vibrational) salma |

Sıcak iyonize ortam (koronal gaz): Yıldızlararası sıcak iyonize ortam (10⁵ - 10⁷ K), sıcak yıldızların yaydığı ışınımı veya süpernova patlamalarının ya da şok bölgelerindeki çarpışmaların etkisiyle meydana gelir. X-ışınları, kozmik ışınlar ve uzak UV (FUV: Far Ultraviolet) ışınlar gibi diğer mekanizmalar ortamdaki gazın iyonlaşmasına neden olur. Yumuşak X-ışınları ve yüksek dereceden iyonize atomların soğurma çizgileri sıcak gazın varlığının gözlemsel kanıtlarıdır. Sıcak iyonize ortamda madde yoğunluğu oldukça düşük ($n < 10^{-2}$ cm⁻³) olduğu için kimyasal etkileşimler ihmal edilebilir düzeydedir (Lequeux, 2003; Günay, 2011).

Ilık iyonize ortam (H II Bölgeleri): H II bölgeleri sıcak yıldız ve yıldız kümelerini çevreleyen küresel yapıda bölgelerdir. Yıldızlardan kaynaklanan UV ışınları çevredeki gazın ısınmasına ve iyonlaşmasına neden olur. Gezegenimsi bulutsular da (Planetary Nebulae) kimi zaman H II bölgesi olarak ele alınır. Bulutsudaki madde sıcak yıldız kalıntısı tarafından iyonize hale geldiği için özellikleri H II bölgelerine benzemektedir (Lequeux, 2003; Günay, 2011).

Dağılmış iyonize ortam: H II bölgelerinden dağılan gazdır. Gökadadaki dağılmış iyonize gazın toplam kütlesi H II bölgelerinde bulunan gaz kütlesinden daha fazla olup H I kütlesinin yaklaşık 1/3'ü kadardır (Lequeux, 2003; Tielens, 2005; Günay, 2011).

Atomik nötr ortam: Atomik gaz yıldızlararası madde kütlesinin önemli bir kısmını oluşturur. Yıldızlararası ortamdaki hidrojen atomlarının nötr olduğu Lyman süreksizliğiyle ve atomik hidrojenin 21-cm salması ile anlaşılır. Bu salma sayesinde atomik gazın haritalaması yapılmaktadır. Atomik nötr gaz sıcak ve soğuk olmak üzere iki ayrı halde sınıflandırılabilir. Soğuk atomik nötr gazın sıcaklığı 60 - 100 K dolayındadır. Bu nedenle 21-cm soğurması da gözlenir. H I kütlesinin büyük kısmı bulutlararası soğuk atomik bileşende yer alır. Ilık atomik nötr gaz birkaç 1000 K sıcaklığındadır ve genellikle soğurma yapıları görülmez. Yıldızlararası atomik bulutlar homojen değildir; katmanlardan, filamantlerden ve kabarcıklardan oluşur (Lequeux, 2003; Tielens, 2005; Günay, 2011).

Moleküler ortam: Moleküler bileşen, atomik bileşenden, moleküllere özgü dönme ve titreşim seviyeleri arasındaki geçişlerden kaynaklanan salma ve soğurma tayf yapılarının görülmesi ile ayırt edilebilmektedir. Işığın elektrik alan bileşeninin, moleküllerin dipol momentiyle etkileşmesi sonucu oluşan tork molekülün dönme hareketini etkiler. Moleküllerin elektronik enerji düzeylerine benzer şekilde, titreşimsel ve dönme enerji düzeyleri de kuantlaşmıştır ve bu enerji düzeyleri arasındaki geçişler milimetre altından santimetre dalga boylarına uzanan tayf bölgelerinde gözlenir (Lequeux, 2003; Günay, 2011).

Moleküllerin titreşim seviyeleri arasındaki uyartılmalar, moleküler bağların titreşim enerjilerindeki değişikliklerden kaynaklanır. Yıldızlararası ortamda moleküllerdeki bağların uzunluklarının değişimiyle gerçekleşen gerilme (stretching) titreşim seviyeleri arası geçişlere ait çizgiler baskın olarak gözlenmektedir. Bunun yanı sıra, moleküllerin bağ açılarının değişimiyle gerçekleşen biçim bozulması (deformation) hareketlerine ilişkin titreşim seviyeleri arası geçişlerden kaynaklanan çizgiler de görülmektedir. Moleküler bağların titreşim geçiş enerjileri 1eV'un altındadır ve bu geçişler kızılöte (IR) bölge tayfında salma veya ardalan kaynağın yeterince parlak olduğu durumlarda soğurma profillerinin oluşmasına neden olur. Ayrıca moleküler titreşim ve dönme enerji seviyelerinin birbirleri ile eşleşmesi sonucunda (coupling), ortak (rovibrational / rotational-vibrational) enerji seviyeleri oluşur (Lequeux, 2003; Tielens, 2005; Günay, 2011).

Moleküllerin elektronik enerji seviyeleri arasındaki geçişler birkaç eV düzeyindedir ve tayfta uzak UV'den yakın IR'ye salma / soğurma çizgilerine neden olurlar. Parlak yıldızların optik bölgedeki tayflarında dağılmış yıldızlararası ortamdan kaynaklanan karmaşık karbon içerikli moleküllere ait tanımlanmamış pek çok soğurma bandı görülmektedir (DIBs: Diffuse Interstellar Bands) (Lequeux, 2003; Tielens, 2005; Hollas, 2004; Günay, 2011).

Yıldızlararası ortamda moleküler yapıların varlığı yukarıda sayılan tayfsal özelliklerle belirlenebilir. Moleküler gaz genellikle *moleküler bulutlar* veya *yoğun bulutlar* olarak adlandırılan bulutlar biçiminde bulunur. Moleküler bulutlarda yoğunluk yüksek ($10^3 - 10^5$ tanecik / cm^3) ve sıcaklık düşüktür (10 – 50 K).

Çizelge 1.2 Yıldızlararası maddenin bileşenleri (Lequeux 2003).

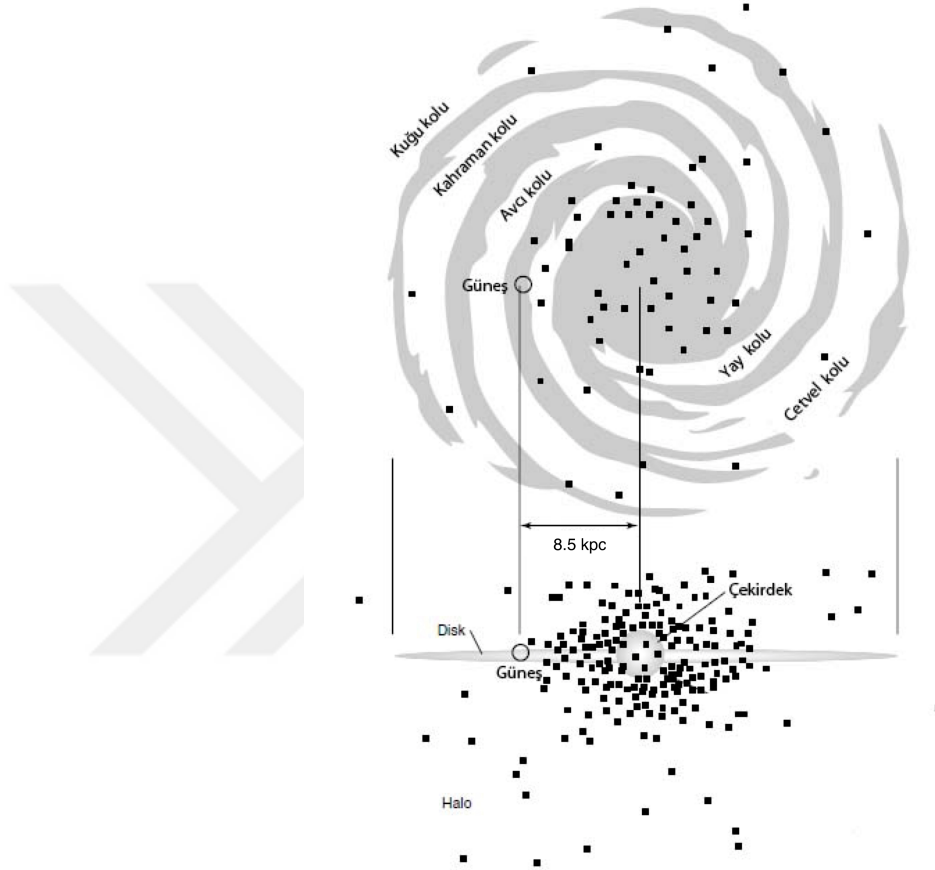
| Yıldızlararası Madde Bileşeni | | Toplam Kütle |
|-------------------------------|----------------|-------------------|
| | | (M_{\odot}) |
| Atomik (H I) | Soğuk | 1.5×10^9 |
| | Ilık | 1.5×10^9 |
| Moleküler (H_2) | | $10^9 ?$ |
| İyonize (H^+) | H II bölgeleri | 5×10^7 |
| | Dağılmış | 10^9 |
| | Sıcak | $10^8 ?$ |

Yıldızlararası maddenin bileşenleri gökadanın dönme hareketi nedeniyle değişen hızlarda rastgele hareketlerle tedirgin edilmektedir. Bu bileşenler ayrıca büyük kütleli yıldızların rüzgarları, süpernova patlamaları ve benzeri olaylardan etkilenmektedir ve kısmen birbirleriyle karışmış halde bulunmaktadır. Moleküler bulutlar kendi çekim ve basınç kuvvetlerinin birbirini dengelemesi ile şekillerini korumaktadır. H II bölgelerinde basınç yüksek olduğu için kendi çekim alanları veya içerdikleri yıldızların çekimleriyle dengelenemez. Bu nedenle iyonize hidrojen bölgeleri genişlemektedir (Lequeux, 2003; Tielens, 2005; Günay, 2011).

1.1.2 Yıldızlararası maddenin Gökadamızdaki dağılımı

Yıldızlararası maddenin çoğu Gökadamız diskinde bulunmakla birlikte özellikle sıcak gazın önemli bir bölümü haloda bulunmaktadır. Gökadanın temel bileşenleri ve yapısı şematik olarak Şekil 1.1'de gösterilmiştir (Shaw 2006). H II bölgeleri iyonize edici yıldızlara eşlik edecek şekilde 80 pc uzaklığa kadar olan bölgelerde yer alırken, dağılmış iyonize ortam Gökada düzleminin yaklaşık 1 kpc dışına kadar uzanır. Gökada düzleminde genç yıldızların oluştuğu moleküler gazın

dağılımı iyonize gazın dağılımına yaklaşık olarak benzemektedir. Moleküler gaz aynı zamanda 3 kat daha yoğun olan moleküler diski oluşturmaktadır. Soğuk H I bölgeleri de moleküler diske benzer şekilde dağılım göstermektedir ancak ılık H I bölgeleri 220 pc yüksekliğe kadar uzanmaktadır (Lequeux, 2003; Tielens, 2005; Günay, 2011).



Şekil 1.1 Gökadamızın temel bileşenleri ve yapısının şematik gösterimi (Shaw, 2006).

1.1.3 Yıldızlararası maddenin kimyasal bileşenleri

Gökadamızdaki toplam maddenin %10 - 15'ini yıldızlararası madde oluşturmaktadır. Yıldızlararası madde % 70 H, % 28 He ve % 2 diğer elementleri içermektedir. Bunlar arasında C, N, O, Mg, Si, S ve Fe bol bulunan elementlerdir. Bu elementlerin uçucu olmayan (refractory) bileşikleri toz tanecikleri bünyesinde yer almaktadır. Yıldızlararası madde, ortamın fiziksel koşullarına bağlı olarak iyonize atomlardan, karmaşık moleküllere, ortalama birkaç yüz atomdan oluşan nanometre boyutundaki taneciklere ve mikron boyutlarındaki tozlara kadar değişen bir dağılım halinde bulunmaktadır (Lequeux, 2003, Günay, 2011).

Çizelge 1.3 Yıldızlararası maddenin element içeriği (Lequeux, 2003).

| Element | Bolluk (Kütlesel) | Bolluk (Tanecik Sayısı) |
|------------------|-------------------|-------------------------|
| Hidrojen | % 70 | % 90 |
| Helyum | % 28 | % 10 |
| Diğer Elementler | % 2 | % 0.1 |

1.2 Yıldızlararası Toz

Yıldızlararası toz (*ISD: Interstellar Dust*), Gökadada olduğu ve bulunduğu ortama göre farklı fiziksel ve kimyasal özellikler gösterir. Bu açıdan, moleküler bulut tozu (yoğun bulutlardaki toz), genç yıldızimsı nesnelerin (YSO: Young Stellar Object) çevresindeki toz (YSO tozu), yıldız tozu (yıldız rüzgarları ile taşınan toz) ve yıldızlararası toz (dağılmış yıldızlararası ortam tozu) (Henning, 1996) olmak üzere en az dört farklı toz sınıfı tanımlanabilir.

Yıldızlararası ortamda tozun varlığı, 1930 yılında ilk olarak Trumpler tarafından yıldızlararası sönükleşmenin keşfedilmesiyle birlikte öne sürülmüştür.

Yıldızlararası toz yıldızlararası maddenin yaklaşık %1'ni oluşturmaktadır ancak kimyasal ve fiziksel süreçlerde önemli rol oynamaktadır. Yıldızlararası toz yıldızlararası ortamın ısınma ve soğuma süreçlerinde etkilidir: Yıldızlararası toz taneciklerinin UV bölgede foton soğurması ile ortaya çıkan fotoelektrik etki elektron salınmasına neden olur. Bu elektronlar etkileştikleri gazın ısınmasına yol açar. Yoğunluğun yeterli olduğu ortamlarda gaz – tanecik çarpışmaları, gazdan toza enerji aktarımıyla ortamın soğumasında rol oynar (Lequeux, 2003; Günay, 2011).

Yıldızlararası tozun elektromanyetik tayfin bütün bölgeleri üzerinde etkileri bulunmaktadır. Yıldızlararası toz, ortamdaki ışınımın saçılmasına neden olmaktadır. Toz parçacıkları manyetik alan içinde alan çizgilerine göre yönelmiş durumdaysa saçılan ve geçen ışınım kısmen kutuplaşmış (polarize) hale gelmektedir. Diğer yandan, elektromanyetik tayfin yüksek enerjili kısmında ışınım akısı yoğun olan gökcisimlerinin çevresinde X-ışını gözlenirken, UV ve optik bölgelerde saçılma kaynaklı haleler (halo) oluşmaktadır. Ayrıca X-ışını soğurma kenarlarında (X-ray absorption edges) toz kaynaklı ince yapılar meydana gelmektedir. UV, optik ve IR bölgelerde, küçük karbonlu tozlardan (ve/veya makro moleküller) kaynaklandığı düşünülen soğurma bantları (DIBs) oluşmaktadır. Ayrıca toz parçacıkları kaynaklı fotoluminesans (UV bölgede fotonların soğurulup

yeniden salınması) sonucu 600-800 nm aralığında sürekli salma (ERE: Extended Red Emission) meydana gelmektedir. Yıldızlar tarafından kısa dalgaboylarında salınan fotonların (UV, optik ve yakın IR) yaklaşık yarısı yıldızlararası toz tarafından soğurulmakta ve daha uzun dalga boylarında (orta ve uzak IR'de) ısısal fotonlar olarak geri salınmaktadır. Isısal salma taneciklerin kimyasal bileşimine, şekillerine, elektriksel yüklerine ve boyutlarına bağlıdır. Bunlara ek olarak tayfın IR bölgesinde katı halde bulunan yapılarla ilişkilendirilen genişlemiş moleküler soğurma ve salma yapıları görülmektedir. Toz parçacıklarının dönme (spin) hareketi sonucu mikrodalga bölgede salmalar da meydana geldiği bilinmektedir. Ayrıca dipol momenti olan küçük tanecikler milimetre ve radyo dalgaboyu bölgesinde dipol ışınımı yapmaktadırlar. Elektromanyetik tayfta görülen bu etkiler bizlere yıldızlararası ortamda tozun varlığını göstermektedir (Lequeux, 2003; Günay, 2011).

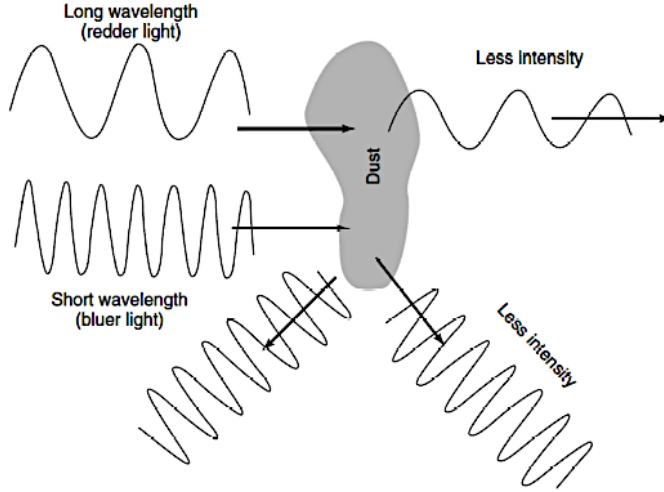
Yıldızlararası ortamın kimyasal bollukları açısından bakıldığında, gaz halinde bulunan bazı elementlerin kimyasal bolluk anormallikleri, yıldızlararası tozun varlığı ile açıklanabilmektedir. Bu elementlerin bir kısmının katı halde yoğunlaşmış olabileceği düşünülmektedir.

Ayrıca yukarıda sayılan gözlemsel kanıtların dışında, gezegenler arası tozların (interplanetary dust) analizi ile elde edilen ve Güneş'in oluşumundan daha önce oluşmuş olduğu düşünülen tanecikler (presolar grains) yıldızlararası tozun varlığı için doğrudan kanıt sağlamaktadır (Lequeux, 2003; Apai and Lauretta, 2010; Dwek, 2004; Günay, 2011).

1.2.1 Yıldızlararası toz kaynaklı sönükleştirme

Yıldızlararası sönükleştirme, ışınımın yıldızlararası ortamda bulunan türler (gaz, toz ve buz parçacıklar) tarafından soğurulması ve saçılması ile oluşur. Toz söz konusu olduğunda sönükleştirme temel olarak, tanecik boyutuna, şekline, tanecik kimyasal bileşimine, dağılımına ve ışınımın dalgaboyuna bağlıdır.

Saçılma tanecik boyutuna ve ışınımın dalgaboyuna bağlı olduğundan, tanecik boyutlarıyla kıyaslanabilecek kısa dalgaboyundaki fotonlar bu olaydan daha fazla etkilenir. Bu nedenle yıldızlararası tayfın *UV ve optik bölgesinde* sönükleştirme, bir başka deyişle kızıllaşma meydana gelir (Şekil 1.2)



Şekil 1.2 Yıldızlararası toz kaynaklı kızıllaşma ve sönükleştirme (Shaw, 2006).

Belirli bir dalgaboyundaki (λ) ışınım için yıldızlararası sönükleştirme; A_λ sönükleştirme miktarı, $I_0(\lambda)$ başlangıçtaki ışınım şiddeti, $I(\lambda)$ sönükleştirmeye uğramış olan ışınım şiddeti olmak üzere aşağıdaki eşitlikle ifade edilebilir (Fitzpatrick and Massa, 1999);

$$I(\lambda) = I_0(\lambda)10^{-(0.4A_\lambda)} \quad 1.1$$

Sönükleştirme miktarı (A_λ), belirli süzgeçlerdeki (genellikle B ve V bandında) toplam sönükleştirme miktarına (A_V ve A_B) bağlı olarak, iki renk farkının normalizasyonu ile aşağıdaki eşitlikle ifade edilir (Cardelli, 1989; Fitzpatrick, 1999).

$$A_\lambda = E(\lambda - V)/E(B - V) \quad 1.2$$

Yıldızlararası sönükleştirmenin dalgaboyuna göre değişimi, UV - IR aralığını kapsayan yakın-IR (near-IR, NIR) yıldızlararası sönükleştirme yasaları ile ifade edilir. Gökadamız için UV - NIR (0.125 μm - 3.5 μm) arası bölgede sönükleştirme yasası iyi tanımlanmış olsa da orta-IR (mid-IR, MIR) bölgede gözlenen soğurma yapılarından dolayı bir sönükleştirme yasasının tanımlanması zorlaşmaktadır.

Sönükleştirme yasaları, optik toplam sönükleştirme miktarının seçimli sönükleştirme miktarına oranı (optical total-to-selective extinction ratio) olmak üzere R_V serbest değişkenine bağlı olarak aşağıdaki gibi de ifade edilebilir (Cardelli, 1989).

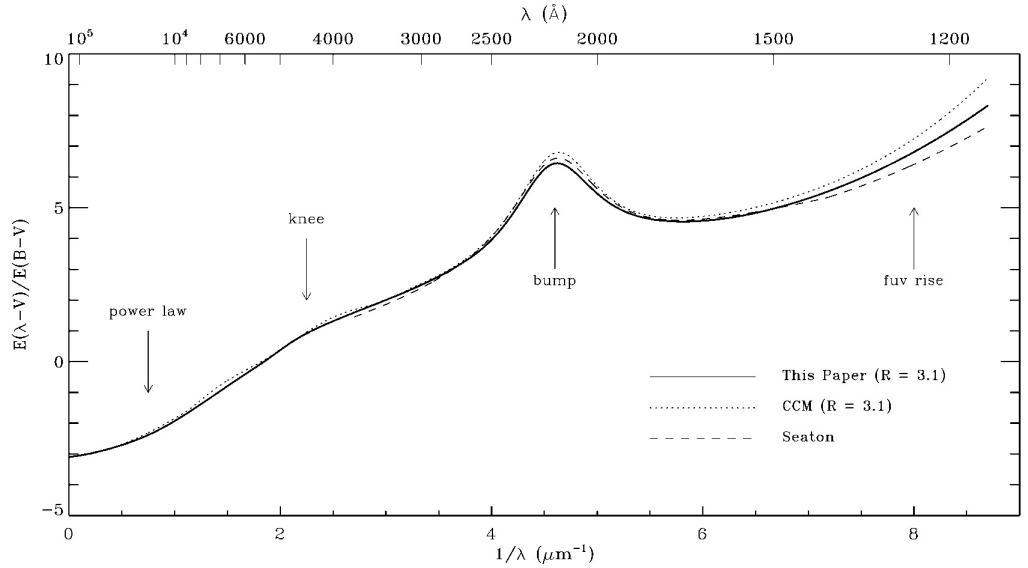
$$R_V = A_V/E(B - V) \quad 1.3$$

Kimi zaman sönükleştirme yasasındaki değişimi daha iyi gösterdiği için, mutlak sönükleştirmeye dayanan normalizasyon da tercih edilmektedir (Cardelli, 1989).

$$1/R_V = A_\lambda/A_V \quad 1.4$$

Yıldızlararası sönükleştirme yasaları Gökadamızda farklı bakış doğrultuları için değişkenlik gösterir. Bu değişkenliğin miktarı dalgaboyuna bağlıdır ve özellikle UV ve optik bölgede daha belirgindir. Sonuç olarak belirli bakış doğrultuları için sönükleştirme yasasını ifade eden sönükleştirme eğrilerinin şekilleri birbirlerinden farklılık gösterir. Sönükleştirme eğrilerinin bakış doğrultusuna bağlı değişkenliği tozun dağılımı, boyutu, optik özellikleri ve bileşimi hakkında bilgi verdiği için önemlidir.

Gökadamız için sönükleştirme eğrisi profillerinin değişkenliği, ortalama sönükleştirme eğrisi ihtiyacını oluşturmuştur. Gökadamız için farklı araştırmacılar tarafından elde edilmiş olan ortalama sönükleştirme eğrisi profilleri Şekil 1.3'de (Fitzpatrick, 1999) görülmektedir.



Şekil 1.3 - Gökadamız için ortalama sönükleştirme eğrisi profilleri (Fitzpatrick, 1999).

Sönükleştirme eğrileri düşük enerjili bölgeden (NIR) yüksek enerjili bölgeye (uzak-UV, far-UV, FUV) doğru artan sönükleştirmeyi ifade edebilmek için dalga sayısına göre çizilir. Sönükleştirme tipik olarak IR bölge boyunca kuvvet yasasına

(power-law) uygun şekilde artmaktadır. Bu bölgede IR salma-soğurma yapılarından kaynaklanan değişimler de bulunmaktadır ancak görece küçük ölçeklerinden dolayı doğrudan ifade edilmeleri zordur. Optik bölgede, sönükleştirmedeki artış devam ederken miktarı artan dalgaboyu ile birlikte azalır. Bu durum sönükleştirme eğrisinin eğiminde diz (knee) şeklinde bir yapı oluşmasına neden olur. Sönükleştirme eğrisinde yakın UV bölgede en belirgin yapı $4.6 \mu\text{m}^{-1}$ ($217.5 \text{ nm} / 2175 \text{ \AA}$) dolayında merkezlenmiş olan UV sönükleştirme tümseğidir (UV Bump) (Stecher, 1965). FUV bölgede eğri dik bir yükseliş (FUV rise) göstermektedir (Fitzpatrick, 1999; Fitzpatrick and Massa 2007).

1.2.2 Yıldızlararası toz taneciklerinin boyut dağılımı

NIR'dan FUV'a kadar olan tayfsal bölgedeki yıldızlararası sönükleştirme eğrileri yıldızlararası toz parçacıklarının boyutu ve kimyasal bileşimi hakkında bilgi verir (Cardelli et al., 1989; Fitzpatrick, 1999).

Büyük tanecikler ($a \approx 100 \text{ nm}$) NIR ve daha küçük olanlar (50 nm) optik bölgedeki sönükleştirmeden, çok küçük tanecikler ($a < 10 \text{ nm}$) ise FUV bölgedeki sönükleştirmeden sorumludur. Ancak sönükleştirme taneciklerin yüzey özelliklerine bağlı olduğundan kimyasal yapısına da bağlıdır. Özellikle 217.5 nm dolayında görülen UV tümseğinin sp^2 melezleşmesi yapmış karbonları (örneğin grafit parçacıkları) içeren toz kaynaklı bir soğurma yapısı olduğu düşünülmektedir (sp^2 melezleşmesi yapmış karbonların $\pi - \pi^*$ elektronik geçişlerinin 217.5 nm dolayında soğurmaya neden olduğu bilinmektedir) (Kwok, 2009).

Sönükleştirme eğrilerine dayanan toz modelleri sayesinde toz taneciklerinin boyut ve bileşimi hakkında çeşitli sınırlandırmalar yapılabilmektedir. Örneğin bu modeller arasında en iyi bilinenlerden biri Mathis vd. (1977) tarafından geliştirilen ve MRN (Mathis et al., 1977) olarak anılan modeldir. Mathis vd. (1977) boyutları 'a' olan grafit ve silikat taneciklerin $a^{-3.5}$ ilişkisine göre dağılımını kullanılarak ortalama sönükleştirme eğrisini bu model ile tekrar oluşturmuşlardır. Bu çalışmadan ayrıca saçılmadan sorumlu tanecik boyutu için alt limit $a_- \approx 5 \text{ nm}$ ve üst limit $a_+ \approx 250 \text{ nm}$ bilgileri elde edilmiştir.

Diğer yandan, termal salmaya bağlı olarak boyut sınıflandırması yapılmaktadır. Bu açıdan yıldızlararası toz tanecikleri boyutlarına göre *büyük tanecikler*, *küçük tanecikler* ve *çok küçük tanecikler* olmak üzere üç grupta sınıflandırılabilir.

Büyük Tanecikler: Bu tanecikler yerel ışınım alanı ile termal denge içinde bulunmaktadır. 60 μm 'den uzak kızılöte dalga boylarında (FIR) gözlenen termal sürekliliğin önemli bir bölümü bu tanecikler tarafından meydana getirilir. Büyük tanecikler optik ve UV bölgedeki saçılmadan da sorumludur. Yıldızlararası ortamdaki katı maddenin önemli bir bölümünü boyutları 10 nm'den daha büyük olan bu taneciklerin oluşturduğu tahmin edilmektedir (Lequeux, 2003; Tielens, 2005, 2009; Günay, 2011).

Küçük Tanecikler: IR bölgedeki salma/soğurma yapılarından sorumlu olan makro moleküller (veya çok küçük tanecikler) ile büyük toz taneciklerin neden olduğu sürekli salma arasında gözlenen salma yapısını (Cirrus emission) açıklamak için küçük taneciklerin varlığı öne sürülmüştür. Bunların boyutlarının 10 nm'den daha küçük olduğu bilinmektedir. Birkaç yüz atomdan oluştukları düşünülmektedir. Bu tanecikler yerel ısıl dengede değildir. Küçük taneciklerin ısısında, tek bir UV fotonu soğurulması ile oluşan artış sonucu orta IR'de salma (25 – 60 μm) meydana gelir (Lequeux, 2003; Tielens, 2005, 2009; Günay, 2011).

Çok küçük tanecikler: Bu taneciklerin 20 - 100 atomdan oluşan karbonlu makro moleküller olduğu düşünülmektedir. Bu taneciklerin ısı kapasiteleri düşük olduğu için UV veya optik bölgede tek bir fotonun soğurulmasıyla sıcaklıkları ani olarak artar ve ardından da soğuma meydana gelir. Bu sırada tanecik uzun dalga boylarında (1 - 25 μm) fotonlar salar. Ayrıca bu makro moleküllerin içerdikleri kimyasal grupların IR bölgede belirli salma ve soğurma yapılarına neden oldukları bilinmektedir (Tielens, 2005; Günay, 2011).

1.2.3 Yıldızlararası tozun kimyasal yapısı

Nanometreden mikrometreye kadar değişen boyutlarıyla yıldızlararası gazla derinlemesine karışmış olan tozlar, evrimleşmiş yıldızların atmosferlerinde, nova ve süpernova olayları sırasında oluşurlar. Ancak bunun yanı sıra yıldızlararası ortamda da yıkıma uğrayıp daha sonra tekrar oluşurlar. Toz taneciklerinin yıkıma uğraması içerdikleri C, N, O gibi kozmik olarak baskın bulunan ağır elementlerin gaz halindeki bolluklarını besler. Benzer şekilde bu elementlerin katı hale yoğunlaşması gaz fazındaki bolluklarını etkiler (Tielens, 2005; Lequeux, 2003; Flower, 2007; Günay, 2011).

Yıldızlararası tozlar başlıca C ve Si olmak üzere Mg, Fe, Al, Ti, Ca gibi diğer ağır elementleri de içerebilirler. Yıldızlararası tozun element bollukları oluştukları

ortamın kimyasal bileşimine bağlı olarak değişir. Oksijence zengin yıldızların etrafında Si ve O ağırlıklı yapıda tozlar oluşur. Bunlar *silikatlı tozlar* olarak adlandırılır. Karbonca zengin yıldızların etrafında C ağırlıklı tozlar oluşur. Bunlar *karbonlu tozlar* (carbonaceous dust) olarak adlandırılır. Ayrıca SiC yapıda tozlara da rastlanmaktadır (Lequeux, 2003; Günay, 2011).

Silikatlı tozların varlığı, IR bölgede 9.7 μm ve 18 μm soğurma yapıları ile izlenebilmektedir. Silikatlı tozların kimyasal bileşimlerine bağlı olarak az miktardaki kristal yapının yanı sıra daha çok amorf (kristal olmayan katı) halde buldukları düşünülmektedir (Lequeux, 2003; Kwok, 2009).

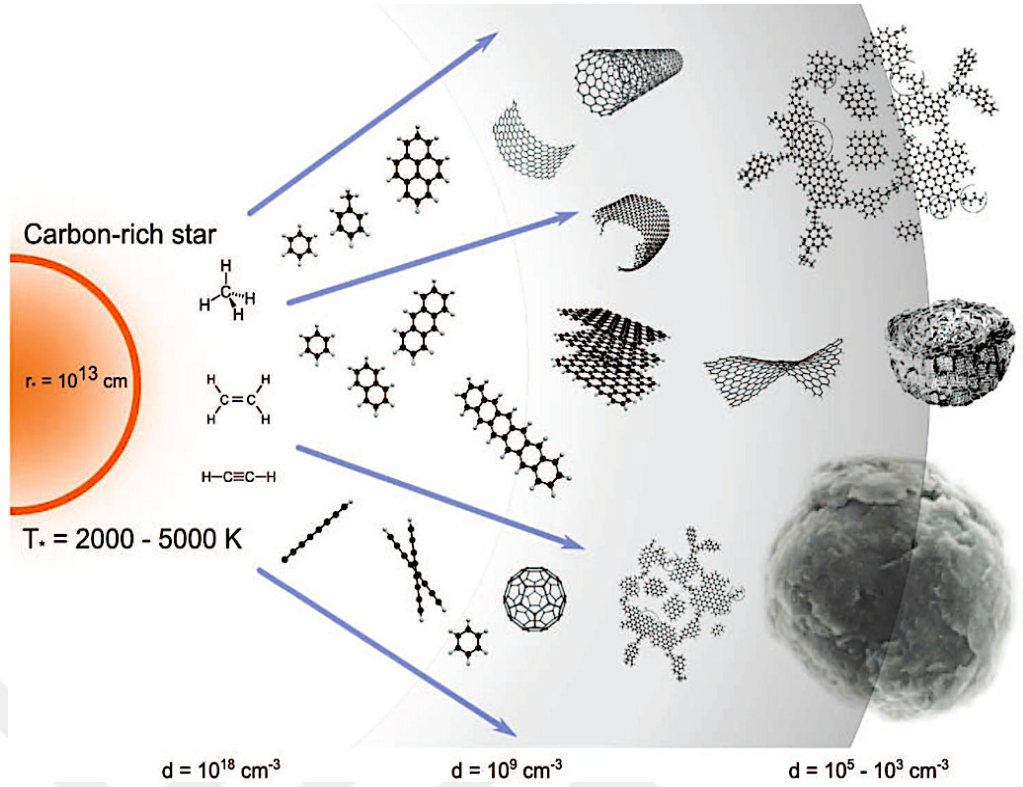
Karbonlu tozların kimyasal yapılarının çeşitlilik gösterdikleri düşünülmektedir. Bu tozların karbonlu büyük moleküllerden küçük taneciklere uzanan geniş bir boyut dağılımı gösterdikleri bilinmektedir.

1.3 Yıldızlararası Karbonlu Tozlar

Karbon, evrende en çok bulunan dördüncü elementtir. Karbon üç çeşit melez orbital oluşturabilir: sp^3 , sp^2 , sp^1 . Karbon bu melez orbitaller göre üç farklı kovalent bağ yapısı (tekli, çiftli ve üçlü bağlar) kurarak bunların çeşitli kombinasyonları ile farklı moleküller oluşturabilir. Bu moleküller, içerdikleri bu bağ yapılarına göre alifatikler (alkanlar), olefinikler (alkenler), aromatikler ve alkinler olmak üzere dört ana bileşik grubunda toplanır.

Organik moleküller, tanım olarak en genel haliyle kovalent karakterde bağ (elektron paylaşımına dayalı kimyasal bağ) yapmış karbon içeren moleküller olarak ifade edilebilir. Karbonun yüksek düzeyde bağ yapma potansiyelinden dolayı organik moleküller yıldızlararası ortamda yaygın olarak bulunur (Lequeux, 2003; Kwok, 2009, 2015, 2016; Dishoeck, 2014). Karmaşık organik bileşikler, yıldızlararası ortamda, moleküler bulutlarda, yıldız ve gezegen sistemi oluşum bölgelerinde gözlenmiştir (Kwok, 2008, 2015, 2016; Contreras and Salama, 2013, Dishoeck, 2014, Öberg et al., 2015).

Karbonlu moleküllerin oluşumunda ilk aşama, evrimleşmiş bir yıldızın uzaya karbonca zengin madde savurmasıyla başlayan kimyasal süreçlerdir. Karbonca zengin bir yıldız çevreleyen ortamdaki basit moleküllerden karmaşık moleküllere ve nano / mikro boyutlu yapılara ve parçacıklara dönüşümün temsili Şekil 1.4'de görülmektedir (Pascoli and Polleux, 2000; Contreras and Salama, 2013).



Şekil 1.4 Karbonca zengin bir yıldızı çevreleyen ortamda basit moleküllerden karmaşık organik moleküllerin ve sonrasında karbon bazlı nano / mikro boyutlu yapıların oluşumu (Pascoli and Polleux 2000; Contreras and Salama, 2013).

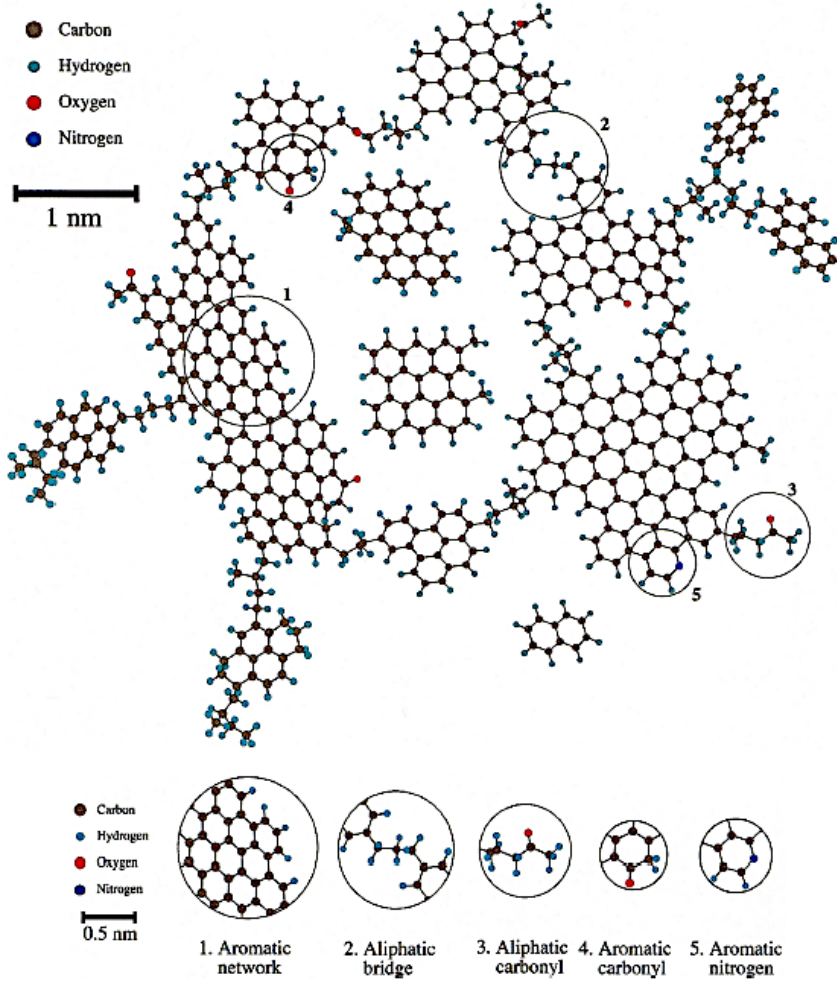
1.3.1 Yıldızlararası karbonlu tozların kimyasal yapısı

Yıldızlararası ortamda bulunan karbonlu maddelerin kimyasal içeriği için çeşitli moleküller ve bunları içeren bileşik yapılar önerilmiştir. (Tielens 2005, Dishoeck 2008). Karbonlu tozlar için öne sürülen maddeler arasında; alifatik hidrokarbonlar, çok halkalı aromatik hidrokarbonlar (PAH), alifatik/aromatik karışımı organik nano-parçacıklar (MAON), hidrojene amorf karbon (HAC) veya diğer tanımla sönümlenmiş karbonlu bileşikler (QCC), kerojen, kömür, is, grafit, mikro elmaslar, fullerenler, tolin ve diğer karbonlu maddeler bulunmaktadır (Tielens, 2005; Kwok, 2009, 2015, 2016; Chiar et al., 2013).

Meteoritlerin bünyesinde yıldızlararası ortam kaynaklı mikron boyutlu grafit parçalarına rastlanmış olsa da, genel kanı, yıldızlararası ortam ve yıldız çevresi tozun basitçe grafitten oluşmadığı, düzensiz yapıları da içerdiği yönündedir (Henning et al., 2004).

Gözlemsel çalışmalar ve laboratuvar çalışmalarından elde edilen bilgiler, katı karbonun bir bölümünün hidrokarbon ağırlıklı maddelerden oluştuğu ve az

miktarda da olsa oksijen (ve nitrojen) içerebileceği yönünde birleşmektedir. Yıldızlararası tozun kimyasal yapısı üzerine odaklanmış çalışmalar kapsamında Pendleton ve Allamandola (2002) tarafından verilen *temsili yapı örneği* Şekil 1.5'te görülmektedir.



Şekil 1.5 Yıldızlararası karbonlu tozların kimyasal yapısı için temsili örnek (Pendleton and Allamandola, 2002).

1.3.2 Yıldızlararası karbonlu tozlar ve YAO karbon bolluğu

Yıldızlararası karbonun %30 kadar kısmının gaz halinde C, C⁺ ve CO olarak ve ayrıca CO ve CO₂ gibi uçucu moleküllerin buzları içinde bulunduğu düşünülmektedir. Karbon gaz halinde en çok CO molekülü, daha sonra C ve C⁺ halinde bulunmaktadır. Yıldızlararası ortamda karbonun büyük bir kısmının (%70) katı halde yani yıldızlararası toz bünyesinde bulunduğu düşünülmektedir (Dishoeck, 2014).

Yıldızlararası ortamda karbon bolluğu genellikle hidrojen bolluğuna göre normalize edilerek (C/H) ppm¹ cinsinden tanımlanır. Karbonun yıldızlararası ortamdaki toplam bolluğu, gaz ve katı halde bulunan miktarlarının toplamı olarak ele alınır. Bu toplam karbon değerinin kozmik karbon bolluğu ile uyumlu olması beklenir. Snow ve Witt (1995) Gökada yıldızları üzerine yapılan araştırmalara dayanarak yıldızlararası ortamda karbon bolluğunun 225 ± 50 ppm olduğunu belirlemişlerdir. Önceki çalışmalarda bildirilen Güneş bolluklarına bağlı olarak elde edilen kozmik karbon bolluğu (Grevesse and Sauval, 1998; Asplund et al., 2006) ile meteoritler / Güneş öncesi oluşmuş parçacıklardan elde edilen kozmik karbon bolluklarına (Lodders, 2003) göre yıldızlararası ortamda en fazla 270 ppm karbon bulunmaktadır. Evrimleşmemiş erken tip B tayf türü (anakol, altdev, dev) yıldızlardan (Sofia and Meyer, 2001; Przybilla et al., 2008) elde edilen karbon bolluğu 240 ppm kadardır. Güncellenmiş Güneş bollukları (Asplund et al., 2006, 2009) ve F, G tayf türü (cüce) genç disk yıldızlarından elde edilen bolluklar yıldızlararası ortamda en fazla 358 ± 82 ppm kadar karbon olduğunu göstermektedir (Sofia and Meyer, 2001).

Gaz halinde bulunan karbon bolluğu atomik ve moleküler tayf çizgilerini kullanılarak belirlenebilir. Cardelli vd. (1996) Gökadamız diskinde yer alan farklı bakış doğrultuları için gaz fazındaki karbon bolluğunu bu yöntem ile incelemişlerdir. Bu çalışmada, toplam karbon bolluğunu (kozmetik karbon bolluğu) 240 ± 50 ppm üst limit değeri olarak ele alıp, katı halde karbon bolluğunun 50 - 150 ppm arasında değiştiğini bulmuşlardır. Parvathi vd. (2012) tarafından yapılan çalışmada gaz fazında maksimum karbon bolluğu Gökada düzlemindeki bir bakış doğrultusu için 464 ± 57 ppm olarak bulunmuş ve katı hal bileşeni net olarak bilinmediğinden bu değer yıldızlararası toplam karbon bolluğu için üst değer olarak kabul edilmiştir. Bu üst değerden belirli bakış doğrultuları için elde edilmiş olan gaz halindeki karbon değeri çıkartılarak katı haldeki karbon değerleri hesaplanmıştır. Bu çalışmada katı haldeki karbon için bulunan en yüksek değer 395 ± 61 ppm olarak belirtilmiştir.

Yukarıda özetlenen çalışmalardan hiç biri katı haldeki karbonun doğrudan ölçümlerine dayanmamaktadır. Katı haldeki karbon bolluğunu doğrudan toz kaynaklı veriler kullanılarak çalışmanın bir yöntemi, yıldızlararası sönükleştirme eğrileri üzerine oluşturulan modellerden faydalanmaktadır.

¹ PPM: Part Per Million

Yıldızlararası sönükleştirmeyi açıklayabilmek için yapılan MRN (Mathis et al., 1977), MEM (Kim and Martin, 1996), Li ve Drain (Li and Drain, 2001) ve ZDA (Zubko et al., 2004) gibi modellere göre toz bünyesinde bulunması gereken karbon miktarı yaklaşık olarak 250 - 300 ppm dolayındadır.

Modellerin öngördüğü katı haldeki karbon bolluğu ve gaz fazındaki karbon bolluğu ile birlikte değerlendirildiğinde, elde edilen toplam karbon bolluğu kozmik karbon bolluğunu aşmaktadır. Bu durum '*karbon krizi*' olarak ifade edilmiştir (Kim and Martin, 1996). Ancak UV sönükleştirme eğrilerine bağlı olarak parçacık boyutuna dayanan modeller silikat ve grafit parçacıklarının ortak etkisi üzerine kurulu olduklarından, toz bünyesinde bulunan karbon miktarını net olarak belirlemede yetersiz kalmaktadır (Mishra and Li, 2017).

Yıldızlararası karbonlu tozların içerdikleri karbon miktarını incelemek için UV tümseği, IR soğurma yapıları ve DIBs gibi tayfsal özelliklerden de faydalanılmaktadır. Bu özellikler arasında niceliksel analize elverişli olduğu için IR bölgede tayf çalışmaları ön plana çıkmaktadır.

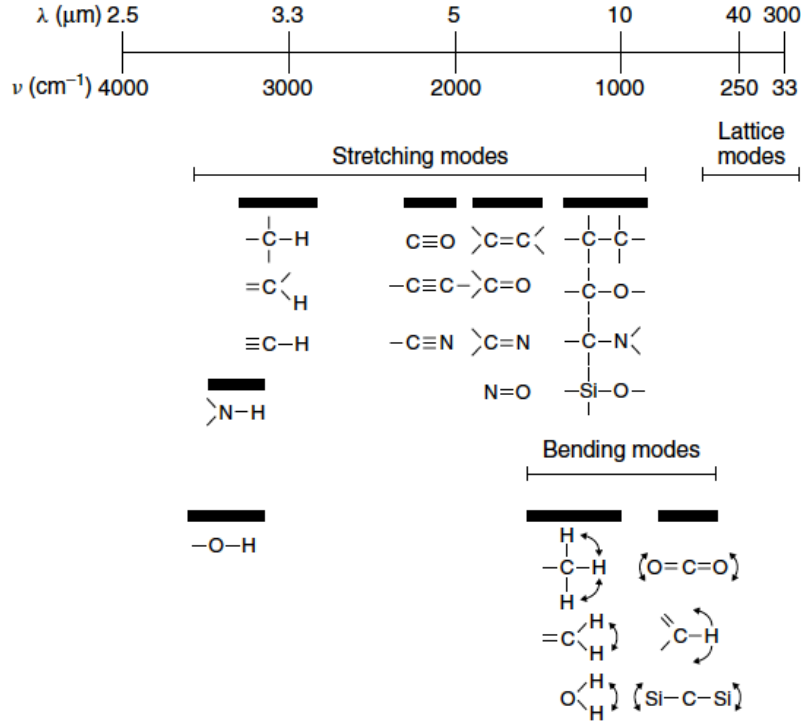
1.3.3 Yıldızlararası karbonlu tozların tayfsal özellikleri

Katı haldeki karbonun neredeyse %50 kadar önemli bir miktarının büyük tanecikler halinde bulunduğu ve bu nedenle tanı yapmamızı sağlayacak net bir tayfsal karakteristiği olmadığı düşünülmektedir (Dishoeck, 2014). Ancak yıldızlararası IR bölgedeki tayfta belirli salma ve soğurma çizgileri üzerinden içerdikleri kimyasal gruplara ilişkin saptamalar ve bunlara dayanarak genel yapı tahminleri yapılabilmektedir.

Katı haldeki karbonun bir kısmının (~%20) karbonca zengin küçük tanecikler, nano tanecikler ve makro moleküller halinde bulunmakta olduğu tahmin edilmektedir. Büyük moleküllerin ve karmaşık kimyasal yapıların tayfları da karmaşık olduğu için tayfsal çözümleme ve tanımlama yapmak güçtür. Bu büyük moleküllerin ve/veya çok küçük taneciklerin kimyasal yapıları ile ilgili tartışmalar sürmektedir (Dishoeck, 2014).

IR bölgede, yıldızlararası karbonlu tozların içerdiği karbon bolluğunu çalışmak için kullanışlı olabilecek tayfsal özellikler bulunmaktadır. IR bölgedeki tayfsal yapılar, moleküllerin içerdikleri karbon bağlarının (C-C, C-H, C-O ve benzeri) titreşim enerjilerinin ışınım ile etkileşerek değişmesinden (titreşim enerji

seviyeleri arasındaki geçişlerden) kaynaklanmaktadır. Belirli enerji seviyeleri arasındaki bu geçişler, tayfta karakteristik salma ve soğurma yapılarını oluşturmaktadır. Bu sayede karbon bazlı bileşiğin içerdiği karbon bağları ve kimyasal yapısı hakkında bilgi elde edilmektedir (Pendleton and Allamandola, 2002; Pendleton, 2004; Chiar et al., 2013). Şekil 1.6'da temel kimyasal gruplara ilişkin IR bölgedeki karakteristik titreşim frekansları görülmektedir (Pendleton and Allamandola, 2002).



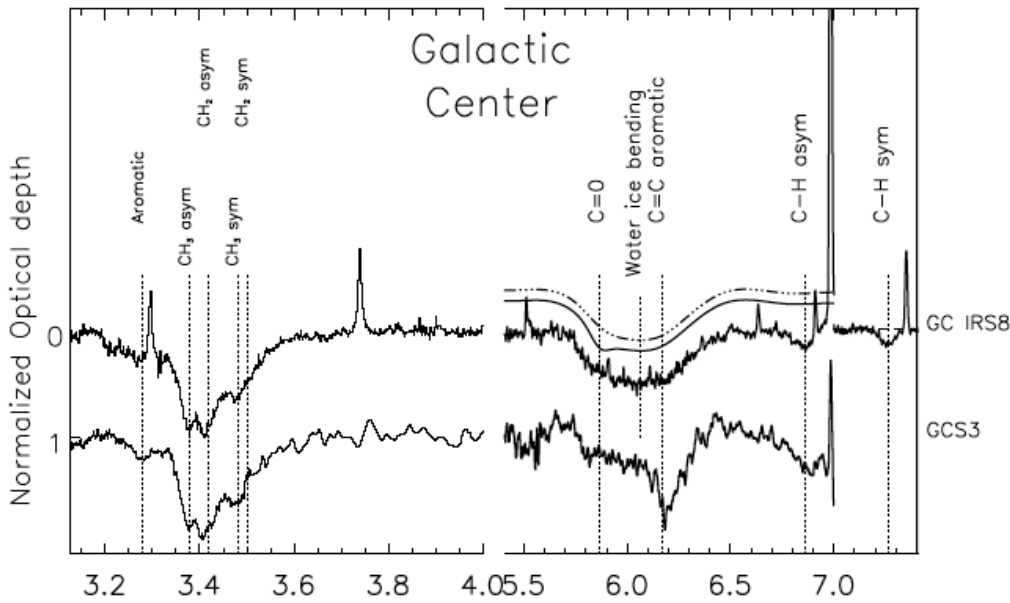
Şekil 1.6 IR bölgedeki başlıca kimyasal gruplara ilişkin karakteristik titreşim frekansları (Shaw, 2006).

Bu tayfsal yapılardan en yaygın olarak görülen ve en çok üzerinde durulanlar, hidrokarbon bileşik kaynaklı olanlardır. Bunlar kaynaklandıkları kimyasal gruplara göre alifatik ve aromatik IR bantları olmak üzere temel iki sınıfa ayrılırlar. *Aromatik IR bantları* 3.3, 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 ve 12.7 μm yapılarını içerir. *Alifatik IR bantları* başta 3.4 μm yapısı (C-H gerilmesi kaynaklı: -CH_2 için 3.42 μm (asimetrik) ve 3.5 μm (simetrik), -CH_3 için 3.38 (asimetrik) ile 3.48 μm (simetrik) olmak üzere), 6.85 ve 7.25 μm yapılarını (C-H eğilmesi kaynaklı) kapsamaktadır (Lequeux, 2003; Dartois et al., 2004).

Tayf yapılarının şiddeti kaynaklandıkları kimyasal grupların sayısı ile orantılıdır. Bu sayede, yıldızlararası tayfta belirli bir dalgaboyundaki (λ) veya frekanstaki (ν) soğurma yapısı ve ilişkili olduğu kimyasal grubun toplam soğurma

katsayısı (A : mol cm^{-1}) kullanılarak, soğurma yapan türün miktarı kolon yoğunluğu (N : cm^{-2}) cinsinden elde edilebilir. Diğer yandan toplam soğurmayı hesaplamak için soğurma yapısının yarı maksimum genişliğinin ($\Delta\nu$: FWHM¹) ve optik derinliğinin (τ_ν) bilinmesi gerekmektedir (Bkz. Ek 1).

Optik derinlik, soğurma olaylarından sonra iletilen akının (I), başlangıç akısına (I_0) oranı olan geçirgenliğe (T : tansmitans) bağlı olarak tanımlanmaktadır (Bkz. Ek 1). Yıldızlararası ortamdaki hidrokarbonların miktarını belirlememize yarayacak optik derinlik tayfları, IR bölgede yeterince parlak olan ardalan kaynakları doğrultusunda yapılan gözlemsel çalışmalar sonucu elde edilebilmektedir. Gökada merkezi doğrultusundaki IR ardalan kaynakları (GCIRS 8 ve GCS3) kullanılarak yapılan gözlemlerle elde edilen alifatik ve aromatik hidrokarbon bileşikler kaynaklı önemli soğurma yapıları Şekil 1.7'deki optik derinlik tayfında görülmektedir (Dartois, 2011).



Şekil 1.7 Gökada merkezi kaynakları doğrultusunda (GCIRS 8 ve GCS3) IR bölgede gözlemlerle elde edilen hidrokarbon kaynaklı bazı önemli soğurma yapıları (Dartois, 2011).

Alifatik hidrokarbon 3.4 μm soğurma bandı:

Yıldızlararası ortamdaki hidrokarbon bileşiklerine ilişkin tayf yapıları arasında '*alifatik karbonun*' C–H bağı gerilmesi kaynaklı 3.4 μm bandı, parlak ve

¹ FWHM: Full Width at Half Maximum

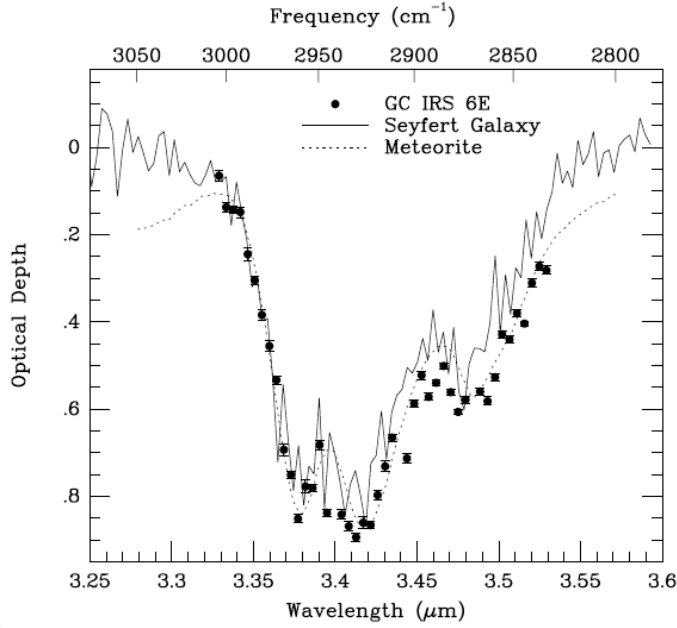
belirgin bir profile sahip olduğu için ön plana çıkmaktadır (Pendleton, 2004). 3.4 μm soğurma yapısı *dağılmış yıldızlararası ortam* tayfında yaygın olarak görülmektedir (Bkz. Çizelge 1.1)

3.4 μm bandına ilk olarak, Gökada merkezi doğrultusunda yaptıkları gözlemler ile Soifer vd. (1976) dikkat çekmiştir. Sonrasında Gökadamız merkezindeki nesnelere doğrultusundaki 3.4 μm alifatik karbon soğurma bandı Willner vd. (1979), Wickramasinghe ve Allen (1980), Butchart vd. (1986), McFadzean vd. (1989), Tielens vd. 1996, Adamson vd. (1990), Sandford vd. (1991), Pendleton vd. (1994), Chiar vd. (2000, 2002, 2013) ve Moultağa vd. (2004) tarafından çalışılmıştır. Yerel yıldızlararası ortam kaynaklı 3.4 μm soğurması, Cyg OB2 No.12 (2MASS J20324096+4114291) doğrultusunda yapılan gözlemlerle çalışılmıştır (Butchart et al., 1986; Adamson et al., 1990; Sandford et al., 1991; Pendleton et al., 1994; Whittet et al., 1997).

3.4 μm bandının diğer gökadalarda yıldızlararası ortamındaki varlığı da bilinmektedir (Imanishi, 2000; Mason et al. 2004; Dartois, et al. 2004; Geballe, et al., 2009). Ayrıca 3.4 μm bandı genç gezegenimsi bulutsuların tayfında da (Lequeux and de Muizon, 1990; Chiar et al., 1998) görülmektedir. Bu çalışmalar ve çeşitli gökcisimleri doğrultularında yapılmış diğer çalışmalar Ek 2'de özetlenmiştir.

Güneş Sistemi cisimlerinin analizlerinden elde edilen IR tayflarında 3.4 μm soğurma bandı görülmektedir. Örneğin karbonca zengin meteoritlerin (Ehrenfreund et al., 1991), gezegenler arası toz parçacıklarının (Matrajt et al., 2005) ve kuyruklu yıldız tozlarının (Muñoz-Caro et al., 2008) IR tayflarında 3.4 μm soğurma bandı saptanmıştır. Şekil 1.8'de, Gökada merkezi doğrultusunda (GCIRS 6E) dağılmış yıldızlararası ortam kaynaklı 3.4 μm soğurma bandı, bir Seyfert gökadasının tayfindan (IRAS 08572+3915) elde edilmiş 3.4 μm soğurma bandı ve göktaş (Murchison meteorite) analizinden elde edilmiş olan 3.4 μm soğurma bandı görülmektedir (Pendleton, 2004).

3.4 μm bandının kaynağının yıldızlararası tozun içeriğinde bulunan alifatik C-H bağları olduğu bilinmektedir. Bu nedenle yıldızlararası toz kaynaklı 3.4 μm yapısının optik derinliğinden ($\tau_{3.4}$) yararlanılarak yıldızlararası ortamdaki alifatik C-H sayısı, kolon yoğunluğu (N) cinsinden saptanabilmektedir. Bunun için alifatik hidrokarbon toplam soğurma katsayısının (A) belirlenmesi gerekmektedir (d'Hendecourt and Allamandola, 1986) (Bkz. Ek 1).



Şekil 1.8 Gökada merkezi doğrultusunda (GCIRS 6E) dağılmış yıldızlararası ortam kaynaklı 3.4 μm soğurma bandı (siyah noktalar), bir Seyfert gökadasının tayfindan (IRAS 08572+3915) elde edilmiş 3.4 μm soğurma bandı (düz çizgi) ve göktaşı (Murchison meteorite) analizinden elde edilmiş olan 3.4 μm soğurma bandının (noktalı çizgi) karşılaştırılması (Pendleton, 2004).

Karbonlu tozların içeriğinde bulunan alifatik karbona ilişkin 3.4 μm soğurma katsayısını belirleyebilmek için bugüne kadar farklı sp^2/sp^3 ve C/H oranlarında çok sayıda hidrokarbon madde çalışılmıştır (d'Hendecourt and Allamandola, 1986; Allamandola et al., 1992; Duley et al., 1998; Furton et al., 1999; Mennella et al., 2002; Dartois et al., 2004; Steglich et al., 2013; Gadallah 2015).

Bu amaçla yapılan çalışmaların çoğunda, alifatik hidrokarbon soğurma katsayısını elde etmek için küçük hidrokarbon moleküller veya buzlar ya da rastgele hidrokarbon maddeler kullanılmıştır. Hidrokarbonlardaki alifatik C-H gruplarının soğurma şiddetleri, komşu karbonların bağ yapısına bağlıdır (Jakop and Unger, 1996). Bu nedenle, küçük hidrokarbon moleküller üzerine yapılan çalışmalar birbirleri ile örtüşmeyen sonuçlar vermektedir.

Yıldızlararası toz bünyesinde bulunan alifatik hidrokarbonlar için soğurma katsayısı, benzer maddeler kullanılarak elde edildiğinde daha güvenilir sonuçlar verecektir. Bu amaçla bu ve benzeri çalışmalarda kullanılmak üzere yıldızlararası toz benzeşikleri üretilmektedir.

1.3.4 Yıldızlararası karbonlu tozların laboratuvar benzeşikleri

Astrofiziksel süreçlerle ilgili araştırmalar kapsamında yıldızlararası tozların laboratuvar benzeşiklerinden (*interstellar dust analogues*) faydalanılmaktadır. Örneğin, yıldızlararası ortam kaynaklı tayfsal yapıları incelemek, niteliksel ve niceliksel veri elde edebilmek için yıldızlararası toz benzeşikleri üretilmektedir (örn. Pendleton et al., 1994; Pendleton and Allamandola, 2002; Gadallah 2015).

Yıldızlararası toz benzeşikleri, yapılacak araştırmanın amacına uygun olacak fiziksel özelliklerde ve kimyasal bileşimde oluşturulurlar. Başlıca C ve/veya Si olmak üzere Mg, Fe, Al, Ca, O, H gibi diğer elementleri de çeşitli bileşik yapıları halinde içerecek şekilde üretilirler. Literatürde *yıldızlararası karbonlu toz benzeşikleri* üzerine bir çok kapsamlı çalışma bulunmaktadır (örn. Mennella, et al. 1999; Lee and Wdowiak, 1993; Schnaiter et al., 1999; Kovačević et al., 2005). Diğer yandan, yıldızlararası toz benzeşikleri kullanılarak yapılan 3.4 μm soğurma katsayısı ölçümleri de literatürde yer almaktadır. Ancak bu çalışmalarda, benzeşiklerin bir çoğunun tayfi yıldızlararası ortamdan elde edilen tayf ile yeterince örtüşmemektedir (Pendleton and Allamandola, 2002). Bu durum benzeşiklerin kimyasal yapısının yıldızlararası toz ile yeterince uyumlu olmadığını göstermektedir.

Yıldızlararası karbonlu toz benzeşikleri, genellikle katı karbon materyalin (örn. grafit çubuk) ısıtma veya lazer etkisiyle buharlaştırılması ile oluşturulan türlerden veya lazer, radyo-frekans, mikrodalga, elektrik boşaltım gibi çeşitli yöntemler ile üretilmiş karbonca zengin plazmadan elde edilirler (Pendleton and Allamandola, 2002; Henning et al., 2004; Schnaiter et al., 1999; Kovačević et al., 2005). Pendleton ve Allamandola (2002) tarafından yapılan çalışmada, farklı yöntemlerle üretilen karbon bazlı maddelerin laboratuvar tayfları karşılaştırılmıştır. Bu çalışmalar içerisinde karbonca zengin plazma kullanılarak üretilen benzeşiklerin tayfinin yıldızlararası tayf ile daha iyi örtüştüğü görülmüştür. Pendleton ve Allamandola (2002) bu çalışma sonunda, yıldızlararası karbonlu tozlar için Şekil 1.9'da görülen *temsili* örneği sunmuşlardır.

Yıldızlararası toz benzeşikleri için, Pendleton ve Allamandola (2002) tarafından özetlenmiş olan tayfsal özelliklerden faydalanmak mümkündür. Bu çalışmaya göre iyi bir benzeşiğin tayfinin; 3.4 μm (2940 cm^{-1}) C-H gerilme yapısının alt piklerinin birbirlerine oranı, 3.4 μm C-H gerilme yapısının 3.1 μm (3200 cm^{-1}) O-H gerilme yapısına oranı, 3.4 μm C-H gerilme yapısının 5.9 μm

(1700 cm^{-1}) C=O gerilme yapısına oranı, 3.4 μm C-H gerilme yapısının 6.8 μm (1470 cm^{-1}) ve 7.25 μm (1370 cm^{-1}) C-H eğilme yapısına oranının yıldızlararası tayf ile uyumlu olması gerekmektedir.

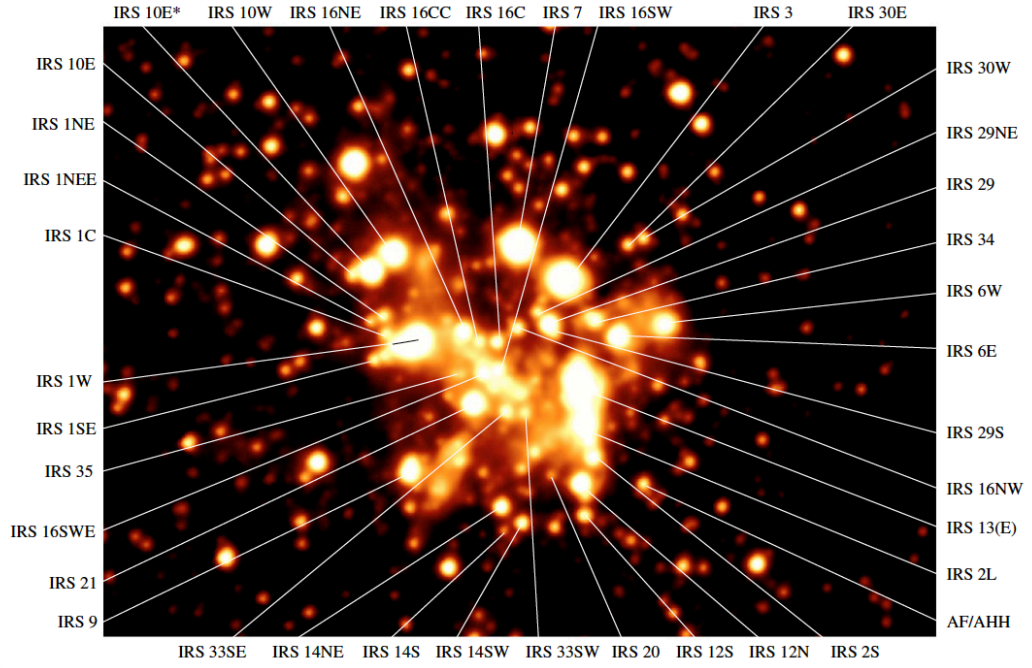
Özetlenen tayfsal koşulları gerçekleştiren yıldızlararası toz benzeşiklerinin kimyasal yapısı yıldızlararası toz ile daha iyi örtüşecektir. Bu benzeşikler üzerinde yapılacak çalışmalar ile elde edilecek soğurma katsayılarının da yıldızlararası toz soğurma katsayıları ile daha uyumlu olması beklenmelidir.

1.4 Yıldızlararası Toz ve Gökadamızın Merkezi

Yıldızlararası madde, Gökadamızın sarmal kollarının yer aldığı Gökada diskinde daha yoğun olarak bulunmaktadır (Şekil 1.1). 3.4 μm soğurması ile ilişkili yıldızlararası karbonlu tozların, Gökada diskinde, *dağılmış yıldızlararası ortam* olarak tanımlanan bölgelerde bulunduğu bilinmektedir (Wickramasinghe and Allen, 1980; Butchart et al., 1986; Adamson et al., 1990; Sandford et al., 1991; Pendleton et al., 1994).

Dağılmış yıldızlararası ortam tozunun Gökada merkezi doğrultusunda baskın olduğu bilinmektedir (Lebofsky, 1979; Chiar et al., 2002). Gökada merkezi doğrultusunda görünür bölgede yıldızlararası sönükleştirme miktarı ortalama $\sim 30^m$ – 31^m dolayındadır (Becklin et al., 1978b; Henry, DePoy and Becklin, 1984; Sellgren et al., 1987; Wade et al., 1987; Rieke et al., 1989). Ancak küçük uzanımsal ölçeklerde 25^m – 40^m arasında değişebilmektedir (örn. Cotera et al., 2000; Rieke et al., 1989 ve bunlarda yer alan referanslara göre). Ayrıca Gökadamızda gözlenen en büyük moleküler kolon yoğunlukları da Gökada merkezi doğrultusunda saptanmıştır. Bu açıdan bakıldığında, Gökadamızın merkez bölgesi yıldızlararası toza ilişkin bilgi elde edebilmek için uygun bir doğrultudur. Ayrıca, Gökadamızın merkezi bize en yakın *spiral gökada* merkezidir ve seçtiğimiz bölgelerin astrofiziksel özellikleri yüksek açılal çözünürlükte çalışılabilir.

Gökada merkezi doğrultusunda parlak IR kaynaklarının olduğu uzun bir zamandan beri (örn. Becklin and Neugebauer, 1969; 1975) bilinmektedir. Bu kaynaklar, yıldızlararası toz araştırmaları için uygun tayf elde etmek üzere ardalan kaynağı olarak değerlendirilebilir. Bu açıdan Gökada merkezinde IR bölgede parlak olan pek çok yıldız bulunmaktadır. Bu kaynakların çoğu '*Gökada Merkezi Kümesi*' içerisinde yer almaktadır. *Gökada Merkezi Kümesi* içerisinde yer alan bu kaynakların bir kısmı Şekil 1.9'da görülmektedir.



Şekil 1.9 'Gökada Merkezi Kümesi' içerisinde yer alan bazı kaynaklar (Viehmann et al. 2005).

Bu kaynaklar doğrultusunda 3.4 μm soğurması üzerine çeşitli çalışmalar bulunmaktadır (örn. Chiar et al., 2002; Moultağa et al., 2004). Bu kaynaklardan literatürde tayfsal çalışmaları bulunan bazıları GCIRS 1W, GCIRS 3, GCIRS 6E, GCIRS 7, GCIRS 9, GCIRS 12N, GCIRS 13, GCIRS 16NE, GCIRS 16C, GCIRS 21 olarak sayılabilir (Bkz. Ek 2).

1.4.1 Yıldızlararası karbonlu tozların dağılımının incelenmesi

Gökadamızda ve diğer gökadalarda katı halde bulunan karbonun bolluğu ve dağılımı, gaz halindeki bileşenine göre daha az çalışılmıştır ve bu alanda bilgi gereksinimi bulunmaktadır. 3.4 μm alifatik karbon soğurma katsayısı katı haldeki alifatik karbonu çalışmak için elverişlidir.

Bugüne kadar yapılmış olan çalışmalarda (örn. D'Hendecourt and Allamandola, 1986; Allamandola et al., 1992; Lee and Wdowiak, 1993; Jacob and Unger, 1996; Duley et al., 1998; Furton et al., 1999; Mennella et al., 2002; Dartois et al., 2004; Steglich et al., 2013; Gadallah, 2015) üretilen çeşitli hidrokarbon materyaller ile elde edilen 3.4 μm alifatik karbon soğurma katsayıları birbirleriyle örtüşmemektedir. Bu nedenle yıldızlararası toz benzeşikleri kullanılarak 3.4 μm soğurma katsayısını elde etmek üzere kapsamlı niteliksel çalışmaların yapılmasına ihtiyaç duyulmaktadır. Bu tür çalışmalardan elde edilecek sonuçlar, yıldızlararası

ortamda alifatik hidrokarbonlar bünyesinde katı halde bulunan karbon ile toplam karbon miktarının daha sağlıklı bir şekilde belirlenmesine ve karbon krizinin çözümüne katkı sağlayacaktır.

Karbonlu tozların içeriğindeki alifatik hidrokarbon kaynaklı 3.4 μm soğurma bandının optik derinliği güçlü IR kaynaklar doğrultusunda tayfsal yöntemlerle ölçülebilmektedir (Bkz. Ek 2). Ancak Gökadamızda alifatik hidrokarbon dağılımını inceleyebilmek için 3.4 μm soğurma bandının geniş ölçeklerde çalışılması yani haritalanması gerekmektedir. 3.4 μm soğurma bandının optik derinliğinin haritalanması için, hedeflenen bölge içerisinde çok sayıda kaynak doğrultusunda ölçüm yapılması gerekmektedir. Bununla birlikte tayfsal yöntem ile haritalama yapabilmek için çok fazla gözlem zamanına gereksinim duyulmaktadır. Gözlem zamanından tasarruf edebilmek için tüm kaynak doğrultularında eş zamanlı ölçüme olanak tanıyacak bir yönteme ihtiyaç duyulmaktadır.

Bu tez çalışması kapsamında, yukarıda bahsedilen problemlere çözüm üretebilmek için laboratuvarda soğurma katsayısı ölçümleri yapılmış ve gözlemsel olarak yeni bir teknik üzerinde çalışılmıştır.

Yıldızlararası ortamdaki toz oluşumu koşulları laboratuvarda sağlanmaya çalışılarak yıldızlararası karbonlu toza benzer özelliklere sahip örnekler üretilmiştir. Bu benzeşiklerin 3.4 μm alifatik hidrokarbon toplam soğurma katsayısı IR tayfölçümü (FTIR) ve nükleer manyetik rezonans tayfölçümü (NMR) teknikleri bir arada kullanılarak ölçülmüştür. Bu sayede yıldızlararası toz için 3.4 μm alifatik hidrokarbon toplam soğurma katsayısı hesaplanmıştır.

Gözlemsel çalışmalarla, 3.4 μm soğurma şiddetini aynı anda pek çok doğrultuda belirleyebilecek yeni bir yöntem üzerinde çalışılmıştır. Bu yöntem spektrofotometrik ölçümlere dayanmaktadır. Bu amaç doğrultusunda dar bant süzgeçler kullanılarak hedef bölge içerisindeki tüm kaynaklar için 3 – 4 μm arasında spektrofotometrik ölçümler yapılmış ve hedef bölgede yer alan elverişli kaynaklar doğrultusunda 3.4 μm soğurmasının şiddeti ölçülmüştür. Bu sayede gözlem zamanından tasarruf edilerek tüm kaynak doğrultularında eş zamanlı ölçüme olanak tanıyacak bir yöntem geliştirilmiştir.

Sonuç olarak, gözlemsel çalışmalar ve laboratuvar çalışmaları ile elde edilen veriler birleştirilmiştir; gözlemsel olarak elde edilen 3.4 μm alifatik karbon optik derinlikleri (τ) ve laboratuvar çalışmaları ile elde edilen alifatik karbon soğurma

katsayıları (A) kullanılarak, alifatik karbon (katı) miktarı kolon yoğunluğu cinsinden (N) hesaplanmıştır (Bkz. Ek 1). Böylece Gökada merkezi doğrultusundaki hedef bölgeler içerisindeki tüm uygun kaynaklar için alifatik karbon kolon yoğunluğu belirlenebilmiş ve alifatik karbon dağılımı haritalanmıştır.

Bu tez çalışması ile, literatürde ilk defa yıldızlararası tozların içerdiği alifatik hidrokarbon miktarının dağılımının haritası yapılmıştır. Bu sayede katı halde bulunan karbonun yıldızlararası ortamdaki dağılımının geniş alanlar boyunca haritalanmasının önü açılmıştır. Bu haritalar gaz halinde bulunan karbon bolluğunu gösteren haritalar ile birlikte yorumlandığında, karbon krizinin çözülmesinde rol oynayacak ve diğer yandan yıldızlararası ortamda gaz - toz ilişkisi ve dağılımı hakkında ek bilgi sağlayacaktır. Yıldızlararası ortam ve gökadalara evriminin daha iyi anlaşılabilmesi için karbon bolluğunun anlaşılması ve dağılımının incelenmesi oldukça önemlidir. Bu tez çalışması, yıldızlararası ortamda katı halde bulunan karbonun, geniş ölçeklerde izini sürebilmemize ışık tutacaktır.

2. LABORATUVAR ÇALIŞMALARI

Günümüze kadar yapılmış olan laboratuvar çalışmalarında farklı sp^2/sp^3 ve C/H oranında çeşitli hidrokarbon maddeler astrofiziksel amaçlar doğrultusunda incelenmiştir (Bkz. Bölüm 1.3.4).

3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurma katsayısını elde etmek için yapılan laboratuvar çalışmalarında kullanılan toz benzeşiklerin tayflarının gözlemsel tayflarla örtüşmesi gerekmektedir. Alifatik hidrokarbon soğurma katsayısını elde etmek için önemli olan diğer bir nokta ise benzeşiklerin içerdikleri alifatik karbon miktarının doğru olarak belirlenmesidir. Bu açıdan katı hal ^{13}C NMR tayfölcümü en kesin sonuç sağlayan yöntem olarak öne çıkmaktadır (Robertson, 2002; Henning et al., 2004). Bu yöntem bugüne kadar, 3.4 μm soğurma bandının niceliksel analizini yapabilmek amacıyla yıldızlararası toz benzeşikleri üzerinde kullanılmamıştır. Bunun başlıca nedeni, katı hal ^{13}C NMR tayfölcümü için büyük miktarda örnek gerekmektedir (Henning et al., 2004).

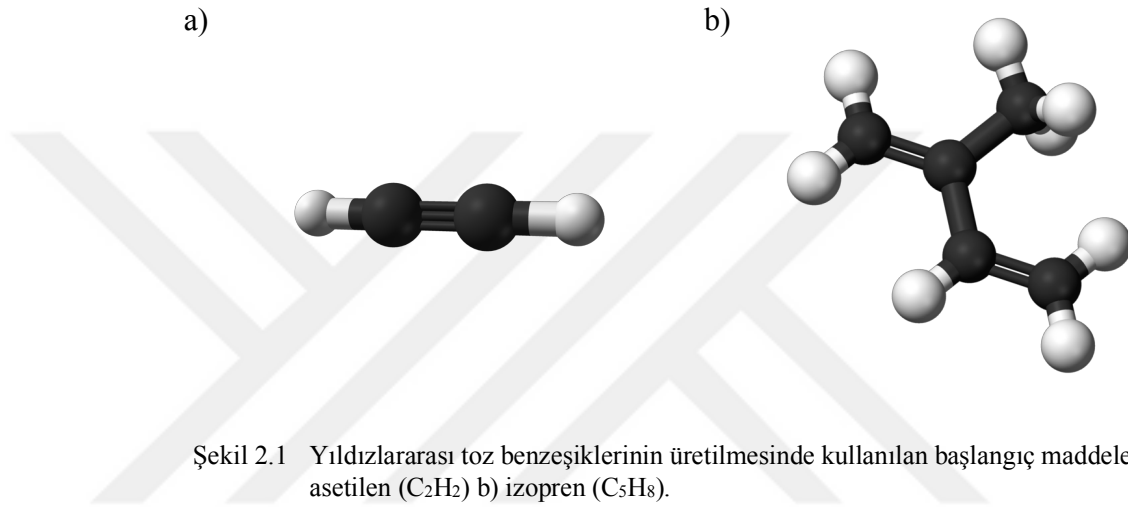
2.1 Yıldızlararası Toz Benzeşiği Sentezi

Laboratuvarda yıldızlararası toz benzeşikleri üretmek için yıldızlararası karbonlu tozların oluştuğu, karbonca zengin evrimleşmiş yıldızların atmosferi ve ilişkili olduğu çevre (circumstellar medium: yıldızı çevreleyen ortam) koşulları bir deneysel düzenek (Bkz. Bölüm 2.1.1) ile canlandırılmıştır. Bu şekilde belirli başlangıç maddelerinden (precursor) yola çıkılarak karbon plazma oluşturulmuştur.

Yıldızlararası moleküller ve toz üzerine yapılan araştırmalarda karbon plazma oluşturmak için basit hidrokarbonlardan, karmaşık - çok halkalı aromatik bileşiklere (PAH) kadar geniş bir yelpazedeki organik madde başlangıç maddesi olarak kullanılmaktadır (örn. Contreras and Salama, 2013). Başlangıç molekülleri, plazma oluşturma işlemi sırasında parçalanarak alt türleri (iyon ve radikaller) meydana getirir. Plazmanın ve yoğunlaşmayla oluşacak ürünlerin kimyasal kompozisyonu başlangıç maddeleri ile ilişkilidir (örn. Contreras and Salama, 2013). Bu nedenle bu çalışmada birden çok başlangıç maddesinin denenmesi hedeflenmiştir.

Yapılacak çalışma için kullanılacak başlangıç maddelerinin kolay erişilebilir olması tercih edilmiştir. Bu bağlamda, deneylerin yapıldığı laboratuvarda, benzer çalışmalarda başlangıç maddesi olarak değerlendirilen olan asetilen (acetylene) ve

izopren (isoprene) bu çalışmada da başlangıç maddesi olarak kullanılmıştır (Şekil 2.1). Asetilen ve parçalanma ürünlerinin (örn. C_2) çeşitli astrofiziksel ortamlardaki varlığı ve karmaşık molekül oluşumunda oynadığı rol bilinmekte olup (Didriche ve Herman, 2010), karbon plazma yöntemine dayanan çalışmalarda başlangıç maddesi olarak yaygınca kullanılmaktadır (örn. Contreras and Salama, 2013). Asetilen (C_2H_2) başlangıç maddesi üçlü bağ yapısı içerdiği için çoklu bağlar açısından daha zengin bir ürün oluşturması beklenirken, izopren (C_5H_8) başlangıç maddesinin dallanmış alifatik yapılar açısından daha zengin bir ürün oluşturması beklenmektedir.



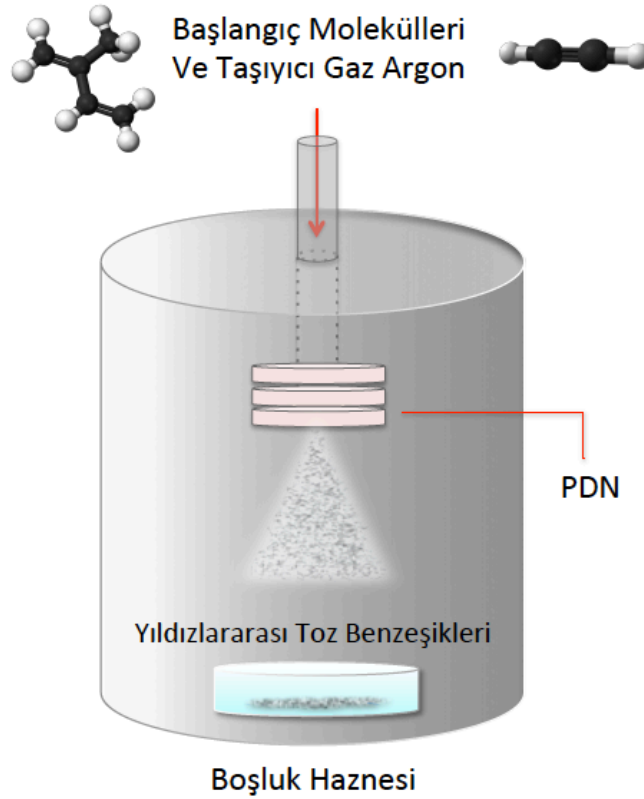
Yıldızlararası toz benzeşiği oluşturmak amacıyla, başlangıç molekülleri taşıyıcı gaz olan argon içerisinde seyreltilerek belirli frekanslar ile çok düşük dozlarda vakum haznesine enjekte edilmiştir. Başlangıç molekülleri, enjeksiyon ile yaklaşık eş zamanlı olarak devreye giren bir elektrik boşaltımı kullanılarak kendinden daha küçük türlere parçalanmıştır. Bu şekilde yıldız çevresindeki benzer yoğunlukta ($n = 10^{10} - 10^{12}$ parçacık cm^{-3}) bir plazma oluşturulmuştur.

Plazma içeriğindeki iyonlar, radikaller ve diğer kararsız alt türler birbirleri ile etkileşerek karmaşık kimyasal süreçler sonucunda yeni türleri oluşturmuşlardır. Oluşturulan plazma aynı zamanda boşluğa doğru ses hızını aşan (süpersonik) hızlarla genişlediğinden, ürünler parçacıklar halinde yoğunlaşarak vakum haznesinin dibinde yer alan toplama bölgesinde birikmişlerdir. Bu ürünler yıldızlararası toz benzeşiği (ISDA: Interstellar Dust Analogue) olarak, sırasıyla ISDA-asetilen (ISDA-acetylene) ve ISDA-izopren (ISDA-isoprene) olarak adlandırılmıştır. Bu isimler çizelge ve şekillerde gerektiğinde kısaltılarak ISDA-a ve ISDA-i olarak kullanılmıştır.

2.1.1 Deneysel düzenek

Yıldızlararası toz benzeşikleri New South Wales Üniversitesi, Kimya Bölümünde, Moleküler Fotonik Laboratuvarlarında (Molecular Photonics Laboratories¹) yer alan deney düzeneği kullanılarak üretilmiştir.

Yıldızlararası toz benzeşiği üretimi için kullanılan deney düzeneği Şekil 2.2’de görülmektedir. Düzenek başlıca bir vakum haznesi (VC: Vacuum Chamber) ve bir mekanik pompa ile desteklenmiş bir difüzyon pompasından oluşmaktadır. Çalışma sırasında VC içindeki basınç 10^{-4} Torr düzeyinde tutulmuştur. VC, öncü moleküller (asetilen veya izopren) ile zenginleştirilmiş argon gazını içeri taşıyan bir atımlı enjeksiyon ve elektrik boşaltım özelliği olan bir memeden oluşmaktadır (PDN: Pulsed Nozzle Discharge).



Şekil 2.2 Yıldızlararası toz benzeşiği üretimi için kullanılan deney düzeneği.

Meme atım süresi ve sıklığı değişken (250 - 350 μ s ve 10 - 50 Hz) olmak üzere her bir gaz atımına elektrik boşaltımı uygulanmıştır. Bir elektroda büyük bir

¹ <http://www.chemistry.unsw.edu.au/research/research-groups/molecular-photonics-laboratories>

negatif gerilim (2000 V) uygulanırken diğer elektrot ise toprak görevi yapmaktadır. Elektrik deşarj yolu ile oluşturulan plazma elektron, iyon ve karmaşık kimyasal süreçleri oluşturmada ara görev yapan kararsız argon atomlarını içermektedir. Sonuç olarak vakum haznesinde üretilen plazma süpersonik olarak genişlemektedir. Bu şekilde yıldız çevresi / yıldızlararası ortam toz oluşum (Contreras and Salama, 2013) koşullarına benzer bir ortam oluşturulmuş olmaktadır. Bu koşullar altında yoğunlaşan türler (yıldızlararası toz benzeşikleri) vakum haznesinin dibinde yer alan bir Petri kabında birikmiştir.

2.2 Yıldızlararası Toz Benzeşiklerinin Analizi

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin yapısal özellikleri elektron mikroskobu kullanılarak çalışılmıştır. UV ve IR bölge tayfları laboratuvarında ölçülerek analiz edilmiştir. Analizlerin sonucunda yıldızlararası ortam tozlarına ait bulgularla yıldızlararası ortamın tayfsal verileri karşılaştırılmıştır. Bileşiklerin içerdiği kimyasal grupların ve temel elementlerin niceliksel analizi katı hal ^{13}C NMR ile yapılmıştır. Analiz sonuçları, alifatik karbon toplam soğurma katsayılarının hesaplanmasında kullanılmıştır.

2.2.1 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin yapısal analizi

Toz toplama bölgesi yüzeyinden kazınarak çıkarılan yıldızlararası toz benzeşikleri silikon zemin üzerine konarak SEM¹ ile incelenmiştir. Görüntüler New South Wales Üniversitesi, Mark Wainwright Analitik Merkezinde (Mark Wainwright Analytical Center²) bulunan Nova NanoSEM 230³ ile elde edilmiştir.

SEM görüntüsü toplama bölgesi yüzeyinde biriken yıldızlararası toz benzeşikleri kullanılarak elde edildiği ve toz benzeşikleri toplama bölgesinde birbirine yapışarak tabakalar oluşturduğu için yıldızlararası toz benzeşiği parçacıkları izole olarak görüntülenememiştir. Bu nedenle tabakaları oluşturan parçacıkların net boyutu tam olarak belirlenememiştir.

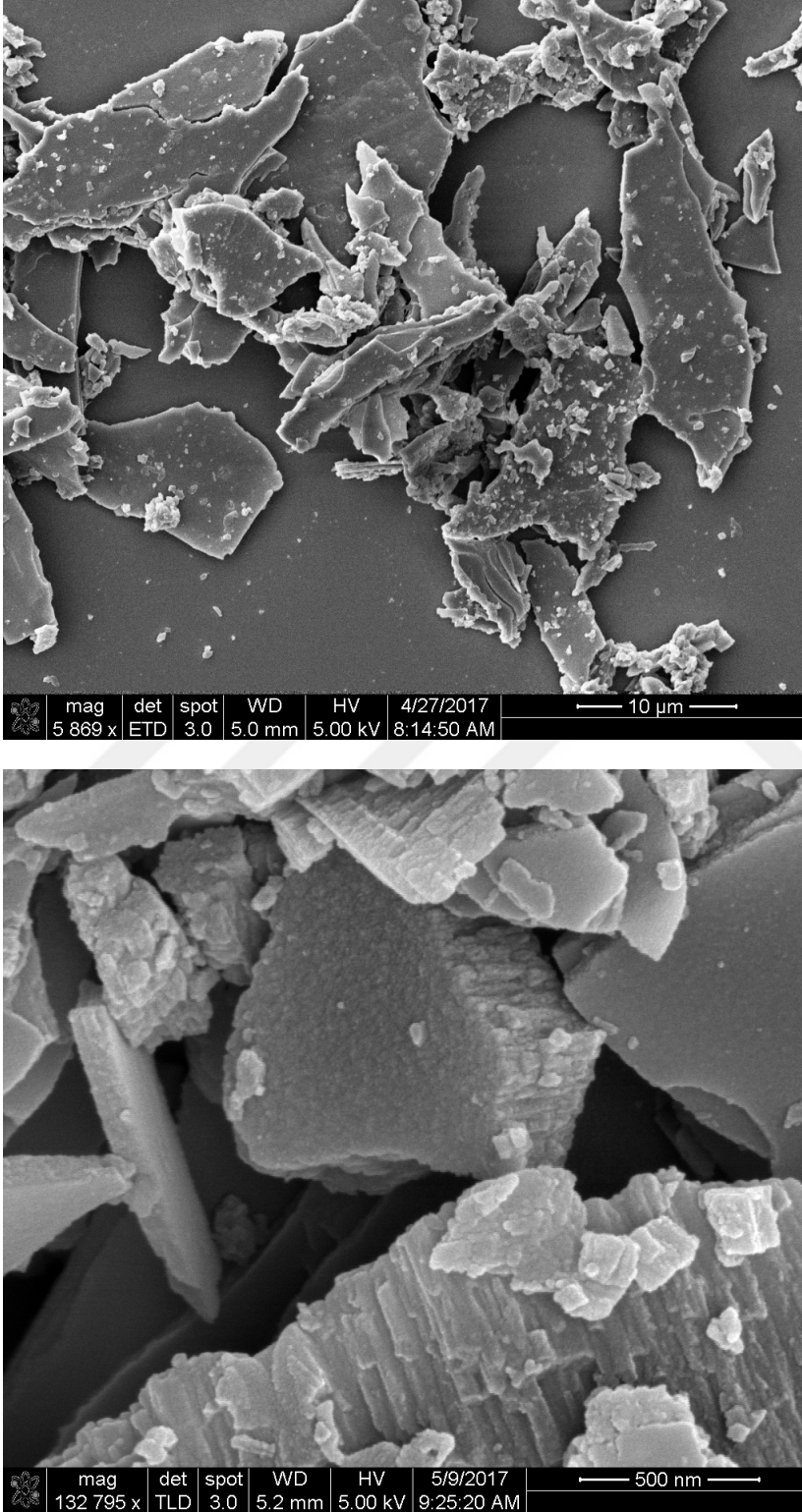
Yıldızlararası toz benzeşiklerinden ISDA-izopren ve ISDA-asetilen için SEM kullanılarak elde edilen görüntüler Şekil 2.3’de sunulmuştur. ISDA-izopren için

¹ SEM: Scanning Electron Microscope.

² <https://www.analytical.unsw.edu.au/>

³ <https://www.analytical.unsw.edu.au/facilities/emu/instruments/fei-nova-nanosem-230-fesem>

Şekil 2.3 üst panelde görüldüğü gibi yapısal alt birimleri göstermeye yetecek detayda görüntü elde edilememiştir. ISDA-asetilen için ise tabakalı yapıları ortaya çıkaran görüntü Şekil 2.3’de alt panelde görülmektedir.



Şekil 2.3 Yıldızlararası toz benzeşikleri ISDA-izopren (üst panel) ve ISDA-asetilen (alt panel) için SEM görüntüleri (Günay et al., 2018).

Bu görüntüden, yıldızlararası toz benzeşiklerinden ISDA-asetilenin, grafitte benzeyen görünümde nano boyutlu parçacıklardan (yaklaşık olarak birkaç 10 nm boyutlu yapılar) oluştuğu tahmin edilmektedir.

2.2.2 IR bölgede tayf analizi

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin soğurma tayfları New South Wales Üniversitesi, Kimya Bölümü, Moleküler Fotonik laboratuvarlarında (Molecular Photonics Laboratories¹) yer alan Bruker - VERTEX² v70 FTIR tayfölçer kullanılarak incelenmiştir.

Örneklerin tayfsal analizi için, IR bölgesindeki uygun geçirgenlik penceresi nedeniyle, zemin malzemesi olarak KBr (Potasyum bromür) (Sigma Aldrich - FTIR Grade) kullanılmıştır (Bkz. Ek 3).

KBr higroskopik (su tutucu madde) olduğundan tayfta oluşacak H₂O kaynaklı tayfsal yapıları en aza indirmek için fırın kurutması (24 saat, 200 °C) uygulanmıştır. Ayrıca atmosferdeki H₂O ve diğer IR aktif moleküllerin katkısını en aza indirebilmek için, ölçümler düşük basınçta (<0.2 mbar) gerçekleştirilmiştir.

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin belli bir miktarı KBr içinde homojen şekilde seyreltilmiştir. Daha sonra kütlece bilinen miktarlarda KBr - ISDA karışımları, bir çelik örnek hazırlama kalıbı (7 mm) kullanılarak, hidrolik bir pres yardımıyla IR tayf ölçümü için uygun ince bir disk yani *pelet* (Bkz. Ek 3) haline getirilmiştir. Bu IR geçirgen peletler içerisinde yer alan yıldızlararası toz benzeşikleri FTIR tayfölçer ile analiz edilmiştir. Yıldızlararası toz benzeşiklerinin farklı miktarlarını içeren peletler hazırlanarak FTIR tayf ölçümleri tekrar edilmiştir.

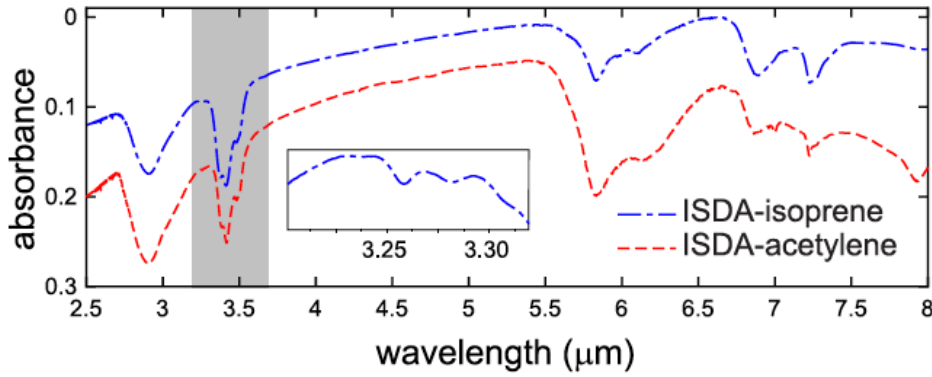
Yıldızlararası toz benzeşiklerinin 2.5 - 8 µm aralığındaki tayflarını birbirleri ile karşılaştırabilmek için normalizasyon faktörü uygulanmıştır. Karşılaştırma sonucu ISDA-izopren ve ISDA-asetilenin IR tayflarının genel soğurma yapıları bakımından birbiri ile örtüşmekte olduğu görülmüştür (Şekil 2.4).

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin IR tayflarında CH₂ ve CH₃ gruplarının

¹ <http://www.chemistry.unsw.edu.au/research/research-groups/molecular-photonics-laboratories>

² <https://www.bruker.com/products/infrared-near-infrared-and-raman-spectroscopy/ft-ir-research-spectrometers/vertex-series.html>

simetrik / asimetrik C-H gerilmesinin soğurma özelliği olan yapı 3.4 μm 'de görülmektedir. Ayrıca sırasıyla CH_2 ve CH_3 gruplarının C-H bükülmesi kaynaklı 6.9 μm ve 7.25 μm dolayındaki küçük yapılar da tayfta bulunmaktadır. Tayftaki bu özellikler yıldızlararası toz benzeşiklerinin bünyesinde bulunan alifatik maddenin varlığını göstermektedir.

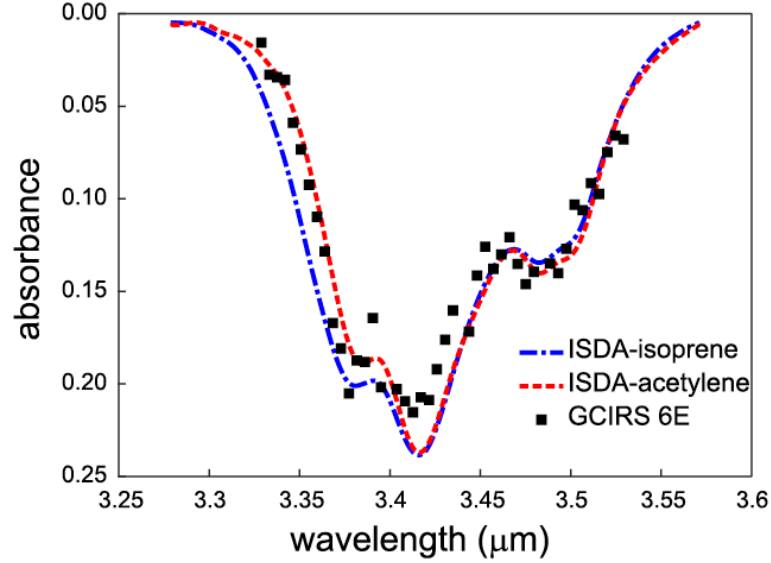


Şekil 2.4 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin 2.5 - 8 μm aralığındaki IR tayfları (Günay et al., 2018).

Ayrıca yıldızlararası toz benzeşiklerinin tayfında aromatik ve / veya olefinik C-H gruplarının gerilmesi sonucu oluşan soğurma yapısı 3.3 μm 'de ve C=C gruplarının bükülmesi sonucu oluşan soğurma yapısı 6.2 μm 'de görülmektedir. Bu özellikler yıldızlararası toz benzeşiklerinin bünyesindeki aromatik / olefinik maddelerden kaynaklanmaktadır.

Yıldızlararası toz benzeşikleri Yer atmosferine maruz kaldığı için elde edilen tayfta 5.8 μm dolayında karbonil gruplarının C=O gerilmesi kaynaklı soğurma yapısı görülmektedir (Şekil 2.4). Karboksilik asitlerin içerdiği hidroksil gruplarının O-H gerilimi kaynaklı soğurma yapısının 3.0 μm dolayında oluşması beklenir. Ancak bu bölge, 3.0 μm dolayında merkezlenmiş geniş bir soğurma yapısı ile örtülmektedir. Bu genişlemiş soğurma yapısı örnekler tarafından emilen H_2O molekülündeki O-H grupları nedeniyle oluşmaktadır.

Yıldızlararası toz benzeşikleri için farklı miktarda örnek içeren peletler ile tekrarlanan FTIR ölçümleri sonucu elde edilen tayflar bir arada değerlendirilerek *ortalama tayflar* elde edilmiştir. Elde edilen ortalama tayflar 3.4 μm bölgesinde normalize edilerek, benzeşiklerin 3.4 μm alifatik soğurma yapıları elde edilmiştir. Sonuçlar Gökada merkezi kaynağı (GCIRS 6E) doğrultusunda Pendleton vd. (1994) tarafından elde edilmiş tayfla Şekil 2.5'de karşılaştırılmıştır.



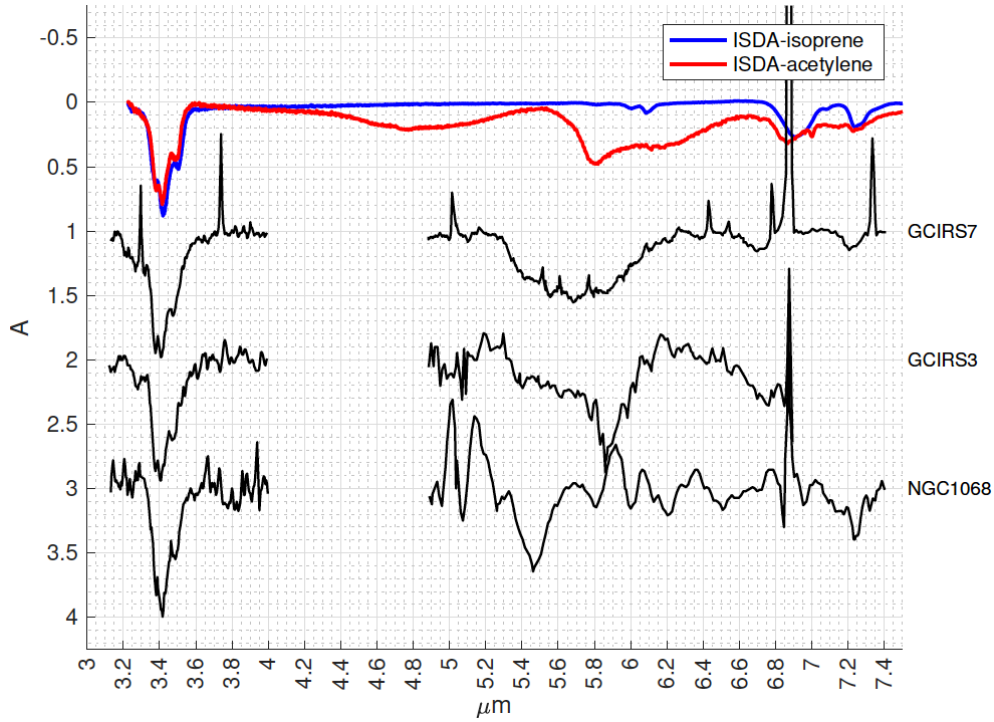
Şekil 2.5 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin FTIR ölçümleri sonucu 3.4 μm bölgesinde elde edilen alifatik soğurma yapısının, Gökada Merkezi kaynağı (GCIRS 6E) doğrultusunda elde edilmiş (Pendleton et al., 1994) soğurma yapısı ile karşılaştırılması (Günay et al., 2018).

Ayrıca yıldızlararası toz benzeşiklerinin tayflarının yıldızlararası tayf ile yakın ve orta IR bölgelerinde daha iyi karşılaştırılabilmesi için KBr pelet üzerine toplanan örneklerin IR tayfı elde edilmiştir (Şekil 2.6). Bu şekilde Yer atmosferinin benzeşikler üzerindeki etkisi azaltılmış ve böylece daha uzun dalgaboyu aralığında daha net tayflar elde edilmiştir. Böylece benzeşiklerin oksidasyonu sonucu oluşan karbonil gruplarının C=O gerilmesi kaynaklı 5.8 μm dolayındaki soğurma yapısı ve peletlerin bünyesindeki H₂O nedeniyle oluşan 3 μm dolayındaki O-H gerilmesi kaynaklı soğurma yapısı en aza indirilmiştir. Şekil 2.6'deki yıldızlararası toz benzeşiklerinin tayflarında, 5.8 μm dolayında görülen C=O yapılarının şiddetleri, farklı maruz kalma süreçleri sonucu gelişen kontrolsüz oksidasyon nedeniyle her iki benzeşik için farklılık göstermektedir.

ISDA-izoprenin ve ISDA-asetilenin 3 - 8 μm aralığındaki IR tayfı, normalizasyon faktörü uygulanarak gözlemsel tayflarla (Dartois et al., 2004) karşılaştırılmıştır (Şekil 2.6). Karşılaştırma sonucu ISDA-izopren ve ISDA-asetilenin IR tayflarının belirgin soğurma yapıları bakımından gözlemsel tayflar ile örtüşmekte olduğu görülmektedir.

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin tayfları, yıldızlararası ortamın yakın IR tayfı ile uyumlu bulunmuştur. Orta IR bölgede, yıldızlararası ortam tayflarının ve benzeşik tayflarının birbirleri ile tam olarak örtüşmemekte olduğu görülmektedir.

Ancak benzeşik tayflarında yıldızlararası ortam tayflarında daha önce saptanmış veya görülmesi beklenen 5.87 μm , 6.85 μm ve 7.25 μm yapıları (Dartois et al., 2004; 2007) bulunmaktadır. Ayrıca, 5.8 μm , 6.8 μm ve 7.25 μm dolayındaki tayfsal yapılar, güvenilir karbonlu yıldızlararası madde benzeşiklerinin tayflarında yer alması gereken özellikler olarak Pendleton ve Allamandola (2002) tarafından vurgulanmıştır (Bkz. Bölüm 1.3.4).



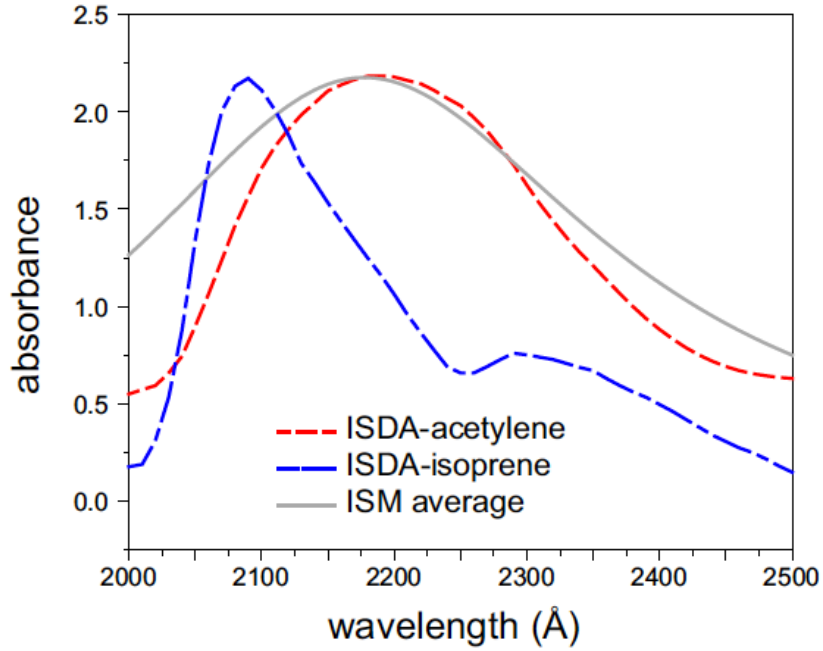
Şekil 2.6 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin 2.5 - 8 μm aralığındaki IR tayflarının gözlemsel tayflarla (Dartois et al., 2004) karşılaştırılması.

2.2.3 UV Bölgede tayf analizi

UV bölgede gözlenen yıldızlararası sönükleşme tümseğinin karbonlu yıldızlararası toz parçacıklarının neden olduğu tayfsal bir özellik olduğu düşünülmektedir. Ortalama merkezi dalga boyu 217.5 nm (2175 Å) olan bu tayfsal özelliğin yıldızlararası toz benzeşiklerinin tayfindaki varlığı araştırılmıştır.

Öncelikle vakum haznesinde toplama sürecinde birbirlerine yapışarak tabakalaşmış yıldızlararası toz benzeşikleri etanol içerisine konarak parçacıklarına ayrılmak üzere ultrasonik dalgalara maruz bırakılmıştır. Daha sonra etanol buharlaştırılarak elde edilen yıldızlararası toz benzeşiği parçacıkları, polar ve apolar ortam oluşturmak üzere sırasıyla etanol ve hekzan içerisinde süspansiyon haline getirilmiştir.

Benzeşiklerin süspansiyon halinde UV tayfları, New South Wales Üniversitesi, Kimya Bölümü laboratuvarlarında bulunan Agilent Cary 100 UV-Vis¹ tayfölçeri ile incelenmiştir. Şekil 2.7, yıldızlararası toz benzeşiklerinin süspansiyonundan (hekzan) elde edilen UV tayflarının yıldızlararası ortamın ortalama sönükleştirme (ISM average) eğrisiyle (Fitzpatrick and Massa, 2007) karşılaştırılmasını göstermektedir.



Şekil 2.7 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin süspansiyonundan elde edilen UV tayfları (Günay et al. 2018).

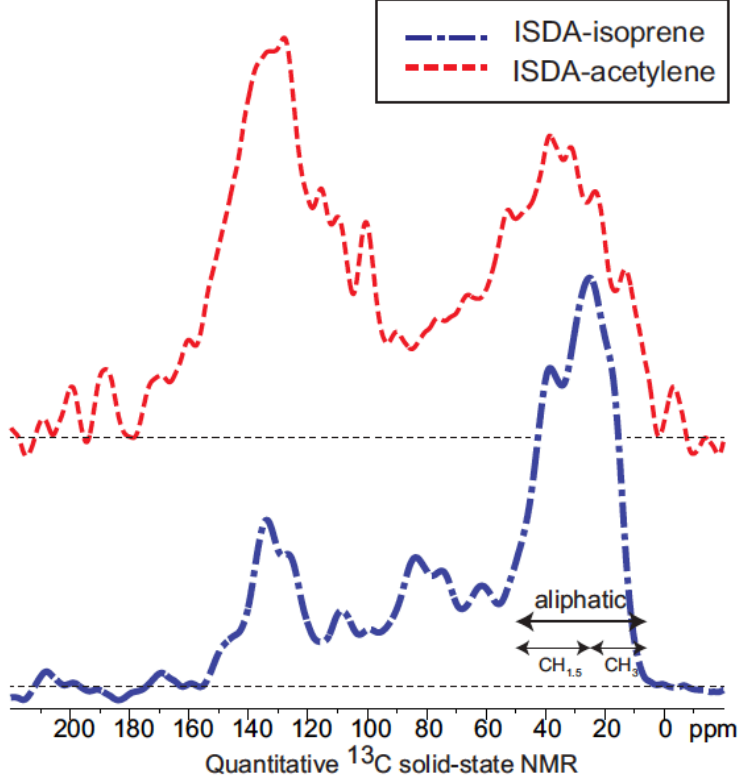
ISDA-izoprenin UV tayfında merkezi dalgaboyu 210 nm'den (2100 Å) daha kısa dalga boylarında soğurma görülürken, ISDA-asetilenin UV soğurmasının merkezi dalgaboyu 219 nm'dir (2190 Å). Bu soğurma yıldızlararası ortamın UV soğurma tümseğinin orta dalgaboyu dolayında olarak değerlendirilebilir (Günay et al., 2018). Bu nedenle ISDA-asetilen, daha güçlü bir yıldızlararası toz benzeşiği adayı olarak tanımlanabilir.

2.2.4 Katı hal ¹³C NMR analizi

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin ¹³C NMR ölçümleri, New South Wales Üniversitesi, Mark Wainwright Analitik Merkezinde bulunan Bruker Avance III

¹ <https://www.agilent.com/en/products/uv-vis-uv-vis-nir/uv-vis-uv-vis-nir-systems/cary-100-uv-vis>

300 MHz¹ Katı Hal NMR tayföçeri ile yapılmıştır. ISDA-asetilen ve ISDA-izoprenin ¹³C NMR tayfları Şekil 2.8'de görölmektedir. Benzeşiklerin tayfları 10 mg yıldızlararası toz benzeşiğı örneğine göre normalize edilmiştir.



Şekil 2.8 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin Katı Hal NMR tayföçeri ile elde edilen ¹³C NMR tayfları (Günay et al. 2018).

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin içerdiği alifatik karbonun ağırlık oranı ölçümleri, dış referans madde olarak adamantan (C₁₀H₁₆) kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Numuneler, 6 - 150 ppm arasında değışen ¹³C NMR sinyalinii göstermektedir. Alifatik CH₂ ve CH₃ karbonlarının sinyali 7 - 55 ppm arasındaki bölgede bulunmaktadır. Referansın ¹³C NMR tayfında alifatik bölgedeki sinyali ölçülerek, numunelerin sinyali referansa göre oranlanmıştır. Sonuç olarak, sırasıyla ISDA-izopren ve ISDA-asetilen için kütlece alifatik karbon (CH₂ ve CH₃) oranı % 29.50 ve % 14.50 olarak bulunmuştur (Çizelge 2.1). Kütleli oranlar kullanılarak, pelet içerisindeki alifatik karbonların kolon yoğunlukları hesaplanmıştır (Çizelge 2.2).

¹ <https://www.analytical.unsw.edu.au/facilities/nmr/instruments/bruker-avance-iii-300-mhz-nmr-gyro>

Buna ek olarak, karbona bağlanmış bulunan oksijen atomu miktarı (sp^2 CO ve sp^3 CO) ve karbona bağlanmış hidrojen atomu miktarı (sp^2 CH ve sp^3 CH) yaklaşık olarak hesaplanmıştır. Yıldızlararası toz benzeşiklerinin karbon (CC), hidrojen (CH) ve oksijenden (CO) oluştuğu varsayılarak karbon, benzeşikler için oksijen ve hidrojenin molar miktarları (mol g^{-1}) yaklaşık olarak elde edilmiş C/O ve C/H oranları hesaplanmıştır. Örneklerin içerdiği alifatik karbonun (CH_2 ve CH_3) toplam karbona oranının ISDA-asetilen için % 38 ve ISDA-izopren için % 57 olduğu bulunmuştur (Çizelge 2.3).

Çizelge 2.1 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin ağırlıkça element oranları (%).

| | ISDA-izopren | ISDA-asetilen |
|--------------------------------------|--------------|---------------|
| Alifatik Karbon (CH_2 ve CH_3) | 29.5 | 14.5 |
| sp^2 Karbon | 13.4 | 16.9 |
| sp^3 Karbon | 38.0 | 21.0 |
| Karbon | 51.5 | 37.9 |
| Hidrojen | 7.2 | 4.2 |
| Oksijen | 10.3 | 9.2 |
| Toplam | 69.0 | 51.4 |

Çizelge 2.2 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin element bollukları (mol g^{-1}).

| | ISDA-izopren | ISDA-asetilen |
|--------------------------------------|--------------|---------------|
| Alifatik Karbon (CH_2 ve CH_3) | 0.036 | 0.023 |
| sp^2 Karbon | 0.016 | 0.028 |
| sp^3 Karbon | 0.046 | 0.034 |
| Karbon | 0.062 | 0.062 |
| Hidrojen | 0.104 | 0.081 |
| Oksijen | 0.009 | 0.011 |

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin niceliksel katı hal ^{13}C NMR sonuçları ile elde edilen bileşimleri Çizelge 2.1 ve Çizelge 2.2'de özetlenmiştir. Sonuç olarak elde edilen oranlar Çizelge 2.3'de gösterilmiştir.

Çizelge 2.3 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin bileşen oranları.

| | ISDA-izopren | ISDA-asetilen |
|--------------------------|--------------|---------------|
| Alifatik Karbon / Toplam | 0.57 | 0.38 |
| sp^2 / sp^3 Karbon | 0.36 | 0.81 |
| C/H | 0.60 | 0.76 |
| C/O | 6.66 | 5.50 |

Yıldızlararası toz benzeşikleri için C/H/O oranları kullanılarak (ISDA-izopren için 6:10:1 ve ISDA-asetilen için 6:8:1) birim formülleri elde edilmiştir. Birim formülü $C_6H_{10}O$ olan ISDA-izopren'nin birim kütlesi $98.136 \text{ g mol}^{-1}$ ve birim formülü C_6H_8O olan ISDA-asetilen'in birim kütlesi $96.120 \text{ g mol}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır.

2.3 Alifatik Hidrokarbon 3.4 μm Toplam Soğurma Katsayıları

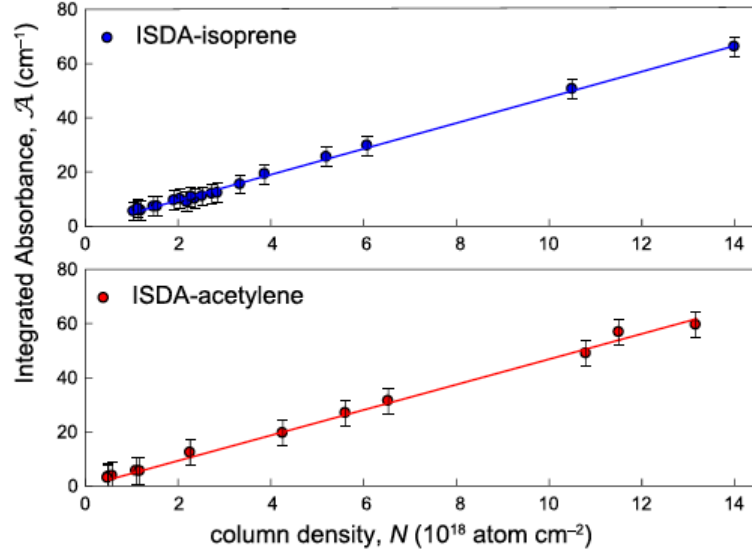
Yıldızlararası toz benzeşiklerinin toplam soğurma katsayısını ölçmek için FTIR ve ^{13}C NMR tayfölcümü tekniklerinden yararlanılmıştır. Ölçümler için kütlece tanımlanmış miktarda yıldızlararası toz benzeşiği, IR geçirgen bir katı zeminde (KBr) seyreltilerek pelet hazırlanmıştır. Her bir peletin soğurması (A_{10}) FTIR tayfölçer ile ölçülerek kaydedilmiştir.

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin normalize edilmiş FTIR tayfları, 3.4 μm alifatik soğurma yapısı profillerini elde etmek için kullanılmıştır (Şekil 2.5). Alifatik hidrokarbonun toplam soğurmasını (\mathcal{A}) elde etmek için 3.4 μm alifatik soğurma yapılarının toplam alanları hesaplanmıştır (Bkz. Ek 1).

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin bünyesinde bulunan alifatik karbon atomlarının kolon yoğunluğunu bulmak için bir Bruker Avance III 300 MHz Katı Hal NMR tayfölçeri ile niceliksel ^{13}C NMR ölçümleri yapılmıştır. Bu ölçümler için öncelikle her bir pelet içinde bulunan alifatik karbon kütle oranı (r_C) hesaplanmıştır. Daha sonra, pelet içindeki alifatik karbon oranı (r_C), peletlerdeki örneklerin kütlesi (m_a), karbonun molar kütlesi (M_C) ve peletlerin yüzey alanı (s_p) kullanılarak alifatik karbonun kolon yoğunluğu (N) hesaplanmıştır (Bkz. Ek 1 ve Ek 3).

Güvenilir sonuçlar elde etmek için ölçümler farklı alifatik karbon kolon yoğunluğu içeren örnekler ile tekrar edilmiştir. ISDA-izopren için 20 ölçüm ve ISDA-asetilen için 12 ölçümün sonuçları kullanılarak, toplam soğurmanın kolon yoğunluğuna bağlı değişimi incelenmiştir.

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin toplam soğurma miktarının (\mathcal{A} , cm^{-1}), alifatik karbon kolon yoğunluğuna (N , cm^{-2}) göre değişimini gösteren grafikler Şekil 2.9'da verilmektedir. Grafiklerde, toplam soğurmanın kolon yoğunluğu ile doğrusal değiştiği görülmektedir. Toplam soğurma katsayıları (A , cm atom^{-1}), grafiklerdeki verilerin değişimini temsil eden doğruların eğimi kullanılarak elde edilmiştir.



Şekil 2.9 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin (ISDA) toplam soğurma miktarının (\mathcal{A} , cm^{-1}), alifatik karbon kolon yoğunluğuna (N , cm^{-2}) göre değişimi (Günay et al., 2018).

Yıldızlararası toz benzeşikleri için elde edilen toplam soğurma katsayıları, ISDA-izopren için $4.76(8) \times 10^{-18} \text{ cm atom}^{-1}$ ve ISDA-asetilen için $4.69(1) \times 10^{-18} \text{ cm atom}^{-1}$ olarak hesaplanmış ve sonuçlar Çizelge 2.4'de verilmiştir.

Benzeşiklerin $3.4 \mu\text{m}$ için eşdeğer soğurmalarının (\mathcal{A}/v) alifatik karbon kolon yoğunluğuna göre değişiminden $3.4 \mu\text{m}$ soğurma kesitleri (σ , $\text{cm}^2 \text{ atom}^{-1}$) yaklaşık olarak hesaplanmıştır. Ayrıca benzeşikler için alifatik hidrokarbon kütleli soğurma kesitleri ($\text{cm}^2 \text{ g}^{-1}$), ^{13}C NMR tayföçümü sonuçlarına göre hesaplanan birim kütlelerine (ISDA-izopren: $\text{C}_6\text{H}_{10}\text{O}$: $98.136 \text{ g mol}^{-1}$ ve ISDA-asetilen: $\text{C}_6\text{H}_8\text{O}$: $96.120 \text{ g mol}^{-1}$) ve alifatik karbon kütle oranına (r_C) bağlı olarak elde edilmiştir. Elde edilen sonuçlar Çizelge 2.4'te özetlenmiştir. Bulunan toplam soğurma katsayıları ve soğurma etki kesitleri literatürde yer alan değerler ile Çizelge 2.5 ve Çizelge 2.6'da karşılaştırılmıştır.

Çizelge 2.4 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin toplam soğurma katsayıları ve soğurma etki kesitleri.

| | ISDA-izopren | ISDA-asetilen |
|--|---------------------------|---------------------------|
| \mathcal{A} (cm atom^{-1}) | $4.76(8) \times 10^{-18}$ | $4.69(1) \times 10^{-18}$ |
| σ ($\text{cm}^2 \text{ atom}^{-1}$) | $4.62(7) \times 10^{-20}$ | $4.19(1) \times 10^{-20}$ |
| σ ($\text{cm}^2 \text{ g}^{-1}$) | 1788(30) | 1762(53) |

Çizelge 2.5 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin toplam soğurma katsayılarının literatür değerleri ile kıyaslanması.

| A (cm atom ⁻¹) | $A_{\text{CH}_x}^*$ |
|------------------------------|---------------------------|
| ISDA-izopren | $4.76(8) \times 10^{-18}$ |
| ISDA-asetilen | $4.69(1) \times 10^{-18}$ |
| S91 | 11.0×10^{-18} |
| D07 | 12.0×10^{-18} |
| D98 | 3.1×10^{-18} |

$$* x = [(2 \times n_{\text{CH}_2}) + (3 \times n_{\text{CH}_3})] / (n_{\text{CH}_2} + n_{\text{CH}_3}).$$

S91: Sandford vd. (1991), D07: Dartois vd. (2007), D98: Duley vd. (1998).

Çizelge 2.6 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin soğurma etki kesitlerinin (σ) literatür değerleri ile kıyaslanması.

| | σ (cm ² atom ⁻¹) | σ (cm ² g ⁻¹) |
|---------------|--|---|
| ISDA-izopren | $4.62(7) \times 10^{-20}$ | 1788(30) |
| ISDA-asetilen | $4.19(1) \times 10^{-20}$ | 1762(53) |
| F99 | - | 1000 - 1700 |
| M02 | - | 1600 |
| G15 | - | 1450 - 3345 |

F99: Furton vd. (1999), M02: Mennella vd. (2002), G15: Gadallah (2015).

Şekil 2.5’de yer alan GCIRS 6E tayfindan (Pendleton et al., 1994) yararlanılarak 3.4 μm soğurma yapısı için FWHM değeri $\Delta\nu = 108.515 \text{ cm}^{-1}$ olarak ölçülmüştür. Yıldızlararası toz benzeşiklerinden elde edilen toplam soğurma katsayıları ve Chiar vd. (2002) tarafından elde edilmiş olan $\tau_{3.4}$ değerleri kullanılarak Gökada merkezi doğrultusundaki kaynaklar için hesaplanan alifatik karbon kolon yoğunlukları Çizelge 2.7’de verilmiştir (Bkz. Ek 1).

Ayrıca, literatürden (Pendleton et al., 1994) alınan 3.4 μm optik derinlik tayf verileri kullanılarak GCIRS 6E doğrultusu için hesaplamalar tekrarlanmıştır. Chiar vd. (2002) tarafından elde edilmiş olan $\tau_{3.4}$ değerleri kullanılarak, GCIRS 6E doğrultusu için elde edilen alifatik karbon kolon yoğunlukları ISDA-izopren ve ISDA-asetilen verileri ile sırasıyla $5.86 \times 10^{18} \text{ atom cm}^{-2}$ ve $5.98 \times 10^{18} \text{ atom cm}^{-2}$ olarak bulunmuştur. GCIRS 6E optik derinlik tayfindan (Pendleton et al., 1994) elde edilen toplam soğurmaya göre alifatik karbon kolon yoğunlukları, sırasıyla ISDA-izopren ve ISDA-asetilen verileri kullanılarak $4.87 \times 10^{18} \text{ atom cm}^{-2}$ ve $4.97 \times 10^{18} \text{ atom cm}^{-2}$ olarak hesaplanmıştır.

Çizelge 2.7 Literatürdeki $\tau_{3.4}$ değerleri (Chiar et al., 2002) kullanılarak hesaplanan Gökada merkezi doğrultusundaki kaynaklar için alifatik karbon ve toplam karbon bolluğu değerleri.

| | | GCIRS 1W | GCIRS 3 | GCIRS 6E | GCIRS 7 | GCIRS 8 | GCIRS 12N | GCIRS 19 | GCIRS 6E* |
|--------|--|-------------|------------|-------------|------------|------------|--------------|-------------|--------------|
| | τ | 0.179 | 0.310 | 0.259 | 0.147 | 0.258 | 0.357 | 0.220 | - |
| | \mathcal{A} (cm^{-1}) | 19.424 | 33.640 | 28.105 | 15.952 | 27.997 | 38.740 | 23.873 | 23.372 |
| ISDA-i | $N (\times 10^{18})$ (atom cm^{-2}) | 4.05 | 7.01 | 5.86 | 3.32 | 5.83 | 8.07 | 4.97 | 4.87 |
| | Alifatik C (ppm) | 66 | 115 | 96 | 54 | 95 | 132 | 81 | 80 |
| | Toplam C (ppm) | 116 | 201 | 168 | 95 | 167 | 231 | 143 | 140 |
| ISDA-a | $N (\times 10^{18})$ (atom cm^{-2}) | 4.13 | 7.16 | 5.98 | 3.39 | 5.96 | 8.24 | 5.08 | 4.97 |
| | Alifatik C (ppm) | 68 | 117 | 98 | 55 | 97 | 135 | 83 | 81 |
| | Toplam C (ppm) | 178 | 308 | 257 | 146 | 256 | 354 | 218 | 214 |

* Literatürde yer alan tayf kullanılmıştır (Pendleton et al., 1994).

Çizelge 2.8 Literatürdeki $\tau_{3.4}$ değerleri (Chiar et al., 2002) kullanılarak hesaplanan Gökada merkezi doğrultusundaki kaynaklar için alifatik karbon ve toplam karbon bolluğu ortalama değerleri.

| | | Ortalama |
|--------|--|----------|
| | τ | 0.247 |
| ISDA-i | $N (\times 10^{18})$ (atom cm^{-2}) | 5.59 |
| | Alifatik C (ppm) | 91 |
| | Toplam C (ppm) | 160 |
| ISDA-a | $N (\times 10^{18})$ (atom cm^{-2}) | 5.71 |
| | Alifatik C (ppm) | 93 |
| | Toplam C (ppm) | 245 |

Her iki yöntemle elde edilen değerler, GCIRS 6E doğrultusu için literatürde bildirilen (Pendleton et al., 1994) alifatik karbon kolon yoğunluklarına göre (CH_3 için 3.1×10^{17} atom cm^{-2} ve CH_2 için 6.2×10^{17} atom cm^{-2}) en az 5 kat yüksektir.

Elde edilen karbon kolon yoğunlukları hidrojen kolon yoğunluğuna göre normalize edilmiştir. Normalize karbon bollukları (C/H) (ppm), $A_V \sim 30^m$ (Sandford et al., 1991) ve $N(\text{H}) = 2.04 \times 10^{21}$ cm^{-2} mag⁻¹ H (Zhu et al., 2017) kabul edilerek hesaplanmıştır. Gökada merkezi kaynakları doğrultuları için alifatik ve toplam karbon için normalize edilmiş bolluklar Çizelge 2.7'de sunulmuştur.

Çizelge 2.7'de yer alan Gökada merkezi kaynakları doğrultusundaki yıldızlararası ortam için, minimum ve maksimum alifatik karbon bollukları ISDA-izopren ve ISDA-asetilen verilerine dayanarak sırasıyla 54 - 132 ppm ve 55 - 135 ppm olarak hesaplanmıştır. Toplam karbon bollukları ISDA-asetilen ve ISDA-izopren benzeşiklerinin alifatik karbon / toplam karbon oranına dayanarak sırasıyla, 95 - 231 ppm ve 146 - 354 ppm değerleri arasında bulunmuştur.

Gökada merkezi kaynakları için Chiar vd. (2002) tarafından belirtilmiş $\tau_{3.4}$ değerlerinin ortalaması alınarak, bölge için ortalama bir optik derinlik değeri hesaplanmıştır. Bu ortalama optik derinlik değeri ve benzeşikler için elde edilen katsayılar kullanılarak ortalama alifatik karbon ve toplam karbon bollukları hesaplanmıştır. Bu değerler Çizelge 2.8'de sunulmuştur. Bu şekilde ISDA-izopren ve ISDA-asetilen verilerine dayanarak elde edilen ortalama toplam karbon bolluğu değerleri sırasıyla 160 ppm ve 245 ppm olup, kozmik karbon bolluğu değerleri ile uyumludur.

3. GÖZLEMSEL ÇALIŞMALAR

Bu çalışmada, 3.4 μm soğurma bandının aynı anda bir çok kaynak doğrultusunda incelenebilmesine olanak verecek bir yöntem üzerinde çalışılmıştır. Bu yöntemin, gözlem zamanından tasarruf etmemizi sağlayarak 3.4 μm soğurma bandının ve ilişkili olduğu alifatik hidrokarbon bolluğunun geniş ölçeklerde belirlenebilmesine olanak vermesi beklenmektedir.

Bu amaçla IR bölgede spektrofotometrik ölçümlere dayanan bir yöntem denenmiştir. Merkezi geçirgenlikleri L-bandı geçirgenlik aralığında (3.4 μm) yer alan dar bant süzgeçler, alifatik hidrokarbon kaynaklı 3.4 μm soğurmasını spektrofotometrik olarak elde etmeye yarayacak şekilde kullanılmıştır.

Gözlemler United Kingdom Infrared Telescope¹ (UKIRT) kullanılarak yapılmıştır. Gözlemlerde UIST² (UKIRT Imager-Spectrometer) görüntüleme (imaging) ve tayfölçümü (spectroscopy) cihazından ve UIST süzgeç setinde³ yer alan uygun dar bant süzgeçlerden yararlanılmıştır.

Gözlemlerde, görüş alanı içerisinde yer alan tüm elverişli kaynakların parlaklık ölçümleri dar bant süzgeçlerle eş zamanlı olarak yapılmıştır. Her bir süzgeç ile yapılan ölçümlerin birleştirilmesi ile 3.4 μm profili *spektrofotometrik* olarak elde edilmiştir. Bu sayede görüş alanı içerisindeki çok sayıda doğrultuda 3.4 μm soğurması ölçülmüş ve yıldızlararası toz bünyesinde bulunan alifatik karbonların kolon yoğunluğu belirlenmiştir. Böylece hedef bölgelerde yıldızlararası karbonlu tozların dağılımını gösteren haritalar oluşturulmuştur.

3.1 Yöntem

Spektrofotometrik ölçümler için 3.4 μm soğurma yapısını kapsayacak şekilde UIST süzgeç seti içerisinde yer alan altı adet dar bant süzgeç kullanılmıştır: 3.05 ice MK, 3.29 PAH MK, 3.4 nbL, 3.5 mbL, 3.6 nbL', 3.99 (cont). Kullanılan dar bant süzgeçlerin merkezi dalgaboyları ve geçirgenlikleri ile ilgili bilgiler Çizelge 3.1'de özetlenmiştir.

¹ <https://www.ukirt.hawaii.edu/>

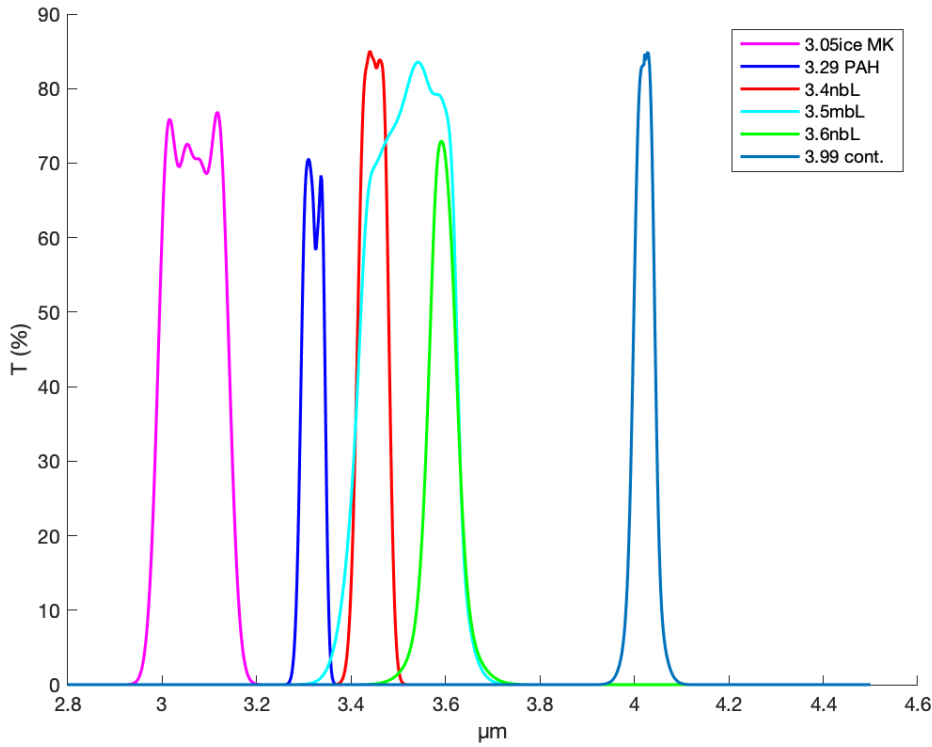
² <https://www.ukirt.hawaii.edu/instruments/uist/uist.html>

³ <https://www.ukirt.hawaii.edu/instruments/uist/imaging/filters.html>

Çizelge 3.1 Kullanılan dar bant süzgeçlerin merkezi dalga boyları ve geçirgenlikleri.

| Süzgeç | Merkez (μm) | Başlangıç (μm) | Bitiş (μm) | Genişlik (μm) | Maksimum Geçirgenlik (%) |
|-------------|-------------|----------------|------------|---------------|--------------------------|
| Ice MK | 3.05 | 2.970 | 3.125 | 0.155 | 74 |
| PAH MK | 3.29 | 3.264 | 3.318 | 0.054 | 70 |
| 3.4nbL | 3.40 | 3.379 | 3.451 | 0.072 | 85 |
| 3.5mbL | 3.50 | 3.383 | 3.594 | 0.211 | 82 |
| 3.6nbL' | 3.60 | 3.560 | 3.625 | 0.065 | 73 |
| 3.99 (cont) | 3.99 | 3.964 | 4.016 | 0.052 | 80 |
| L' [MK] | 3.77 | 3.428 | 4.108 | 0.68 | 92 |

Dar bant süzgeçlerin geçirgenlik profilleri kullanılarak, geçirgenliklerinin dalgaboyuna göre değişimi Gauss eğrileri kombinasyonu ile temsil edilmiştir. Bu geçirgenlik eğrilerinin L-bandı üzerindeki dizilimleri Şekil 3.1'de gösterilmiştir.



Şekil 3.1 Süzgeçlerin geçirgenliklerinin dalgaboyuna göre değişimi ve L-bandı üzerindeki dizilimleri.

Dar bant süzgeç seti ile yapılan görüntüleme (imaging) çalışması sonucu hedef bölgelerin *görüntü kareleri* ve böylece fotometrik verileri elde edilmiştir. Her bir süzgeç ile belirli bir dalgaboyu aralığında elde edilen fotometrik parlaklık

(magnitude) ölçümleri (birim zamandaki foton sayısı) akı değerlerine (Φ : $W \text{ cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$) dönüştürülerek süzgeçlerin merkezi geçirenlikleri (μm) ile eşleştirilmiştir. Bu şekilde oluşturulmuş olan 6 veri noktası ($\mu\text{m} - W \text{ cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$) kullanılarak 3.4 μm soğurma yapısı düşük çözünürlüklü olarak elde edilmiştir (Örn. Şekil 3.5).

3.2 Gözlemler

Gözlemler UKIRT kullanılarak yapılmıştır. Gözlem programı, Java temelli bir uygulama olan JAC¹ Observing Tool² ile hazırlanmıştır. Bu yazılım üzerinden, gözlenecek hedeflerin koordinat bilgileri ve rehber yıldız (görünür bölgede parlak yıldızlar) seçimi yapılarak, gözlem programının en küçük alt birimleri (MSBs³) oluşturulmuştur.

Hedef bölge olan Gökada merkezi bölgesi için yapılan gözlem projesi U/15B/D01 kodu ile kabul edilmiştir. Gözlemler Eylül-2015 sezonunda gerçekleştirilmiştir. Bilimsel veriler 15.09.2015 ve 25.09.2015 tarihlerinde elde edilmiştir. Gözlem sezonundaki uygunsuz hava koşulları nedeniyle gözlemler % 85 oranında tamamlanabilmiştir.

U/15B/D01 projesinde eksik kalan gözlemleri tamamlamak, referans yıldız gözlemlerini yapmak ve ayrıca tekniği sınamak amacıyla ek bir hedef bölgenin gözlemlenebilmesi için yeni bir proje daha hazırlanmıştır. Ek hedef bölge, Gökada merkezi bölgesinin dışında olacak şekilde seçilmiştir. Bu gözlem projesi U/16B/D01 kodu kabul edilmiştir. Bilimsel veriler 20.09.2016 ve 21.09.2016 tarihlerinde elde edilmiştir. Bu gözlemler hava koşulları nedeniyle % 37 oranında tamamlanabilmiştir.

3.2.1 Teleskop ve kamera donanımı

UKIRT, Hawaii'de ($-155^{\circ} 28' 23.''6 \pm 0.''2$ boylamında, $+19^{\circ} 49' 32.''2 \pm 0.''2$ enleminde) 4194 \pm 6.0 m yükseklikteki Mauna Kea gözlemevinde bulunmaktadır. Ayna çapı yaklaşık 3.8 m, odak uzaklığı ise yaklaşık 9.5 m'dir. Cassegrain türü teleskoptur.

¹ JAC: Joint Astronomy Centre

² <https://www.eaobservatory.org/jcmt/observing/software-installation/>

³ MSBs: Minimum Scheduable Blocks

Gözlemlerde kullanılan UIST 1 - 5 μm arası görüntüleme (imaging) ve tayföçümü (spectroscopy) çalışmaları için tasarlanmış bir cihazdır. Cihazda bulunan alıcı 1024 x 1024 piksel boyutlarındadır ve InSb¹ diziliminden (InSb array) oluşmaktadır. Çözünürlük için 0.06 arcsec/piksel ve 0.12 arcsec/piksel olmak üzere iki farklı seçenek sunmaktadır. Yapılan görüntülemelerde çözünürlük 0.12 arcsec/pikseldir. Görüş alanı 1024 piksel üzerinden yaklaşık 123 arcsec (0.0341667°) boyutlarındadır. Piksellerin görece küçük boyutlu olması, onların ardalan ışınımı tarafından doldurulmadan önce yeterli düzeyde veri toplamasına olanak tanımaktadır.

Cihaz sıvı nitrojen ile ön soğutmalı olarak çalışır ve sonrasında bu düşük sıcaklık koşulları (cryogenic temperatures) kapalı çevrim soğutucu (CCC: closed cycle cooler) ile sürdürülür. Ana optik sehpanın denge sıcaklığı 60 K dolayına düşürülmektedir. Dizge sıcaklığı CCC ile ikinci bir soğutma işlemi sayesinde 20 K sıcaklıkların altına düşürülmekte ancak altına yerleştirilmiş kontrollü bir ısıtıcı yardımı ile 30 K olan çalışma sıcaklığına çıkarılmaktadır. Bu sistem ile dizge sıcaklığı ve böylece karanlık akım sabit tutulmaktadır.

UIST dizgesi ile yapılan görüntüleme çalışmalarında duyarlık yüksektir. UIST dizgesinin çeşitli süzgeçlerle ve poz süreleriyle elde edilmiş ve görüntüleme çalışmaları için hazırlanmış olan görüntüleme duyarlıkları Çizelge 3.2'de sunulmuştur. Görüntüleme duyarlık çizelgesinde poz süresine bağlı olarak $S/N^2 = 5$ olacak şekilde gözlenebilecek en sönük nesne (parlak nokta kaynak) parlaklıkları ifade edilmiştir.

Çizelge 3.2 UIST dizgesinin çeşitli süzgeçlerle ve poz süreleriyle elde edilmiş olan $S/N=5$ görüntüleme duyarlıkları.

| Süzgeç | Poz Süresi | | | |
|-----------------------------|--------------------|--------------------|--------------------|--------------------|
| | 10 s | 60 s | 600 s | 3600 s |
| 1.25 $\mu\text{m}/\text{J}$ | 17 ^m .7 | 18 ^m .7 | 20 ^m .0 | 20 ^m .9 |
| 1.65 $\mu\text{m}/\text{H}$ | 17 ^m .0 | 18 ^m .0 | 19 ^m .3 | 20 ^m .2 |
| 2.2 $\mu\text{m}/\text{K}$ | 16 ^m .6 | 17 ^m .6 | 18 ^m .9 | 19 ^m .8 |
| 3.8 $\mu\text{m}/\text{L}'$ | 10 ^m .9 | 12 ^m .0 | 13 ^m .3 | 14 ^m .2 |
| 4.7 $\mu\text{m}/\text{M}'$ | 8 ^m .8 | 9 ^m .8 | 11 ^m .1 | 12 ^m .0 |

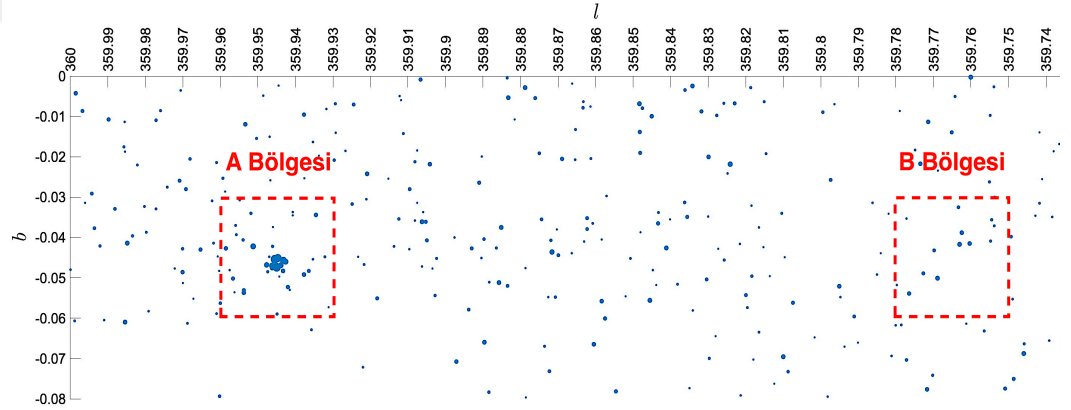
¹ İndium - Antimon

² <https://www.eso.org/~ohainaut/ccd/sn.html>

3.2.2 Gözlem hedef bölgeleri

Gökada merkezinde daha önce çalışılmış kaynakları içeren Gökada merkezi kümesinin bulunduğu bölge gözlem tekniğinin denenmesi için seçilmiştir. Bu bölge *A bölgesi* olarak adlandırılmıştır. Buna ek olarak, Gökada merkezi bölgesinde yer alan ancak daha önce üzerinde çalışılmamış bir bölge de gözlem tekniğinin uygulanması için seçilmiştir. Bu yeni ve çalışılmamış bölge *B bölgesi* olarak adlandırılmıştır. Gökada merkezi bölgesinde yer alan bölgelere ek olarak Gökada merkezinin dışında (kızılbaşmanın daha az olduğu), daha az sayıda parlak IR kaynağı içeren bir bölgenin de tekniği test etmek amacıyla çalışılması planlanmıştır. Bu bölge *C bölgesi* olarak adlandırılmıştır.

Gökada merkezi bölgesi için, parlak L-bandı ($m_L < 8^m$) kaynaklarını (Spitzer¹ IRAC² – 3.6 μm ölçümlerine dayalı) içeren bir harita hazırlanmıştır. Bu harita için gerekli olan koordinat ve parlaklık verileri, T. Geballe ve T. Oka tarafından sağlanmış olan 2MASS Survey³ - Spitzer GLIMPSE Survey⁴ eşleştirmesine dayalı çalışmadan alınmıştır (Geballe and Oka, 2010). Gökada koordinatlarına (Gökada boylamı l ve Gökada enlemi b olmak üzere) göre oluşturulan bu harita Şekil 3.2’de görülmektedir.



Şekil 3.2. Gökadamızın merkezi doğrultusunda A ve B bölgelerinin konumlarını gösteren temsili harita.

¹ <http://www.spitzer.caltech.edu/>

² <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irac/>

³ <https://www.ipac.caltech.edu/2mass/>

⁴ <http://www.astro.wisc.edu/glimpse/>

B bölgesi, Gökada merkezi bölgesi içinde bulunan farklı bir bölgeyi örneklemek için A bölgesinden ayrık olacak ancak spektrofotometrik gözlemlere dayalı tekniğin uygulanabilmesi için L-bandında belirli bir akı limitinin üstündeki kaynakları yoğun sayıda içerecek şekilde (en az 3 adet $m_L < 7^m$ ve olabildiğince çok $m_L < 7^m.5$) Şekil 3.2’de görülen haritadan faydalanılarak belirlenmiştir.

Ek gözlem projesi için seçilmiş olan C bölgesi Gökada merkezi dışında daha önce çalışılmış olan ve L-bandında parlak ($m_L < 8^m$) yıldızlar bulunduran IRAS 18511+0146 kümesini içine alacak şekilde belirlenmiştir (Vig et al. 2007, Godard et al., 2012).

Gözlem projesinde yer alan hedef bölgelerin koordinat bilgileri Çizelge 3.3’de görülmektedir. Hedef bölgelerde yer alan parlak nesnelerin listesi Ek 4’de sunulmuştur.

Çizelge 3.3 Hedef bölgelerin koordinat bilgileri.

| | A Bölgesi | B Bölgesi | C Bölgesi |
|---|--|--|---|
| Bölge Merkezi Gökada Koordinatları | $l: 359.945^\circ$ $b: -00.045^\circ$ | $l: 359.765^\circ$ $b: -0.0045^\circ$ | $l: 034.8213^\circ$ $b: 00.3518^\circ$ |
| Bölge Görüntüsü Boyutları (arsec) | 163 × 163 | 163 × 163 | 137 × 137 |

Standart yıldız gözlemleri

Yapılan ilk gözlem projesi kapsamında (U/15B/D01), başlangıçta kalibrasyon amaçlı standart yıldız gözlemlerinin yapılması istenmemiştir. Analiz için belirlenen kalibrasyon yöntemi, gözlenen bölgeler içerisinde seçilen uygun bir yıldızın referans yıldız olarak kullanılmasına dayanmaktadır (self calibration). Referans yıldızın bir ön alan yıldızı olması ve böylece L-bandı boyunca yıldızlararası maddeden etkilenmemiş olması, özellikle de $3.4 \mu m$ soğurması göstermemesi gerekmektedir. Bu koşulun göstergesi olarak referans yıldızdan gelen akıda yıldızlararası madde kaynaklı kızıllaşma olmaması, diğer bir deyişle, farklı süzgeçlerdeki (özellikle K – L – M süzgeçleri) parlaklık farklarının (renk farkının) küçük olması koşulu aranmıştır. Bu açıdan, hedef bölgelerde yer alan kaynakların K – L – M bantlarındaki fotometrik parlaklıkları 2MASS ($2.17 \mu m$) ve Spitzer – IRAC (Ch1: $3.6 \mu m$ ve Ch2: $4.5 \mu m$) arşiv verilerinden elde edilerek

incelenmiştir. Ancak yapılan ön analizlerde hedef bölgeler içinde yer alan kaynaklar arasında uygun bir referans yıldız bulunamamıştır.

Bu nedenle standart yıldız gözlemlerinin yapılabilmesi için yeni bir gözlem projesi verilmiştir (U/16B/D01). Bu amaçla kızılöte bölge için belirlenmiş olan standart yıldız listeleri incelenmiştir. Ek olarak 2MASS (2.17 μm) ve Spitzer – IRAC (Ch1: 3.6 μm ve Ch2: 4.5 μm) arşiv verileri referans olarak uygun yıldız bulmak için taranmıştır. Referans yıldızın, gözlem hedef bölgesine yakın konumda ve kalabalık olmayan bir bölgede yer alması tercih edilmiştir. Sonuç olarak, gözlem hedef bölgesine yakın konumda bulunan HD 161611 (J17474088-2828007) (F6V) uygun referans yıldız olarak belirlenmiştir. Bu yıldız ile ilgili konum ve çeşitli süzgeçler ile elde edilmiş parlaklık bilgileri Çizelge 3.4’de görülmektedir. Ancak gözlem sezonundaki uygunsuz hava koşulları nedeniyle referans yıldız gözlemleri yapılamamıştır. Bu nedenle referans yıldız bulmak için tekrar hedef gözlem bölgelerindeki yıldızlar incelenmiştir.

Çizelge 3.4 Referans kaynak olarak belirlenen HD 161611 için koordinat ve çeşitli süzgeçlerdeki parlaklık bilgileri.

| | Gökada Koordinatları | | Fotometrik Parlaklıklar | | | | | | |
|-----------|----------------------|----------|-------------------------|-------|-------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|---------------------------|
| | <i>l</i> | <i>b</i> | J | H | K | IRAC 1 3.6 μm | IRAC 2 4.5 μm | IRAC 3 5.8 μm | IRAC 4 8 μm |
| HD 161611 | 0.6356 | -0.1427 | 7.717 | 7.467 | 7.343 | 7.266 | 7.278 | 7.278 | 7.38 |

3.2.3 Gözlem tekniği

Gözlemler, veri indirgemelerinin ve analizlerinin yapılacağı Starlink ¹ yazılımının ORAC-DR² indirgeme programının (pipeline) (Jennes and Economou 2015) içerdiği *paket tarifler* ile uyumlu olacak şekilde gerçekleştirilmiştir. Gözlemler sırasında, ‘parlak nokta kaynaklar’ için hazırlanmış olan veri elde etme tarifi (Bright Point Source Recipe³) izlenmiştir. Bu amaçla, kararlaştırılan odak kaydırma deseni (jitter pattern) ve poz süresine (exposure time) uygun olacak

¹ <http://starlink.eao.hawaii.edu/starlink>

² <http://www.starlink.ac.uk/docs/sun230.htx/sun230>

³ <http://www.starlink.ac.uk/docs/sun232.htx/sun232ss3.html#Q1-15-80>

şekilde kara akım (dark), düz alan (flat) ve hedef bölge gözlemleri elde edilmiştir. Gözlemlerde izlenen yöntemle ait detaylar EAO (East Asian Observatory) - OMP (Observation Management Project ¹) internet portalından erişilen geribildirim sayfasında yer almaktadır.

Gözlemlerde 9 noktalı odak kaydırma deseni kullanılarak görüntüleme çalışması yapılmıştır. Odak noktaları arasındaki kaydırma mesafesi A ve B bölgeleri için 20 arcsec ve C bölgesi için 7 arcsec (daha az kızılşma olduğu için) olarak belirlenmiştir. Bu amaçla 3 x 3 sıra noktalı odak desenini sistematik olarak takip edecek şekilde, 20 arcsec veya 7 arcsec aralıklarla 9 farklı odak belirlenmiş ve 9 ayrı görüntüleme yapılmıştır. Bu işlem iki set odak kaydırma çevrimi için iki kez tekrarlanmış ve her bir bölge için 18 adet görüntü elde edilmiştir. Sonuç olarak gözlemler 6 adet dar bant süzgeç kullanılarak tekrarlanmış ve her bir hedef bölge için toplam 6 × 18 adet görüntü elde edilmiştir.

Spektrofotometrik gözlemlerde, uygun sinyal/gürültü (S/N: Signal/Noise) için uygulanması gereken poz süreleri 'UKIRT-Poz Süresi Hesaplayıcı' (UKIRT-Exposure Time Calculator) (<http://www.ukirt.hawaii.edu/cgi-bin/ITC/itc.pl>) yardımı ile L' [MK] süzgeci için hesaplanmıştır. Hesaplamalarda kullanılan parametreler Çizelge 3.5'de görülmektedir. Yapılan hesaplamalara göre, UIST kamera ve L' süzgeci kullanılarak 540 saniye veri toplama süresi (integration time) uygulandığında ortalama gözlem koşulları altında (Çizelge 3.5) 14^m.20 sınırına kadar olan cisimler için S/N=5 olacak şekilde fotometrik veri elde edilebilmektedir.

Çizelge 3.5 Gözlem koşulları ve parametreleri.

| | |
|--------------------|------------|
| Açıklık | 2.0 arcsec |
| Astronomik Görüş | 0.9 arcsec |
| Gökyüzü Parlaklığı | Ortalama |
| Hava Kütleli | 1.2 |
| Süzgeç | L-bandı |
| S/N | 5 |
| Poz Süresi | 540 saniye |

Bu nedenle S/N = 5 olan veri elde edebilmek için veri toplama sürelerinin her bir odak pozisyonu için 1 dakika olmasının (her bir süzgeçle yapılacak gözlem için

¹ <http://omp.eao.hawaii.edu>

toplam olarak 9 dakika) yeterli olacağına karar verilmiştir. Kızılöte bölgedeki güçlü ardaan ışınının gözlemler üzerindeki katkısı nedeniyle, veri toplama süresinin setlerden (co-adds) oluşan kısa poz süreleri (exposure time) halinde uygulanması gerekmektedir. Bu nedenle, ardaanın daha şiddetli olduğu dalgaboyu bölgesinde PAH MK (3.3 μm), 3.4nbL (3.4 μm), 3.5mbL (3.5 μm), 3.6nbL' (3.6 μm), 3.99 cont (3.99 μm) dar bant süzgeçleri ile 2s x 30 set, ardaanın daha az şiddetli olduğu bölgede Ice MK (3.05 μm) dar bant süzgeci ile 4s x 15 set olacak şekilde veri elde edilmesi planlanmıştır.

Sonuçta, dar bant süzgeçlerin geçirgenliği L' süzgecine göre daha az olduğundan, uygulanan 1 dakikalık veri toplama süreleri ile S/N = 5 değerinin elde edilebileceği nesnelere daha parlak olması gerekmektedir. Bu nedenle, L' süzgeci için yapılan hesaplamalar dar bant süzgeçlere uyarlanmıştır. S/N = 5 koşulu ile veri elde edebilmek için gereken akıların miktarı süzgeçlerin geçirgenlikleri göz önüne alınarak hesaplanmıştır. Sonuç olarak S/N = 5 koşulu ile veri elde edebilmek için gereken parlaklık alt sınırları bulunmuştur. Bu parlaklık alt sınırları Çizelge 3.6'da sunulmuştur.

Çizelge 3.6 Süzgeç seti üzerinde uygulanacak gözlem yöntemi ile S/N = 5 düzeyinde elde edilebilecek parlaklıklar ve karşılık gelen akılar.

| Süzgeç | Toplama Süresi | Odak Çevrim Süresi | Odak Çevrimi | Teleskop Zamanı (dakika) | S/N=5 Parlaklık Alt Sınırı (mag) | Akı Oranı (GCIRS 6E) ($m_L = 6^m.3$) | Akı Oranı ($m_L = 10^m$) |
|-------------|----------------|--------------------|--------------|--------------------------|----------------------------------|--|----------------------------|
| Ice MK | 15 set x 4 s | 60 s x 9 | 2 | 18 | 13.0 | 0.002 | 0.063 |
| PAH MK | 30 set x 2 s | 60 s x 9 | 2 | 18 | 11.9 | 0.006 | 0.174 |
| 3.4nbL | 30 set x 2 s | 60 s x 9 | 2 | 18 | 12.2 | 0.004 | 0.132 |
| 3.5mbL | 30 set x 2 s | 60 s x 9 | 2 | 18 | 13.3 | 0.002 | 0.048 |
| 3.6nbL' | 30 set x 2 s | 60 s x 9 | 2 | 18 | 12.1 | 0.005 | 0.145 |
| 3.99 (cont) | 30 set x 2 s | 60 s x 9 | 2 | 18 | 11.8 | 0.006 | 0.191 |
| L' | - | 540 s | - | - | 14.2 | | |

L' süzgeci için elde edilen parlaklık eşik değeri *dönüştürme faktörü*¹ kullanılarak akıya (Φ : $\text{W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$) çevrilmiştir. Bu eşik değeri akısının, A bölgesi merkezi hedef kaynağının (GCIRS 6E) akısına oranı ve ayrıca ortalama parlaklıktaki ($m_L = 10^m$) bir yıldızın akısına oranı hesaplanmıştır. Bu akı oranları Çizelge 3.6'de sunulmuştur. Çizelge 3.6'de görüldüğü gibi, A bölgesindeki GCIRS 6E gibi bilinen parlak ($m_L = 6^m.3$, Chiar et al. 2002) kaynakların akısının %1'ine

¹ <http://ssc.spitzer.caltech.edu/warmmission/propkit/pet/magtojy/>

karşılık gelen akı miktarı için $S/N = 5$ olarak ölçülebilmektedir. Böylece bölgedeki parlak yıldızların akısındaki soğurma kaynaklı %1'lik azalma $S/N = 5$ koşulu ile saptanabilir. Bu değer aynı zamanda ortalama parlaklıktaki ($m_{3.4\mu m} = 10^m$) bir yıldızın akısının %15'inden azına karşılık gelmektedir. Bu nedenle çalışmada kullanılacak yıldızlar için parlaklık alt sınırı 10^m olarak belirlenmiş, ancak parlak kaynak sayısının az olduğu bölgelerde 11^m parlaklığa kadar olan yıldızların da değerlendirilmesi kararlaştırılmıştır.

3.3 Veri İndirgeme ve Analizi

Veri indirgeme ve analizler New South Wales Üniversitesi, Fizik Bölümünde ve Armagh Gözlemevi'nde gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerle elde edilen verilerin formatı NDF (N-Dimensional Data Format) olup, indirgemesi Starlink yazılımının ORAC-DR programı kullanılarak yapılmıştır.

Gözlem verilerini elde etmek ve indirgemek için seçilen paket tarifin içerdiği adımlar uygulanmıştır. Bu amaçla, dark, flat ve hedef bölge gözlemleri program tarafından otomatik olarak işlenerek 9 noktalı odak kaydırma desenine uygun şekilde birleştirilmiştir. Bu yolla hedef bölgelerin 9 alt görüntü bileşeninden oluşan sonuç mozaik görüntüleri elde edilmiştir. Bölgelerin $3.4 \mu m$ süzgeci ile elde edilmiş olan mozaik görüntüleri Ek 5'de sunulmuştur.

Bu indirgeme tarifi otomatik olarak CCD kaynaklı olan bozuk piksel maskeleme (bad-pixel masking), boş değer düzeltme (null debiasing), düz-alan düzeltme (flat-field division) ve karanlık akım düzeltme (dark subtraction) işlemlerini yapmaktadır. Ayrıca görüntüde yer alan yapıları belirleyerek görüntü karelerini eşleştirmekte ve mozaik görüntü bileşenlerini oluşturmaktadır. Mozaikleri oluştururken üst üste binen bölgelerde sinyal şiddeti için en tutarlı sonucu verecek şekilde kaydırmalar yaparak birleştirme yapmaktadır. Odak kaydırma işlemiyle elde edilen görüntüler bir mozaik oluşturacak şekilde birleştirilmektedir. Daha sonra bu mozaikler S/N oranını iyileştirmek için birlikte işlenerek sonuç mozaigi elde edilmektedir. Kullanılan tarife gereği 9 noktalı jitter çevrimi 2 set uygulandığı için, sonuç mozaigi her biri 9 görüntüden oluşan 2 set mozaigin kombinasyonundan oluşmaktadır. Sonuç mozaikleri odak kaydırma işlemi nedeniyle normal görüntü karesinden daha büyüktür.

Odak kaydırma işlemi nedeniyle, A ve B bölgeleri için sonuç mozaiklerinin toplam boyutu 163 arcsec, C bölgesi için ise 137 arcsec dolayındadır (Çizelge 3.2).

Sonuç mozaiklerinin merkezi karesi en çok görüntü kullanılarak elde edilmiş bölümdür. Bu nedenle bu merkez karede uygulanan toplam poz süresine bağlı olarak S/N oranı en fazladır. S/N oranı, merkez bölgelerden uzaklaştıkça toplam poz süresine bağlı azalarak en dış kesimlerde en düşük değerine ulaşmaktadır.

Sonuç olarak, A bölgesi için 5 süzgeç ile yapılan gözlemlerle (gözlemler uygunsuz hava koşulları nedeniyle %85 oranında tamamlandığı için) 5 adet mozaik dosyası, B bölgesi için 6 süzgeç kullanılarak yapılan gözlemlerle 6 adet mozaik dosyası ve C bölgesi için 6 süzgeç kullanılarak yapılan gözlemlerle 6 adet mozaik dosyası elde edilmiştir.

3.3.1 Astrometrik düzeltmeler

Astrometrik düzeltmeler için ilk olarak Starlink yazılımının GAIA¹ paketinin kullanılması planlanmıştır. Düzeltmeler için referans görüntü olarak Spitzer GLIMPSE Survey kapsamında IRAC1 (3.6 μm) ile elde edilmiş olan Gökada merkezi görüntüsü kullanılmıştır.

Gözlemlerle elde edilen görüntüler ile referans görüntü arasında eşleştirmelerin yapılabilmesi için referans görüntünün koordinatları gözlem verileri ile uyumlu olacak şekilde Gökada koordinat sisteminden, Eşlek koordinat sistemine için Miriad² yazılım paketi kullanılarak dönüştürülmüştür. Koordinat dönüşümü yapılmış olan referans görüntü ile Starlink / GAIA paketi uyumlu çalışmadığı için astrometrik düzeltmelerin Starlink yazılımı dışında bir yazılım ile yapılması gerekmiştir. Bunun için gözlem verilerinin formatı Starlink / CONVERT³ paketi kullanılarak NDF formatından FITS⁴ formatına dönüştürülmüştür. Astrometrik düzeltmeler Karma⁵ yazılımının Kvis – Koords paketleri kullanılarak yapılmıştır. Bu düzeltmeler için gerekli olan referans koordinat verileri T. Geballe ve T. Oka tarafından tarafımıza sağlanmış olan 2MASS Survey ve Spitzer GLIMPSE Survey eşleştirmesine dayalı çalışmadan alınmıştır (Geballe and Oka, 2010).

¹ <http://star-www.dur.ac.uk/~pdraper/gaia/gaia.html>

² <http://www.atnf.csiro.au/computing/software/miriad>

³ Starlink Project - User Note: SUN/55.31

⁴ FITS: Flexible Image Transport System

⁵ <http://www.atnf.csiro.au/computing/software/karma>

Fotometri aşamasında, Kvis – Koords ile koordinat düzeltmeleri yapılmış olan veriler Starlink / GAIA paketi ile uyumlu çalışmamıştır. Bu veriler referans olarak kullanılarak koordinatları orijinal eşleniklerine Starlink / GAIA paketi ile kopyalanmış ve fotometri aşamasına astrometrik olarak düzeltilmiş veriler ile devam edilmiştir.

3.3.2 Fotometrik ölçümler

Fotometrik ölçümler için Starlink / GAIA paketi kullanılmıştır. Fotometrik yöntem olarak Optimal Fotometri yöntemi tercih edilmiştir. Optimal fotometri yönteminde seçilen bir yıldızın nokta dağılım fonksiyonu (PSF: Point Spread Function) model alınarak fotometrisi yapılacak diğer nesnelere uygulanır. Bu modele göre belirlenen dairenin açıklığı (aperture) dışında kalan piksellere 0 katsayısı, açıklığın içinde kalan piksellere ise 0 - 1 aralığında değişen bir ağırlık katsayısı verilir. Diğer nesnelere yapılan fotometrik ölçüm değerleri PSF modeline dayanarak atanan katsayılar oranında hesaba katılır. Bu yöntem sayesinde S/N oranında % 10'a kadar kazanç sağlanır (Horne 1986, Naylor 1998). Gözlemi yapılan bölgelerin kalabalık olması nedeniyle, nesne yoğunluğunun yüksek olduğu durumlarda avantaj sağlayan bu yöntem tercih edilmiştir.

İdeal PSF için uygun olabilecek yıldızın kalabalık olmayan bölgelerden seçilmesi gerekmektedir. Yüksek duyarlık için elde edilen gözlem karesinin (mozaik) görece daha düşük S/N ile veri bulunduran dış kenar kısımlarından kaçınılmıştır. Ayrıca bu yıldızın belirli bir parlaklığın üzerinde ($m_L < 7^m$) olması istenmiştir. Bu koşulları sağlayacak şekilde 3 adet PSF yıldızı seçilerek deneme ölçümleri yapılmıştır. Sonuçlar birbirleri ile kıyaslanmış ve büyük ölçüde tutarlı oldukları görülmüştür. Bu PSF yıldız adayları arasından uzanımsal olarak x-y düzleminde en simetrik FWHM gösteren ($x_{FWHM} \approx y_{FWHM}$) yıldız Optimal Fotometri uygulaması için seçilmiştir.

Optimal fotometri uygulamasında farklı açıklık değerleri denenerek parlaklıktaki değişimler incelenmiştir. Bu yolla uygulanacak açıklık için ideal kesim çapı (clipping radius) 8.5 piksel olarak belirlenmiştir. Literatürde optimum açıklık çapı olarak PSF FWHM değerinin 1.2 – 1.5 katı değerler tavsiye edilmektedir (Naylor 1998). Bu çalışmada elde edilen görüntülerde PSF FWHM değeri 5.5 - 6.5 piksel / 0.7 - 0.8 arcsec arasında değişmektedir. Bu durumda bizim elde ettiğimiz 8.5 piksel açıklık kesim çapı değeri tavsiye edilen optimum açıklık çapı aralığı içinde kalmaktadır.

Kalibrasyon için standart yıldız gözlemleri olmadığından, fotometrik ölçümler sırasında sıfır noktası (ZP: Zero Point) kalibrasyon değerleri başlangıçta $ZP = 0$ olacak şekilde ölçümler yapılmıştır. Kullanılan süzgeçlerin kalibrasyonunu ($m = -2.5 \log(I) + ZP$) yapabilmek amacıyla sıfır noktası hesaplamaları fotometrik ölçümlerden sonra yapılmıştır. Bu hesaplamalar için $ZP = 0$ olacak şekilde elde edilen fotometrik ölçümler kullanılmış ve sonuç olarak elde edilen akılar üzerinde ZP kalibrasyonu yapılmıştır. Kalibrasyon işleminin detaylarına *Kalibrasyon* bölümünde yer verilmiştir.

A, B ve C bölgelerindeki elverişli kaynakların (parlak, üst üste binmemiş ve gözlem karelerinin en uçlarında bulunmayan kaynaklar) parlaklıkları $ZP = 0$ olacak şekilde optimum fotometri yöntemi ve belirlenen açıklık kullanılarak ölçülmüştür. Bu şekilde A ve B bölgesinde 200 adet ve C bölgesinde 15 adet kaynağın fotometrik ölçümleri yapılmıştır. Sonuç olarak, bu bölgelerin gözlem kareleri içinde yer alan her elverişli kaynağın farklı süzgeçler için parlaklık değerleri elde edilmiştir.

Ölçülen parlaklık değerleri akı ($\Phi : W \text{ cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$) değerlerine dönüştürülmüştür. Bunun için UKIRT / L-bandı için parlaklık akı dönüşüm katsayısı¹ $\Phi = 7.31 \times 10^{-15} W \text{ cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$ ($m_L = 0$ parlaklığına karşılık gelen akı değeri) kullanılmıştır.

3.3.3 Kalibrasyon

Referans yıldız belirlemek için hedef bölgelerde yer alan kaynakların K – L – M bantlarındaki fotometrik parlaklıkları 2MASS (2.17 μm) ve Spitzer – IRAC (Ch1: 3.6 μm ve Ch2: 4.5 μm) arşiv verilerinden elde edilerek incelenmiştir. IR bölgede kızıllaşması az olan (K – L – M süzgeçlerindeki parlaklık farkları en düşük olan) yıldızların ön alan yıldızı olduğu ve böylece tayfında 3.4 μm soğurması göstermediği kabul edilmiştir. Her bir bölgedeki (A, B ve C Bölgeleri) kaynaklardan bu koşulu sağlayan yıldızlar o bölge için *referans yıldız* olarak seçilmiştir. Ancak bu yöntemle seçilen referans yıldızlarla yapılan kalibrasyon çalışmaları sonucu, belirlenen referans yıldız adaylarının tayflarında da 3.4 μm soğurması görüldüğü anlaşılmıştır. Böylece, istenilen özellikte referans yıldız belirleyebilmek için IR bölgede kızıllaşmanın kendi başına yeterli bir ölçüt olmadığı anlaşılmıştır.

¹ <http://ssc.spitzer.caltech.edu/warmmission/propkit/pet/magtoij/>

K – L – M renk farkına dayanarak belirlediğimiz referans yıldız adayların tayfları ve gösterdikleri $3.4 \mu\text{m}$ soğurmasının şiddeti bilinmediği için oluşan belirsizlik kalibrasyona imkan tanımamaktadır.

Bu nedenle, A bölgesinde yer alan ve $3.4 \mu\text{m}$ soğurma şiddeti bilinen kaynakların literatürde bulunan fotometrik ve tayfsal ölçümlerinin incelenmesi kararlaştırılmıştır.

Fotometrik inceleme

A bölgesi kaynakların parlaklıklarını elde etmek için Geballe ve Oka (2010) tarafından hazırlanmış olan 2MASS Survey - Spitzer GLIMPSE Survey arşiv verilerinin eşleştirmesine dayalı çalışmadan yararlanılmıştır. Bu kaynaklar arasında yüksek S/N için belirli bir parlaklığın üzerinde ($m_L < 7.5^m$) olan kaynaklar seçilmiştir. Spitzer GLIMPSE görüntü arşivi¹ kullanılmış, incelenecek yıldızların kalabalık olmayan bölgelerden seçilmesine özen gösterilmiştir. Ayrıca kalibrasyon için kullanılacak yıldızın gözlem karesinin daha yüksek S/N değerine sahip merkez bölgesinde yer alan kaynaklardan biri olmasına dikkat edilmiştir.

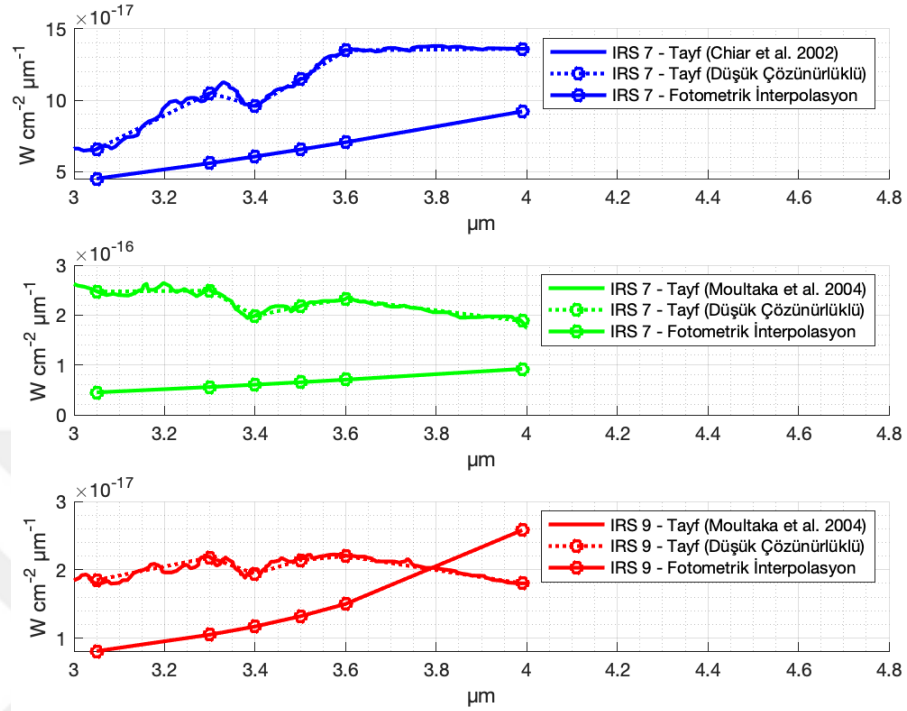
Bu kapsamda, A bölgesinde yer alan GCIRS 7 ve GCIRS 9 kaynakları, arşivdeki 2MASS ve Spitzer – IRAC fotometrik ölçümlerine ek olarak literatürde (Chiar et al., 2002; Moultağa et al., 2004) tayfsal verileri de bulunduğundan fotometrik inceleme için seçilmişlerdir.

Bu kaynakların geniş bant (K – L – M) fotometrik parlaklıkları, 2MASS ($2.17 \mu\text{m}$) ve Spitzer – IRAC (Ch1: $3.6 \mu\text{m}$ ve Ch2: $4.5 \mu\text{m}$) kullanılarak ara değerler 2. dereceden polinom temsili uygulanarak $3 - 4 \mu\text{m}$ aralığı için hesaplanmıştır. Ölçülen parlaklık değerleri akı (Φ : $\text{W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$) değerlerine dönüştürülmüştür. Elde edilen parlaklıklar, literatürden elde edilen tayf verileri ile Şekil 3.3’de karşılaştırılmıştır.

Şekil 3.3’de gözlemlerde kullanılan süzgeç setinin merkezi geçirgenliklerine karşılık gelen akı değerleri de gösterilmiştir. Görüldüğü gibi ara değer yöntemi ile oluşturulan tayfta soğurma/salma yapıları görülmemektedir. Bu nedenle, fotometrik parlaklık değerlerinin kullanılmasına dayanan bu yöntem,

¹ https://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/GLIMPSE/index_cutouts.html

salma/soğurma yapıları görülen bir bölgedeki ölçümlerin kalibrasyonunu yapmak için elverişli bulunmamıştır.



Şekil 3.3 GCIRS 7 ve GCIRS 9 kaynaklarının geniş bant (K – L – M) fotometrik gözlemlerde kullanılan süzgeç setinin merkezi geçirenliklerine karşılık gelen akı değerleri.

Tayfsal İnceleme

A bölgesinde bulunan uygun kaynakların literatürde yer alan tayfsal verileri, kalibrasyon için referans akı elde etmek amacıyla kullanmıştır. Seçilen bu kaynakların tayfında gözlenen 3.4 μm soğurmasından elde edilmiş olan optik derinlik verileri, bu değerlerin spektrofotometrik teknik ile elde edilen sonuçlarla karşılaştırılabilmesine olanak sağlamaktadır.

Bu amaçla daha önceki çalışmalarda incelenmiş kaynaklardan (Ek 2) uygun olanları referans kaynak olarak seçilmiştir. Yüksek duyarlık için belirli bir parlaklığın üzerinde ($m_L < 7^m.5$) olan kaynaklar ele alınmıştır. Kaynak karmaşasından ve üst üste binmeden sonucu akı kirlenmesinden kaçınmak için incelenecek yıldızların kalabalık olmayan bölgelerden seçilmesine özen gösterilmiştir. Bu kapsamda A bölgesi içinde yer alan GCIRS 1W, GCIRS 3, GCIRS 6E, GCIRS 7, GCIRS 9 ve GCIRS 21 kaynaklarının önceki çalışmalarda

(Chiar et al. 2002, Moultağa et al. 2004) elde edilmiş tayflarından kalibrasyon için yararlanılmıştır.

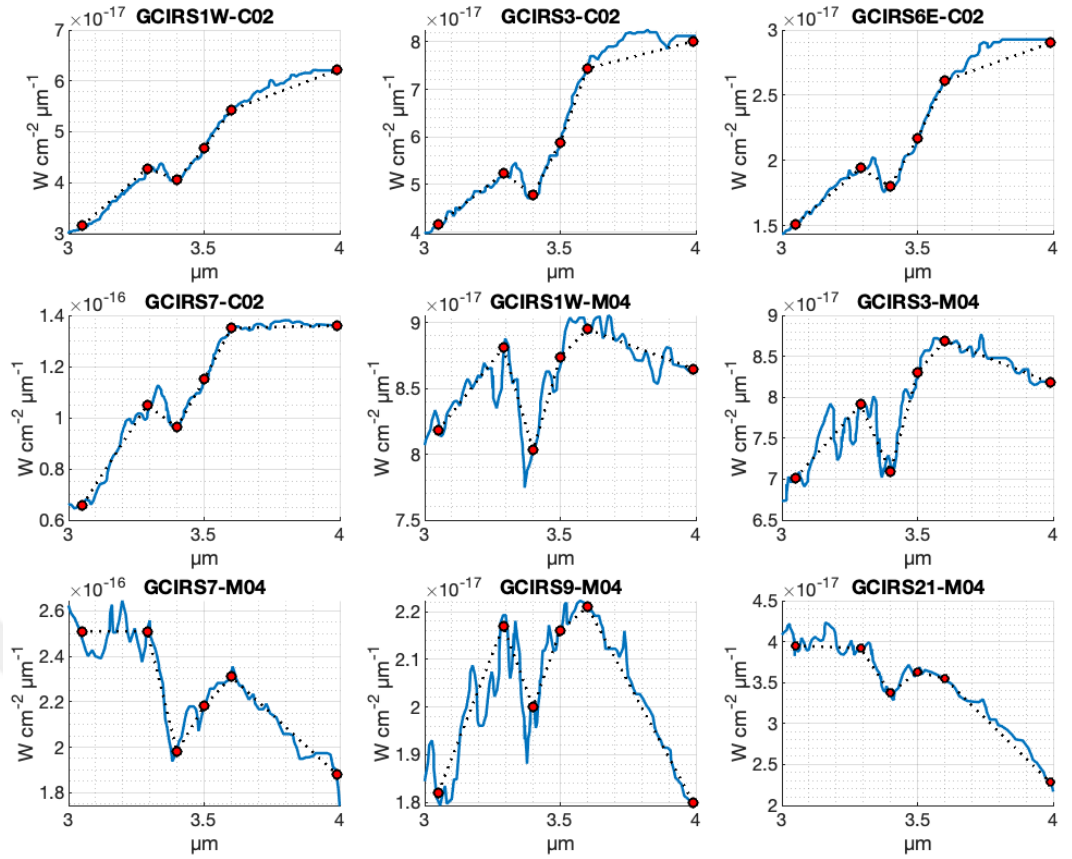
Literatürde yer alan tayfların dalga boylarına karşılık gelen akı değerleri okunarak, tayflar yeniden oluşturulmuştur. Bu tayflar ilişkili olduğu Gökada merkezi kaynağını ve alındığı literatür bilgisini (C02: Chiar et al., 2002; M04: Moultağa et al., 2004) belirtecek şekilde; GCIRS1W-C02, GCIRS3-C02, GCIRS6E-C02, GCIRS7-C02, GCIRS1W-M04, GCIRS3-M04, GCIRS7-M04, GCIRS9-M04 ve GCIRS21-M04 olarak adlandırılmıştır. Veri okunarak yeniden oluşturulan bu tayflar Şekil 3.4’de görülmektedir.

Literatürden elde edilen bu tayfların kullanılan süzgeç setinin merkezi geçirgenliklerine karşılık gelen akıları saptanarak spektrofotometrik olarak ölçülen akıların kalibrasyonu için kullanılmıştır. Süzgeç setinin merkezi geçirgenliklerine karşılık gelen akıları Şekil 3.4’de görülmektedir. Bu şekilde elde edilen akılarla oluşturulmuş 9 farklı referans akı seti Çizelge 3.7’de sunulmuştur.

Çizelge 3.7 Kalibrasyon için kullanılan referans akı setleri.

| Akı Setleri | Süzgeçlerin Merkezi Geçirgenliklerine Karşılık Gelen Akılar ($W\text{ cm}^{-2}\text{ }\mu\text{m}^{-1}$) ($\times 10^{-17}$) | | | | | |
|-------------|---|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|--------------------|
| | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm | 3.99 μm |
| GCIRS1W-C02 | 3.15 | 4.28 | 4.06 | 4.67 | 5.43 | 6.21 |
| GCIRS3-C02 | 4.16 | 5.23 | 4.79 | 5.89 | 7.44 | 8.01 |
| GCIRS6E-C02 | 1.51 | 1.94 | 1.80 | 2.17 | 2.61 | 2.90 |
| GCIRS7-C02 | 6.56 | 10.5 | 9.62 | 11.5 | 13.5 | 13.6 |
| GCIRS1W-M04 | 8.18 | 8.81 | 8.03 | 8.74 | 8.95 | 8.65 |
| GCIRS3-M04 | 7.01 | 7.91 | 7.09 | 8.30 | 8.69 | 8.18 |
| GCIRS7-M04 | 25.1 | 25.1 | 19.8 | 21.8 | 23.1 | 18.8 |
| GCIRS9-M04 | 1.82 | 2.17 | 2.00 | 2.16 | 2.21 | 1.80 |
| GCIRS21-M04 | 3.95 | 3.92 | 3.37 | 3.63 | 3.55 | 2.28 |

Kalibrasyon uygulamalarının öncelikle test grubu olarak seçilen bir grup kaynak üzerinde uygulanması planlanmıştır. Bu amaçla hem bizim gözlem hedeflerimizde yer alan hem de literatürde (Chiar et al., 2002; Moultağa et al., 2004) tayfları ve 3.4 μm optik derinlik değerleri bulunan yıldızlar belirlenmiştir. İncelenecek yıldızlar kalabalık olmayan bölgelerden seçilmiştir. Yüksek duyarlık için belirli bir parlaklığın üzerinde ($m_L < 9^m$) olan kaynaklar ele alınmıştır. Bu amaçla GCIRS 1W, GCIRS 3, GCIRS 7, GCIRS 9, GCIRS 13, GCIRS16NE, GCIRS 21, GCIRS29, GCIRS16C test grubu yıldızlar olarak belirlenmiştir.



Şekil 3.4 Veri okunarak yeniden oluşturulan tayflar.

Test grubu yıldızlarının spektrofotometrik olarak ölçülmüş akıları, 9 farklı referans akı kullanılarak kalibre edilmiştir. Bu şekilde her bir test grubu yıldızı için 9 ayrı kalibrasyon denemesi yapılmış ve elde edilmiş akılar Ek 6'da sunulmuştur.

Kalibre edilmiş akılar ile oluşturulmuş düşük çözünürlüklü tayflar ise Ek 7'de yer almaktadır. Elde edilen bu tayflar 3.4 μm soğurmasının optik derinliğinin elde edilmesi için kullanılmıştır (optik derinlik hesabı için Bkz. Ek 1).

Süreklilik Hesabı

Hedef bölgelerin haritalanması için gereken çok sayıda kaynağın çok büyük bir kısmının sıcaklık verileri literatürde bulunmadığından, karacisim ışımasına dayanarak asıl süreklilik akısını hesaplayabilmek mümkün olmamıştır.

Bu durumda süreklilik hesabı polinom temsili ile yapılabilmektedir. Ancak incelenen kaynakların büyük çoğunluğunun L-bandı dışında daha geniş bir dalgaboyu aralığında parlaklık (akı) verileri (K – L – M bantlarındaki akılar)

literatürde bulunmamaktadır. Bu nedenle ilgilenilen dalgaboyu aralığı olan 3 – 4 μm dolayındaki tüm soğurma yapılarını kapsayacak şekilde *asıl süreklilik* (Godard et al., 2012) için bir yaklaşımda bulunulması mümkün olamamıştır.

3 – 4 μm dalgaboyu bölgesinde, 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurmasına ek olarak, 3.1 μm dolayında H_2O buzu kaynaklı soğurma yapısı da bulunmaktadır. 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurması, 3.1 μm H_2O buzu kaynaklı bu şiddetli soğurma yapısının sağ kanadı üstüne binmiş (superimposed) durumdadır (Godard et al., 2012).

Bu nedenle, H_2O buzu kaynaklı bu şiddetli soğurma yapısının kanadının meydana getirdiği *yerel süreklilik* bu çalışmadaki hesaplamalarda *süreklilik* olarak kabul edilmiştir (Godard et al., 2012). Ancak veri noktasının az olması nedeniyle yüksek dereceden polinom temsili ile süreklilik akısı hesabı yapılamamıştır.

3.4 μm soğurma yapısının denk geldiği ölçümler dışarıda bırakılarak diğer süzgeçler ile ölçülen akılar soğurmanın olmadığı sürekliliğe ait değerler olarak kabul edilmiştir. Bu süreklilik değerlerine polinom temsili uygulanarak soğurmanın olduğu ara değerler (3.4 μm ve 3.5 μm) için süreklilik (I_0) hesabı denemeleri yapılmıştır.

Referans yıldızların yer aldığı A bölgesi ölçümlerinde kullanılan beş süzgeç ile yalnızca beş veri noktası elde edildiğinden, süreklilik için 3.05 μm , 3.3 μm ve 3.6 μm verileri kullanılarak 2. dereceden polinom veya 3.3 μm ve 3.6 μm verileri kullanılarak 1. dereceden polinom (doğru) temsili dışında başka bir hesaplama mümkün değildir.

Diğer yandan, literatürde yer alan çalışmalarda (Bkz. Ek 2) süreklilik için uygulanan farklı yaklaşımlardan dolayı aynı kaynak için oldukça farklı optik derinlik değerleri elde edilmiştir. Moulta vd. (2004) yaptıkları çalışmada, süreklilik hesabındaki belirsizliklere karşın, karacisim ışımaya dayanan süreklilik akısı tahmininin yansırı, ayrıca sürekliliği temsilen doğru kullanılarak optik derinliğinin alt limitini hesaplamışlardır. Doğru ile temsil edilmiş sürekliliğe bağlı olarak hesaplanan optik derinlikler, karacisim ışımaya dayanan optik derinliklere göre daha küçük değerler almaktadır.

Bu tez çalışmasında ise süreklilik için karacisim ışımaları hesabı veya sürekliliğin yüksek dereceden polinom ile temsili mümkün değildir. Bu nedenle

optik derinliğin alt limitini belirlemek ve literatür verileri ile sağlıklı karşılaştırma yapabilmek için, optik derinlikler 2. dereceden polinom yerine Moultağa vd. (2004) yapmış olduğu gibi doğru temsili kullanılarak hesaplanmıştır.

Optik derinlik incelemesi

Test grubu yıldızları için 3.4 µm optik derinlik değerleri, elde edilen tayflar ve süreklilikler kullanılarak hesaplanmıştır. Bu optik derinlik değerleri ve bu değerlerin literatür (Moultağa et al., 2004) verileri ile karşılaştırılmaları Çizelge 3.8’de sunulmuştur.

Çizelge 3.8 Farklı kalibrasyon sonuçlarıyla elde edilen optik derinlik değerleri ve bu değerlerin literatür (Moultağa et al. 2004) verileri ile karşılaştırılmaları.

| | Farklı Kalibrasyon Sonuçları | | | | | | | | | Literatür Sonuçları |
|---------|------------------------------|----------|-----------|----------|-----------|----------|----------|----------|-----------|---------------------|
| | IRS1W C02 | IRS3 C02 | IRS6E C02 | IRS7 C02 | IRS1W M04 | IRS3 M04 | IRS7 M04 | IRS9 M04 | IRS21 M04 | |
| IRS1W | 0.14 | 0.21 | 0.13 | 0.13 | 0.10 | 0.15 | 0.16 | 0.09 | 0.16 | 0.16 |
| IRS3 | 0.16 | 0.22 | 0.16 | 0.16 | 0.11 | 0.14 | 0.17 | 0.10 | 0.15 | 0.20 |
| IRS7 | 0.19 | 0.26 | 0.17 | 0.18 | 0.15 | 0.19 | 0.21 | 0.14 | 0.21 | 0.20 |
| IRS9 | 0.14 | 0.21 | 0.13 | 0.13 | 0.10 | 0.14 | 0.16 | 0.09 | 0.15 | 0.16 |
| IRS13 | 0.17 | 0.23 | 0.16 | 0.16 | 0.12 | 0.17 | 0.19 | 0.12 | 0.18 | 0.16 |
| IRS16NE | 0.17 | 0.24 | 0.15 | 0.16 | 0.14 | 0.19 | 0.20 | 0.13 | 0.20 | 0.14 |
| IRS21 | 0.12 | 0.18 | 0.11 | 0.12 | 0.07 | 0.11 | 0.13 | 0.06 | 0.12 | 0.15 |
| IRS29 | 0.17 | 0.24 | 0.16 | 0.17 | 0.13 | 0.18 | 0.20 | 0.12 | 0.19 | 0.27 |
| IRS16C | 0.19 | 0.27 | 0.17 | 0.18 | 0.16 | 0.22 | 0.23 | 0.15 | 0.23 | 0.14 |

Yapılan karşılaştırmada her bir farklı kalibrasyon denemesiyle elde edilen optik derinlik sonuçlarının literatür (Moultağa et al., 2004) değerlerine göre farkı hesaplanmıştır. Bu farkların mutlak değerleri (Δ) ve ortalamaları ($\bar{\Delta}$) Çizelge 3.9’da görülmektedir.

Çizelge 3.9 Farklı kalibrasyon sonuçlarıyla elde edilen optik derinlik değerlerinin literatür (Moultağa et al. 2004) değerleriyle farklarının incelenmesi.

| | Farklı Kalibrasyon Sonuçlarına Göre Farklar (Δ) | | | | | | | | | Ortalama Farklar |
|-----------------------------|--|----------|-----------|----------|-----------|----------|----------|----------|-----------|------------------|
| | IRS1W C02 | IRS3 C02 | IRS6E C02 | IRS7 C02 | IRS1W M04 | IRS3 M04 | IRS7 M04 | IRS9 M04 | IRS21 M04 | |
| IRS1W | 0.02 | 0.05 | 0.03 | 0.03 | 0.06 | 0.04 | 0.00 | 0.04 | 0.02 | 0.03 |
| IRS3 | 0.04 | 0.02 | 0.04 | 0.04 | 0.09 | 0.08 | 0.04 | 0.07 | 0.07 | 0.05 |
| IRS7 | 0.01 | 0.06 | 0.03 | 0.02 | 0.05 | 0.03 | 0.01 | 0.03 | 0.01 | 0.03 |
| IRS9 | 0.02 | 0.05 | 0.03 | 0.03 | 0.06 | 0.04 | 0.00 | 0.04 | 0.02 | 0.03 |
| IRS13 | 0.01 | 0.07 | 0.00 | 0.00 | 0.04 | 0.01 | 0.02 | 0.01 | 0.01 | 0.02 |
| IRS16NE | 0.03 | 0.10 | 0.01 | 0.02 | 0.00 | 0.03 | 0.06 | 0.02 | 0.05 | 0.04 |
| IRS21 | 0.03 | 0.03 | 0.04 | 0.03 | 0.08 | 0.06 | 0.02 | 0.06 | 0.04 | 0.04 |
| IRS29 | 0.10 | 0.03 | 0.11 | 0.10 | 0.14 | 0.12 | 0.08 | 0.12 | 0.10 | 0.10 |
| IRS16C | 0.05 | 0.13 | 0.03 | 0.04 | 0.02 | 0.06 | 0.08 | 0.04 | 0.08 | 0.06 |
| Ortalama ($\bar{\Delta}$) | 0.03 | 0.06 | 0.04 | 0.03 | 0.06 | 0.05 | 0.03 | 0.05 | 0.04 | 0.04 |

Çizelge 3.9’da yer alan fark değerleri üzerinde yapılan inceleme sonucu, kalibrasyon setinin ortalama fark değerinden ($\bar{\Delta}_{ort} = 0.04$) daha büyük fark sağlayan kalibrasyon tayfları elenmiştir. Bu karşılaştırmaya göre literatür ile en tutarlı ($\bar{\Delta} \leq 0.04$) kalibrasyonu sağlayan tayflar GCIRS1W-C02, GCIRS6E-C02, GCIRS7-C02, GCIRS7-M04 ve GCIRS21-M04 olarak belirlenmiştir.

Kalibrasyon için belirlenen kaynaklar arasında en parlak kaynak olan ve literatür (Chiar et al., 2002, Moultağa et al., 2004) tayflarının her ikisi de tutarlı kalibrasyona (GCIRS7-C02 ve GCIRS7-M04 kalibrasyonları) olanak sağlayan GCIRS 7 kaynağı diğer seçenekler arasında ön plana çıkmaktadır. Ayrıca GCIRS 7’nin tayfsal verilerine ek olarak fotometrik verilerinin de (2MASS ve Spitzer – IRAC) literatürde bulunuyor olması, gerekli durumlarda tayfsal akı seviyelerinin mutlak kalibrasyonu için olanak tanımaktadır. GCIRS 7 kaynağının literatürde yer alan iki farklı tayfı arasında, çözünürlüğü ($R \sim 1200$) daha yüksek olan üzerinden elde edilen GCIRS7-C02 (Chiar et al., 2002) akı seti bu çalışmada gözlenen hedef bölgelerdeki tüm kaynakların fotometrik verilerinin kalibrasyonunda kullanılmak üzere seçilmiştir. B ve C bölgesi verileri üzerine A bölgesinden elde edilen GCIRS7-C02 kalibrasyon değerleri uygulanarak farklı bölgelerin ortak kalibrasyonu yapılmıştır.

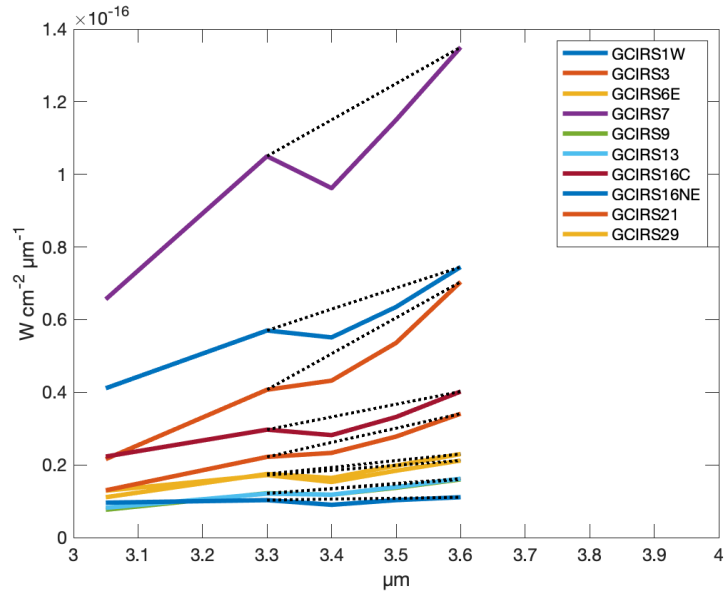
3.4 Optik Derinlik Hesaplamaları

A bölgesinde yer alan test grubu kaynakları için GCIRS7-C02 ile kalibre edilmiş akılarla oluşturulmuş tayflar (diğer kalibrasyon sonuçları için Bkz. Ek 6 ve Ek 7) üzerindeki $3.3 \mu\text{m}$ ile $3.6 \mu\text{m}$ verileri kullanılarak doğru temsili ile süreklilik değerleri hesaplanmıştır. Test grubu yıldızların kalibre edilmiş tayfları ve hesaplanan süreklilikleri Şekil 3.5 da görülmektedir. Bu tayf ve süreklilik verilerine dayanılarak A bölgesi test grubu yıldızları için $3.4 \mu\text{m}$ optik derinlik değerleri hesaplanmıştır. A bölgesi test grubu yıldızları için elde edilen $3.4 \mu\text{m}$ optik derinlik tayfları Şekil 3.6’de sunulmuştur.

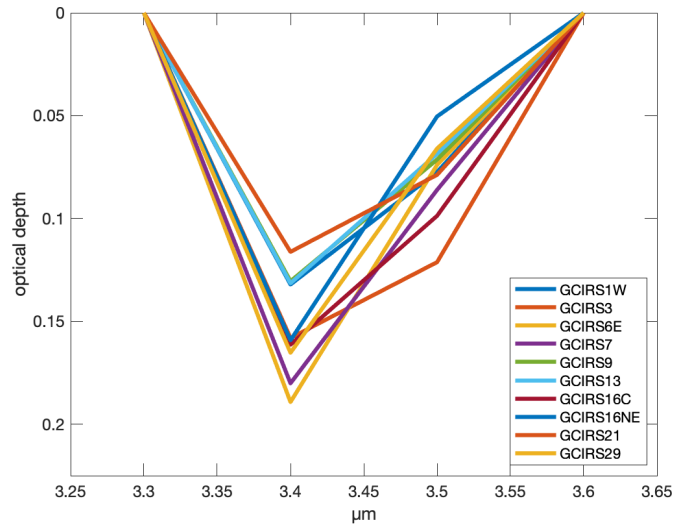
A, B ve C bölgelerinde yer alan diğer tüm hedef kaynaklar için $3.4 \mu\text{m}$ optik derinlik değerleri GCIRS7-C02 ile kalibre edilmiş akılar ve $3.3 \mu\text{m}$ ile $3.6 \mu\text{m}$ verileri kullanılarak hesaplanmıştır.

A, B ve C bölgelerinde her bir süzgeç ile yapılan ölçümlerde $S/N = 5$ koşulunu sağlayan (Bkz. Çizelge 3.5) parlak kaynaklar seçilmiştir. Bu amaçla A bölgesinde tüm süzgeçlerde $m_{3.4} < 10^m$ ve B bölgesinde $m_{3.4} < 11^m$ (bu bölgedeki

parlak kaynak fazla olmadığı için) parlaklık koşulunu sağlayan kaynaklar belirlenmiştir. Bu şekilde A ve B bölgeleri için yaklaşık 150 adet kaynak seçilmiş ve bunların fotometrik ölçümleri kullanılarak bu kaynaklar doğrultusunda 3.4 μm optik derinlik değerleri hesaplanmıştır. C bölgesinde kaynak sayısı diğer bölgelere göre çok daha az olduğu için $m_{3.4} < 11^m$ parlaklık koşulunu sağlayan 14 kaynağın ölçümleri kullanılarak 3.4 μm optik derinlik değerleri hesaplanmıştır. Ölçümü yapılan tüm kaynakların piksel koordinatları, ve elde edilen optik derinlikler Ek 8'de sunulmuştur.



Şekil 3.5 - Test grubu yıldızlarının GCIRS7-C02 akı setiyle kalibre edilmiş tayfları.



Şekil 3.6 - Test grubu yıldızlarının GCIRS7-C02 akı setiyle kalibre edilmiş tayfları ile elde edilen optik derinlikler.

B bölgesi kaynakları doğrultusunda 3.4 μm soğurmasına ilişkin daha önce yapılmış bir çalışma olmadığından, bu bölge için elde edilen optik derinlik değerlerini karşılaştıracak literatür verisi bulunmamaktadır.

C bölgesi için elde edilen optik derinlik değerleri bölgede yer alan üç kaynağın literatürde (Godard et al., 2012) bulunan değerleriyle Çizelge 3.10'da karşılaştırılmıştır. Elde edilen sonuçlar S10 ve S11 kaynakları için literatür değerleri ile örtüşürken S7 kaynağı için farklılık göstermektedir. Bu kaynak GLIMPSE – IRAC ölçümlerinde aşırı doymuş olduğu için (Vig et al., 2007) parlaklığı ölçülememiştir.

Çizelge 3.10 C bölgesi elde edilen optik derinlik değerlerinin literatür (Godard et al. 2012) değerleriyle olan farklarının incelenmesi.

| | τ (Kalibrasyon Sonuçları) | τ (Literatür Sonuçları) | Farklar |
|-----|-----------------------------------|---------------------------------|---------|
| S7 | 0.24 | 0.07 | 0.17 |
| S10 | 0.14 | 0.10 | 0.05 |
| S11 | 0.11 | 0.12 | -0.01 |

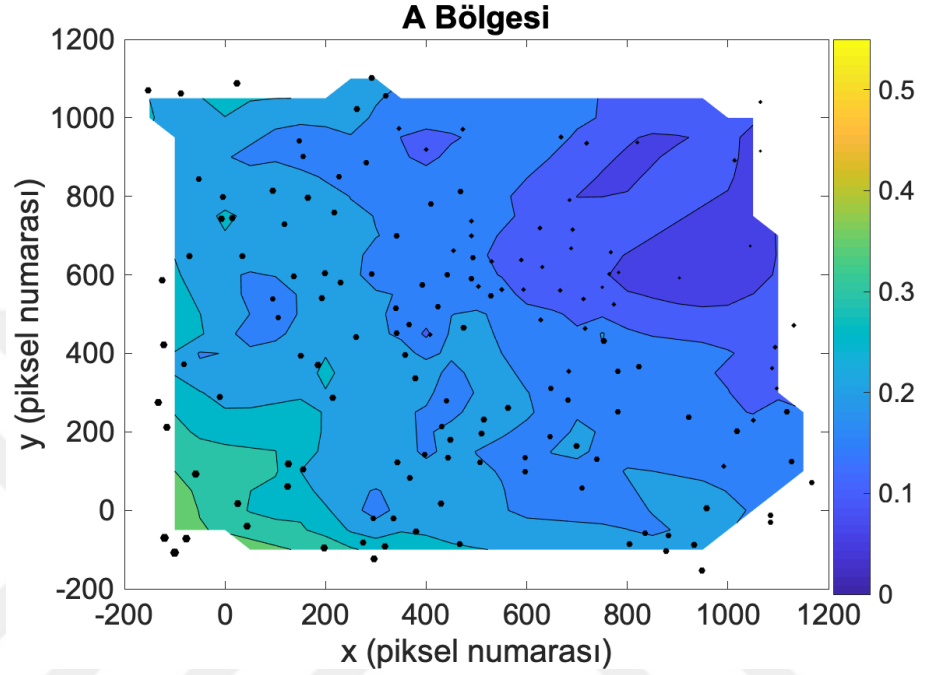
S7 kaynağının optik kalınlık değerinde görülen farklılık, kalibrasyon kaynaklı olmayıp, ölçüm sonuçlarından kaynaklanmaktadır. Bu durum, S7 kaynağının parlaklığının diğer kaynaklardan daha parlak olması nedeniyle bölge gözlemlerinde uygulanan poz sürelerinde aşırı doymuş (*saturated*) olmasından kaynaklanmaktadır. Ancak farklı bölgelerin ortak kalibrasyonunun güvenilirliği daha detaylı bir şekilde araştırılmalıdır.

3.5 Haritalama Çalışmaları

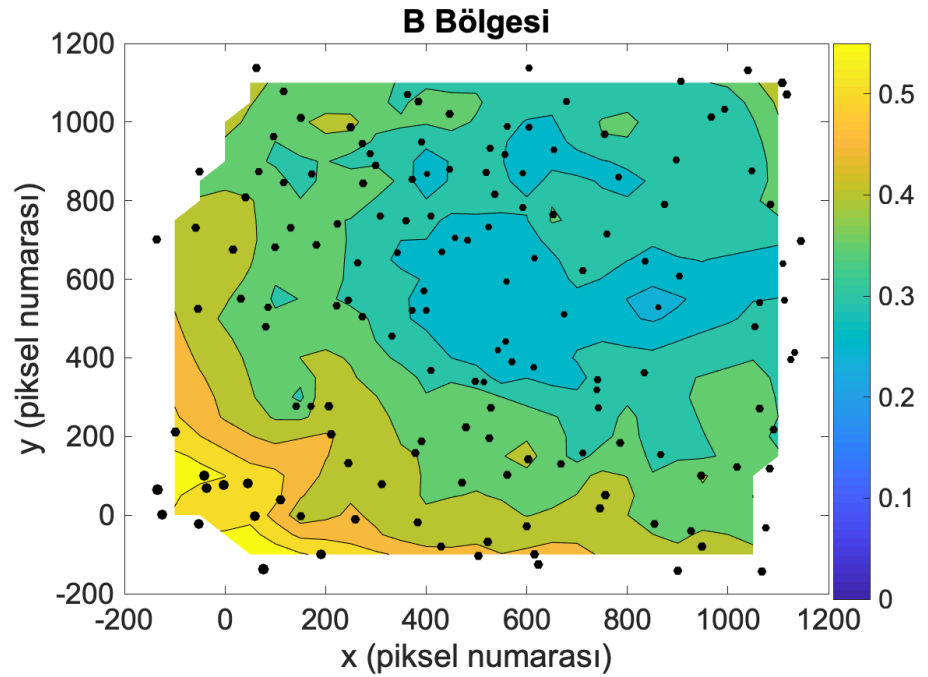
Gökada merkezi doğrultusundaki 3.4 μm soğurmasına ilişkin optik derinliğin haritalanması için, elde edilen optik derinlik değerleri ve ilişkili oldukları kaynağın piksel koordinatları kullanılmıştır. Haritalar için kullanılan kaynakların piksel koordinatları ve optik derinlik değerlerinden oluşan veri seti Ek 8'de sunulmuştur. Bu veri seti ve ara değer (interpolasyon) yöntemi kullanılarak MATLAB¹ yazılımı ile 3.4 μm optik derinlik değerlerini piksel koordinatlarına göre gösteren eş düzey haritaları (contour maps) oluşturulmuştur. Optik derinliğin eş düzeyde olduğu bölgeler bu haritalarda aynı renkle ifade edilmiştir. Haritalarda sağ kenarda yer alan renk anahtarı, optik derinlik değerlerinin renk karşılıklarını göstermektedir. Bu

¹ <https://www.mathworks.com/products/matlab.html>

haritalarda ayrıca kullanılan ardalan kaynaklarının yerleri noktalar ile gösterilmiştir. Bu kaynaklar doğrultusunda ölçülmüş olan optik derinliklerin büyüklüğü, yer işaretlemelerde kullanılan noktaların büyüklüğü ile sembolik olarak ifade edilmiştir. Şekil 3.7’de A bölgesi ve Şekil 3.8’de B bölgesi için oluşturmuş olan haritalar görülmektedir.



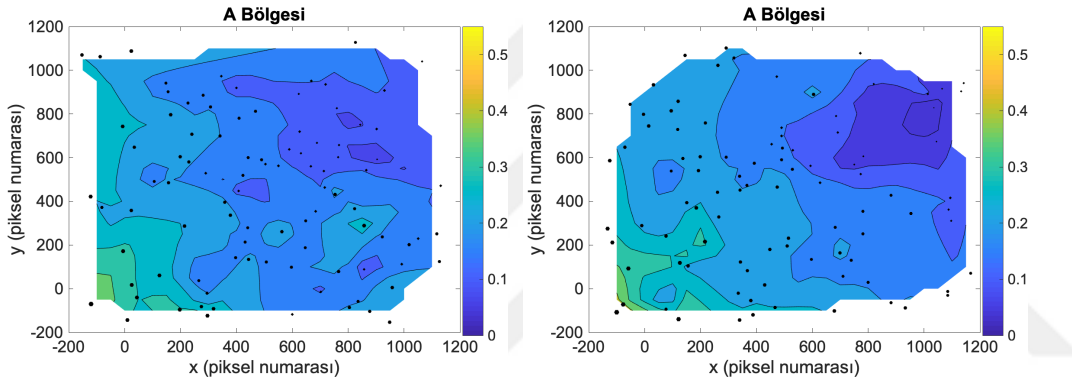
Şekil 3.7 A bölgesi için oluşturmuş olan 3.4 µm soğurması optik derinlik ($\tau_{3.4}$) haritası.



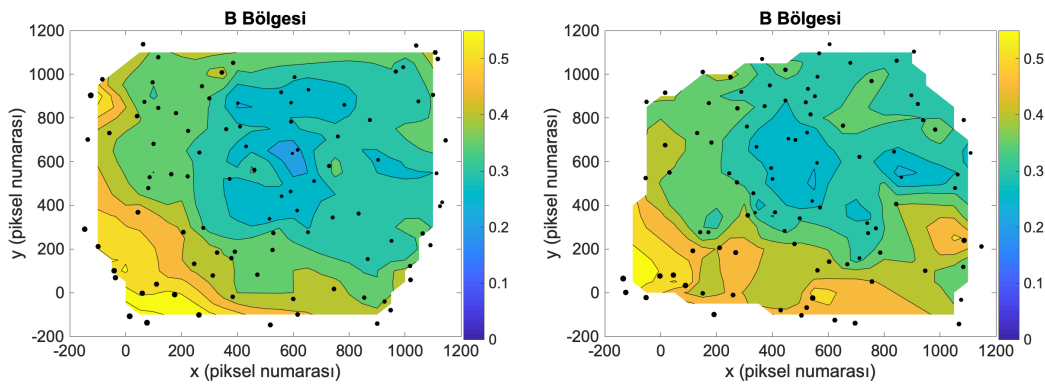
Şekil 3.8 B bölgesi için oluşturmuş olan 3.4 µm soğurması optik derinlik ($\tau_{3.4}$) haritası.

Haritalardan görüleceği üzere, görüntü karelerinin en dış çerçevesinde kalan bölgeler için optik derinlikler dış değer bulma (ekstrapolasyon) yöntemi ile tahmini olarak hesaplanabilir. Bitişik bölgelerin gözlemlerinin elde edilmesi durumunda ise ara değer yöntemi kullanılabilir. Ancak bu çalışmada ara değer bulmamıza olanak verecek bitişik bölge gözlemleri olmadığından ve hesaplanacak dış değerlerin güvenilirliği tartışmalı olacağından en dış çerçeve harita dışında bırakılmıştır.

Haritalama çalışmasının işlevselliği, her alan için rastgele seçilen farklı kaynak setleri (kaynaklar indeks numaralarına göre çift ve tek sayı olmak üzere iki farklı gruba ayrılmıştır) ile incelenmiştir. A ve B bölgeleri için iki farklı kaynak grubu ile elde edilen haritalar sırası ile Şekil 3.9 ve Şekil 3.10'da sunulmuştur.



Şekil 3.9 A bölgesi için çift indeks numaralı kaynaklar (sol panel) ve tek indeks numaralı kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar.

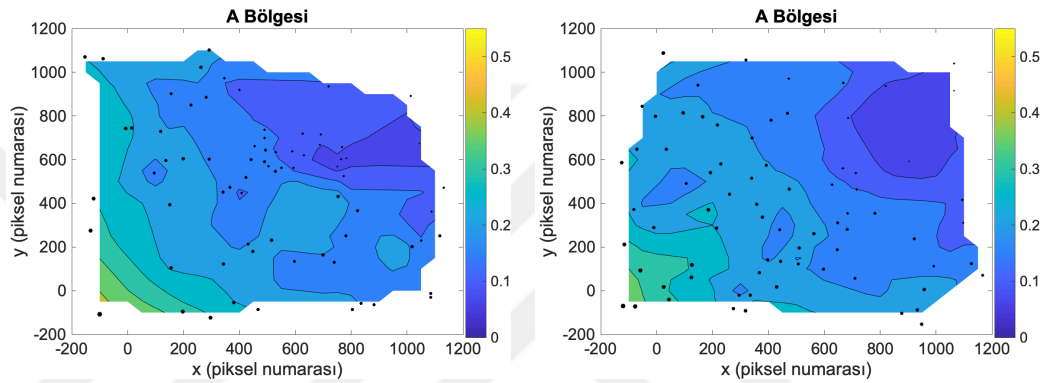


Şekil 3.10 B bölgesi için çift indeks numaralı kaynaklar (sol panel) ve tek indeks numaralı kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar.

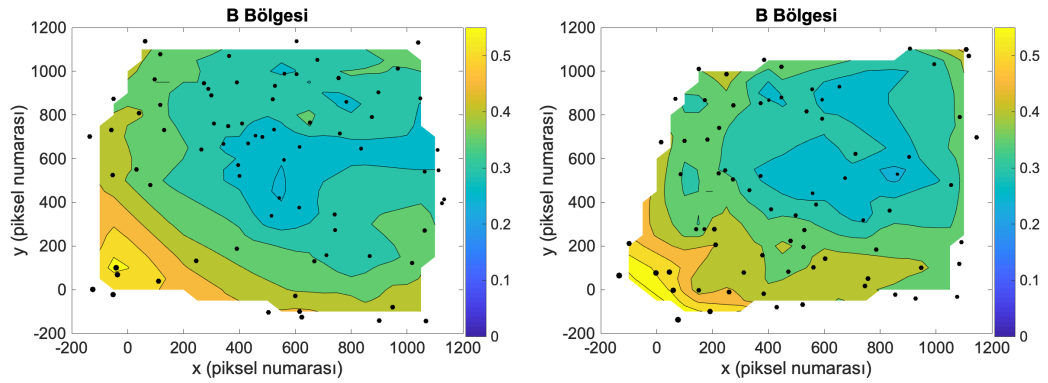
Yapılan karşılaştırmada farklı kaynak grubu ile elde edilen haritalar birbirleri ile büyük ölçüde tutarlı bulunmuştur. Bu sonuç, hazırlanan optik derinlik

haritalarının yıldızlararası ortamdan kaynaklanan soğurmaları göstermekte olduğunu desteklemektedir.

Haritalama çalışması farklı parlaklıklardaki kaynak grubuyla test edilmiştir. Bu amaçla bölgelerin haritalanmasında kullanılan kaynaklar parlaklık ($m_{3,4}$) sıralamasına sokularak iki farklı parlaklık grubuna ayrılmıştır. Böylece A bölgesi ve B bölgesi için her birinde yaklaşık 75 adet yıldız olan iki farklı veri seti elde edilmiştir. A bölgesi ve B bölgesi için farklı parlaklıktaki yıldızların oluşturduğu iki farklı veri seti ile elde edilen haritalar Şekil 3.11 ve Şekil 3.12’de verilmiştir. Sonuç olarak elde edilen haritaların birbirleriyle tutarlı olduğu görülmektedir.



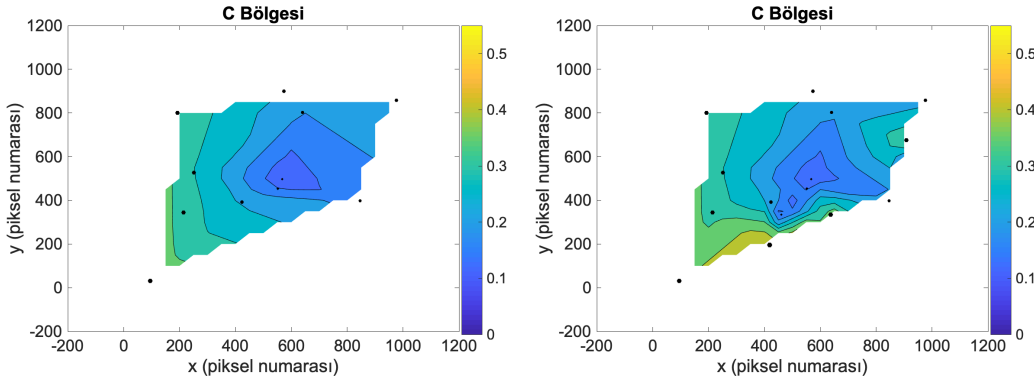
Şekil 3.11 A bölgesi için en parlak kaynaklar (sol panel) ve daha sönük kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar.



Şekil 3.12 B bölgesi için en parlak kaynaklar (sol panel) ve daha sönük kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar.

Haritalama çalışması C bölgesi için de tekrarlanmıştır. Şekil 3.13’te C bölgesi için optik derinlik haritaları görülmektedir. C bölgesindeki kaynak sayısı az olduğu için sol paneldeki harita, $S/N = 5$ koşulunu karşılamak için biraz daha parlak kaynaklarla ($m_{3,4} < 11^m.5$) oluşturulmuştur. Sağ paneldeki harita ise tüm uygun kaynaklar ($m_{3,4} < 13^m$) kullanılarak elde edilmiştir. Her iki durumda da veri

noktalarının sayısı (11 kaynak ve 15 kaynak) oldukça düşük olduğundan haritalama ancak kaynakların bulunduğu alanlar için gerçekleştirilebilmiştir.



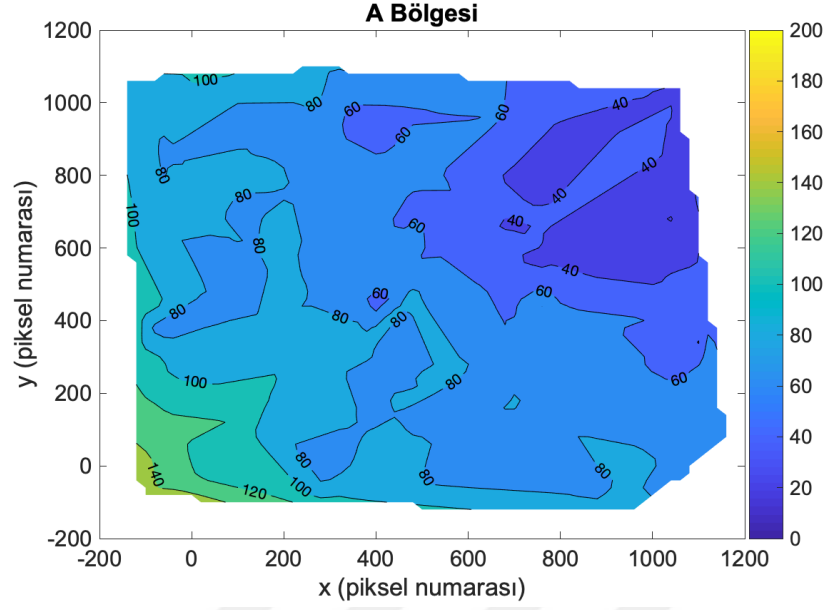
Şekil 3.13 C bölgesi için parlak kaynaklar (sol panel) ve tüm elverişli kaynaklar (sağ panel) kullanılarak oluşturulmuş olan haritalar.

Bu incelemelerden anlaşıldığı üzere, her alandaki parlak yıldızların sayısı ve dağılımı haritalama için önemli bir konudur. Bir alanı sağlıklı olarak haritalamak için gereken minimum parlaklıktaki yıldız sayısı ve bölge içindeki dağılımları daha derinlemesine araştırılmalıdır.

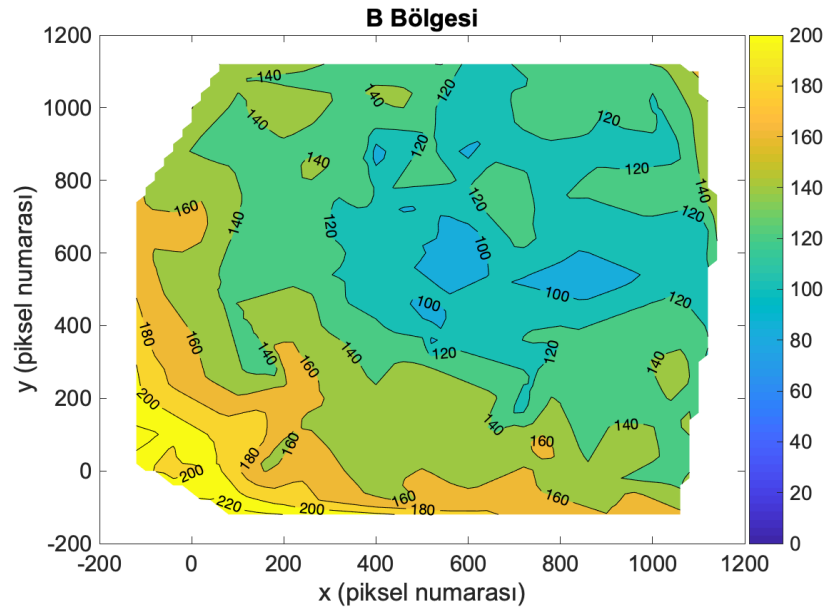
Hedef bölgeler için elde edilen optik derinlikler ve laboratuvar çalışmaları ile ISDA-asetilen için elde edilen 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurma katsayısı (Günay et al., 2018) birlikte kullanılarak (Bkz. Ek 1), alifatik karbon kolon yoğunlukları hesaplanmıştır. Ayrıca ISDA-asetilen için elde edilen alifatik karbon / toplam karbon oranı kullanılarak hedef bölgeler için yıldızlararası toz bünyesinde bulunan toplam karbon bollukları hesaplanmıştır.

Yapılan çalışma sonucunda, Gökada merkezinde A bölgesi için alifatik karbon bolluğunun yaklaşık 19 - 162 ppm ve toplam karbon bolluğunun 50 - 427 ppm, B bölgesi için alifatik karbon bolluğunun yaklaşık 83 - 334 ppm ve toplam karbon bolluğunun yaklaşık 218 - 615 ppm, C bölgesi için alifatik karbon bolluğunun yaklaşık 42 - 174 ppm ve toplam karbon bolluğunun yaklaşık 109 - 387 ppm arasında değiştiği bulunmuştur.

Elde edilen sonuçlar kullanılarak, Gökada merkezindeki hedef bölgeler olan A bölgesi ve B bölgesi için alifatik karbon bolluklarını gösterecek şekilde haritalama çalışmaları yapılmıştır. Bu bölgeler için sırasıyla alifatik karbon dağılımını göstermek üzere hazırlanan haritalar Şekil 3.14 ve Şekil 3.15'te sunulmuştur.

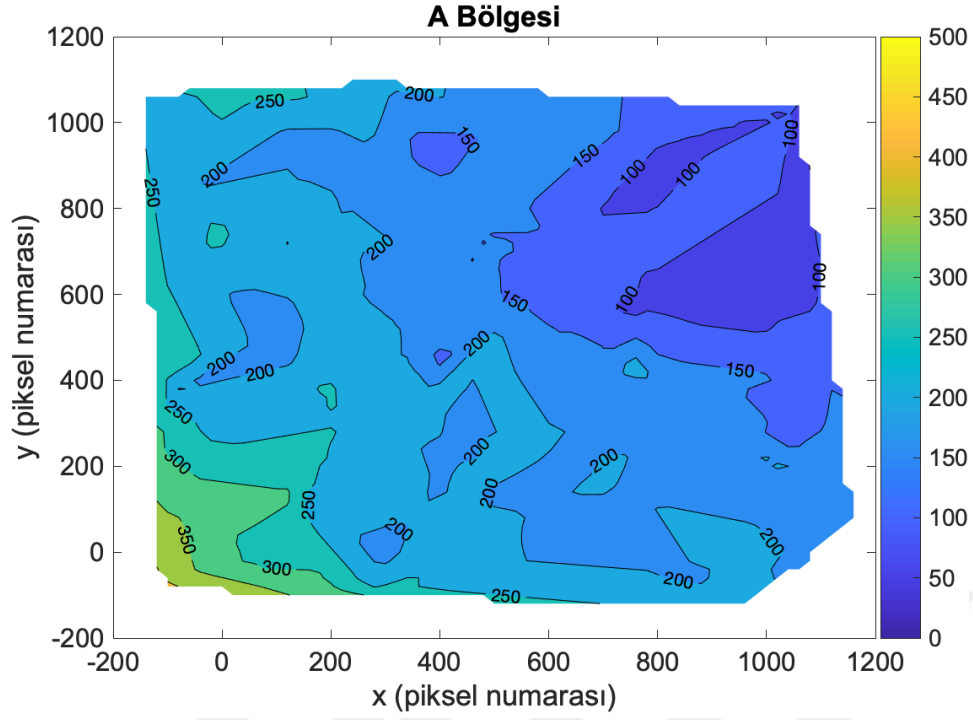


Şekil 3.14 A bölgesi için Gökada merkezindeki alifatik karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita.

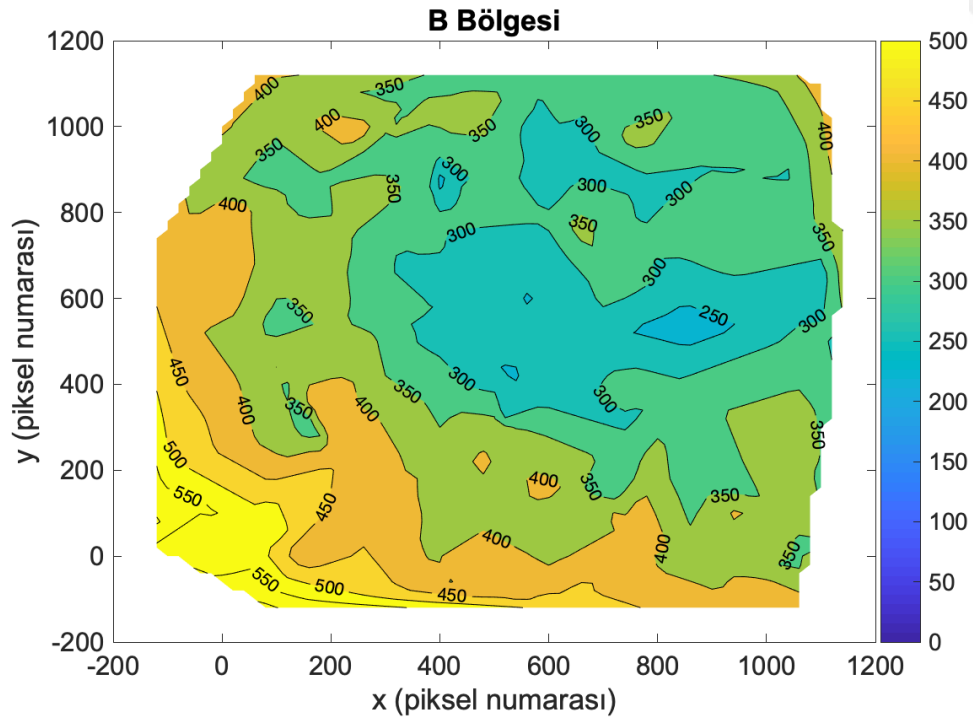


Şekil 3.15 B bölgesi için Gökada merkezindeki alifatik karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita.

Haritalama çalışmaları A bölgesi ve B bölgesi için toplam karbon bolluklarını gösterecek şekilde tekrarlanmıştır. Gökada merkezinde yer alan A bölgesi ve B bölgesi için yıldızlararası toz bünyesinde bulunan toplam karbon dağılımını göstermek üzere hazırlanan haritalar sırasıyla Şekil 3.16 ve Şekil 3.17'de sunulmuştur.



Şekil 3.16 A bölgesi için Gökada merkezindeki toplam karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita.



Şekil 3.17 B bölgesi için Gökada merkezindeki toplam karbon bolluklarını (ppm) gösteren harita.

4. SONUÇLAR

4.1 Laboratuvar Çalışmaları

Bu çalışmada, gaz halindeki başlangıç moleküllerinden (izopren ve asetilen) astrofiziksel koşullara uygun olacak şekilde yıldızlararası toz benzeşikleri üretilmiştir. Parçacık yoğunluğu ($10^{10} - 10^{12} \text{ cm}^{-3}$) ve uygulanan dinamik sıcaklık aralığı (birkaç 1000 K ile birkaç 10 K arasında değişen) yıldız çevresi / yoğun yıldızlararası ortamdaki astrofiziksel koşullara benzemektedir. Organik moleküllerce zengin plazmadan yoğunlaşan ürünler yıldızlararası toz benzeşiği olarak incelenmiştir.

4.1.1 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin yapısal analizi

Yıldızlararası toz benzeşiklerinin yapıları SEM kullanılarak araştırılmıştır. SEM görüntülerinden ISDA-asetilenin yüzey yapısının nano-ölçekli grafit parçacıklardan oluştuğu anlaşılmaktadır. Bu bulgu UV sönmükleştirme tümseğinin küçük grafit taneleri tarafından oluşturulduğu söylemi ile uyumludur (Kwok 2009). Bununla birlikte, daha doğru morfolojik tanı koyabilmek adına, yıldızlararası toz benzeşiklerinin iç yapılarını araştırmak için ek olarak TEM¹ görüntülerinin incelenmesi de önemlidir.

4.1.2 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin IR bölgede tayf analizi

ISDA-izopren ve ISDA-asetilenin alifatik hidrokarbon soğurma bölgesindeki tayfları, yıldızlararası ortamdaki elde edilen gözlemsel tayflarla iyi eşleştiğinden her ikisinin de iyi birer yıldızlararası toz benzeşiği olduğu kabul edilmiştir. Ayrıca yıldızlararası toz benzeşiklerinin tayfında yer alan 6.9 μm ve 7.2 μm dolayındaki belirgin soğurma yapılarının, yıldızlararası tayfin 6.9 μm ve 7.25 μm dolayındaki C-H eğilmesi kaynaklı soğurma profilleri ile uyumlu olduğu bulunmuştur.

ISA benzeşikleri toplanma / depolanma, FTIR ve ¹³C NMR analizi sırasında kontrolsüz miktarda oksijene maruz kaldıkları için havadaki oksijen ile etkileşerek oksitlenmişlerdir. Bu nedenle her iki yıldızlararası toz benzeşiğinin tayfında karbonil C=O grubunun gerilme yapısı 5.8 μm dolayında görülmektedir. Ancak oksitlenme kontrolsüz olduğu için yıldızlararası tozun oksijen içeriği hakkında bilgi

¹ TEM: Transmission Electron Microscope

edinilememiştir. Ayrıca havadaki su buharı (H₂O) nedeniyle 3.0 µm dolayında O-H gerilmesi sonucu oluşan geniş soğurma yapısı, oksitlenme sonucu oluşabilecek O-H kaynaklı diğer soğurma yapılarını örtmektedir. Dolayısıyla, benzeşiklerin içerdiği karboksilik asit veya alkoller için anlamlı herhangi bir veri elde edilememiştir.

4.1.3 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin UV bölgede tayf analizi

Yıldızlararası toz benzeşikleri UV bölgede de incelenmiştir. ISDA-asetilen 219 nm dolayında soğurma göstermektedir. Bu soğurma UV soğurma tümseğinin 217.5 nm'de yer alan merkezi dalgaboyuna yakındır. Yıldızlararası ortamda UV sönmükleştirme tümseği merkezi dalgaboyunda bakış doğrultusuna göre kaymalar (217.5 ± 0.9 nm) olduğu bilinmektedir (Mathis, 1994). Bu nedenle 219 nm'de merkezlenmiş bir soğurmanın UV sönmükleştirme tümseği dolayında olduğu düşünülebilir. Bununla birlikte, benzeşiklerin buldukları ortam molekülleri (hekzan) ile olası etkileşimlerinin soğurmanın merkez dalgaboyunda kaymaya neden olabileceği de olasılıklar dahilindedir. Yıldızlararası toz benzeşiklerinin UV soğurmasının merkezi dalgaboyunu tam olarak belirlemek için vakumda veya UV-geçirgen bir alt tabaka üzerinde analizi önerilmiştir.

4.1.4 Yıldızlararası toz benzeşiklerinin ¹³C NMR analizi

¹³C NMR ölçümlerinden, yıldızlararası toz benzeşiklerinin alifatik karbon oranları ve toplam karbon miktarları hesaplanmıştır. ISDA-izoprenin % 57, ISDA-asetilenin % 38 alifatik karbon (CH₂ ve CH₃) içerdiği bulunmuştur.

Katı hal ¹³C NMR tekniğinde ölçülen sinyalin şiddeti, yıldızlararası toz benzeşiklerinin örnek miktarına (ISDA-izopren: 14.80 mg ve ISDA-asetilen: 7.67 mg) bağlı olduğu için yüksek çözünürlüklü tayf elde edilememiştir. Toplam sinyal/gürültü oranı, ISDA - izopren için 27 ve ISDA - asetilen için ise 8 olarak ölçülmüştür.

Katı hal ¹³C NMR analizi ile sp² karbonlarına ait olan 90 - 150 ppm aralığındaki sinyal ve sp³ karbonlarına ait olan 7 - 90 ppm aralığındaki sinyal incelenerek sp² ve sp³ melezlenmelerinde yer alan karbon türlerinin göreceli popülasyonlarının bir tahmini yapılmıştır. Bu sayede sp² ve sp³ melezlenmiş karbon türlerinin oranı (sp² / sp³) yaklaşık olarak elde edilmiştir. Bu ölçümde S/N oranı ISDA-izopren ve ISDA-asetilen için sırasıyla sp² = 11 ve 6, sp³ = 23 ve 7 olacak

şekilde veri elde edilmiştir. Mevcut katı hal ^{13}C NMR tayfı, sp^2 karbonlarının alt kümesi olan aromatik karbonları ayırmak için yeterli çözünürlüğe sahip olmadığından aromatik karbon miktarı tam olarak bilinmemektedir. Alifatik CH_2 ve CH_3 gruplarının miktarını bulabilmek için katı hal ^{13}C NMR tayfının çözünürlüğü yeterli olmamıştır. Bu nedenle hidrojen içerikleri CH_2 ve CH_3 gruplarının eşit miktarda olduğu, oksijen içerikleri ise benzeşiklerin tamamen karbon, hidrojen ve oksijenden oluştuğu kabul edilerek hesaplanmıştır.

4.1.5 Alifatik hidrokarbon 3.4 μm toplam soğurma katsayıları

3.4 μm toplam soğurma katsayısı için niceliksel ölçümler, aynı oluşum koşulları altında ancak farklı üretim dönemlerinde üretilen iki set ISDA-izopren ve dört set ISDA-asetilen benzeşiği kullanılarak yapılmıştır. Şekil 2.9'da görüldüğü gibi, yıldızlararası toz benzeşiklerinin farklı örnek setleri ile elde edilen ölçümler büyük ölçüde tutarlıdır. Bu sonuç yıldızlararası toz benzeşiklerinin yeniden üretilebilir olduğunu göstermektedir.

Sistematik olarak tekrarlanan FTIR ölçümleri, farklı kolon yoğunluklarına göre değişen toplam soğurmayı elde etmemizi sağlamıştır. ISDA-izopren ölçümleri yirmi adet örnek üzerinden, ISDA-asetilen ölçümleri ise on iki adet örnek üzerinden yapılmıştır. Şekil 2.9'da görülen doğrusal değişim ölçümlerin oldukça tutarlı olduğu ve hesaplanan toplam soğurma katsayılarının (A) güvenilir olduğunu göstermektedir. İki ayrı benzeşik (ISDA-izopren ve ISDA-asetilen) kullanılarak elde edilen katsayıların birbirleri ile uyumlu olması sonuçların güvenilirliğini desteklemektedir. Ancak, ileride yapılacak çalışmalarda farklı başlangıç maddelerinden yola çıkılarak araştırmanın daha fazla yıldızlararası toz benzeşiği ile genişletilmesi önerilir.

4.1.6 Astrofiziksel uygulamalar

Yıldızlararası toz benzeşiklerinden elde edilen toplam soğurma katsayıları kullanılarak hesaplanan alifatik karbon kolon yoğunlukları, literatürde (Pendleton et al. 1994) aynı bakış doğrultusu için (GCIRS 6E) bildirilen alifatik karbon kolon yoğunluklarından (CH_3 için $3.1 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ ve CH_2 için $6.2 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$) en az 5 kat daha fazladır.

Normalize karbon bollukları (C/H) (ppm), $N(\text{H}) = 2.04 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \text{ mag}^{-1} \text{ H}$ (Zhu et al. 2017) ve $A_V \sim 30^m$ kabul edilerek hesaplanmıştır. Gökada merkezi

kaynakları doğrultuları için alifatik ve toplam karbon kolon yoğunlukları ile normalize edilmiş bolluklar Çizelge 2.7'de sunulmuştur.

Alifatik karbon soğurma katsayıları, Gökada merkezi kaynakları doğrultusundaki yıldızlararası ortam için normalize (C/H) alifatik ve toplam karbon bolluklarını elde etmek için kullanılmıştır. Zhu vd. (2017) tarafından önerilen H kolon yoğunlukları ile elde edilen sonuçlar dikkate alındığında; ISDA-izopren ve ISDA-asetilen ile minimum ve maksimum alifatik karbon bollukları sırasıyla 54 - 132 ppm ve 55 - 135 ppm olarak elde edilmiştir. Gökada merkezi kaynakları doğrultusundaki yıldızlararası ortam için toplam karbon bollukları ISDA-asetilen ve ISDA-izopren benzeşiklerinin alifatik karbon / toplam karbon oranına dayanarak sırasıyla, 95 - 231 ppm ve 146 - 354 ppm değerleri arasında bulunmuştur. Diğer yandan Bohlin vd. (1978) tarafından bildirilen H kolon yoğunluğu değerleri kullanıldığında, normalize edilen karbon bolluk değerleri biraz değişmektedir. Örneğin, bu çalışmada elde edilen bolluk aralığının üst değeri 354 ppm'den 374 ppm'e yükselmektedir.

Bununla birlikte, H kolon yoğunluğuna ilişkin sonuçlarımız $A_V = 30^m$ varsayımına dayanmaktadır. Gökada merkezindeki her bir bakış doğrultusu için A_V değerlerindeki dalgalanmalar dikkate alındığında, normalize edilmiş karbon bollukları Çizelge 2.7'de verilen değerlerden farklı olacaktır. Bu çalışmada, $A_V=30^m$ kabul edilerek ve Zhu vd. (2017) sönükleştirme katsayısı kullanılarak maksimum 3.4 μm soğurma değerine karşılık 354 ppm kadar karbon olduğu bulunmaktadır. Benzer şekilde, $A_V=31^m$ ve $A_V=29^m$ değerleri için sırasıyla 367 ppm ve 343 ppm karbon olduğu sonucuna varılmaktadır.

Çizelge 2.7'de verilen $\tau_{3.4 \mu m}$ değerlerine bakıldığında, Gökada merkezi bölgesinde küçük uzanımsal ölçeklerde dahi karbon bolluklarında dalgalanmalar olduğu anlaşılmaktadır. Gökada Merkezi kaynakları için Çizelge 2.7'den elde edilen ortalama $\tau_{3.4}$ değerine dayanılarak, aynı parametrelerle *ortalama karbon bolluğu* 245 ppm olarak bulunmaktadır. Bu ortalama değer, F, G tipi yıldızların (Sofia and Meyer, 2001) atmosferinden elde edilen kozmik karbon bolluklarıyla (358 ± 82 ppm) uyumlu olarak değerlendirilebilir. Mathis vd. (1977) tarafından oluşturulan MRN ve Kim ve Martin (1996) tarafından oluşturulan MEM gibi parçacık boyutu dağılım modelleri kullanılarak hesaplanan 300 ppm karbon değerinden daha düşüktür. Bununla birlikte, bulduğumuz değer, Li ve Drain modeli (Li and Draine, 2001) ve ZDA (Zubko et al., 2004) gibi daha güncel modellerle ön görülen yaklaşık 250 ppm karbon değeriyle (Dwek, 2004) ile çok iyi uyum

göstermektedir. Çizelge 2.7'de bildirilmiş olan daha yüksek $\tau_{3.4}$ değerleri ($\tau_{3.4} \geq 0.31$) ele alındığında toplam karbon bolluğu, kozmik bolluk değerlerini ve modeller tarafından önerilen karbon bolluğu değerlerini aşmaktadır.

Diğer yandan, bu çalışmada elde edilen toz bünyesindeki 354 ppm'lik maksimum karbon bolluğu, Parvathi vd. (2012) tarafından bildirilen 395 ppm'lik karbon bolluğu ile uyumlu bulunmuştur. Parvathi vd. (2012) gözlemsel çalışmalarla elde ettikleri gaz fazındaki 464 ± 57 ppm maksimum karbon değerini kozmik karbon bolluğu olarak varsayımlardır. Gökada merkezi dışındaki çeşitli bakış doğrultuları için, elde ettikleri gaz fazındaki karbon bolluğuna göre, toz bünyesinde bulunan karbon bolluğunu dolaylı olarak hesaplamışlardır. Bu yöntemle, Parvathi vd. HD 207198 doğrultusu için, gaz fazında buldukları 69 ppm karbonu, toplam 464 ± 57 ppm karbondan çıkartarak katı fazda 395 ppm dolayında karbon olduğunu öne sürmüşlerdir. Parvathi vd. tarafından yine aynı bakış doğrultusu (HD 207198) için verilen sönükleştirme değeri ($A_V = 1^{m.5}$) ve Gökada merkezi dışındaki doğrultular için $\tau_{3.4}/A_V \cong 250$ (Pendleton et al., 1994) olduğu dikkate alındığında, $\tau_{3.4} = 0.006$ olarak hesaplanmaktadır. Bu optik derinlik değerine ve ISDA-asetilenden elde edilen verilere dayanarak, toplam karbon bolluğunun HD 207198 doğrultusunda yalnızca 6 ppm olduğu sonucuna varılmaktadır. Benzer yaklaşımla, Gökada merkezindeki bakış doğrultuları için A_V değeri ortalama 30^m kabul edilerek ve $\tau_{3.4}/A_V = 150$ (Pendleton et al., 1994) olduğu varsayılarak $\tau_{3.4} \cong 0.20$ elde edilmemektedir. Bu $\tau_{3.4}$ değeri ve ISDA-asetilen verileri kullanılarak, Gökada merkezi doğrultuları için toplam karbon bolluğu ~ 194 ppm olarak elde edilmektedir. Sönükleştirme miktarına bağlı olarak elde edilen bu değer, Gökada Merkezi kaynakları için Çizelge 2.7'den elde edilen ortalama $\tau_{3.4}$ değerine dayanılarak hesaplanan 245 ppm değerinden daha azdır. Bu durum, yıldızlararası toz bünyesindeki karbon bolluğu için daha önceki çalışmalarda sönükleştirme miktarına ve gaz fazındaki bolluklara bağlı olarak yapılan hesaplamaların çelişkili değerler ürettiğini göstermektedir. Bu açıdan çalışmamız, doğrudan karbonlu tozlardan kaynaklanan bir tayf yapısı olan $3.4 \mu m$ soğurmasının optik derinlik ölçümlerine dayandığı için büyük önem taşımaktadır.

Gözlemsel soğurma tayflarının analizinde, optik derinliği elde etmek için, iletilen akının (I) süreklilik yani başlangıç akısına (I_0) (ardalan kaynağın karacisim ışına eğrisi) oranının hesaplanması gerekmektedir ($I / I_0 = \exp(-\tau)$, Bkz. Ek 1). Ancak süreklilik belirlenmesinde uygulanan farklı yaklaşımlardan dolayı sonuç olarak elde edilen $\tau_{3.4}$ değerleri de değişmektedir. Bu durum $\tau_{3.4}$ değerlerinde belirsizlik yaratmaktadır. Moultağa vd. (2004) $\tau_{3.4}$ değerlerinin, uygulanan

süreklilik (I_0) değerlerine göre nasıl değiştiğini göstermektedir. Çalışmada GCIRS 16C doğrultusu için uyguladıkları süreklilikler (karacisim ışına eğrisi) ile $\tau_{3.4} = 0.49$ olarak bulunmuştur (Gökada merkezi kaynakları doğrultusunda ölçülmüş maksimum $\tau_{3.4}$ değeri). Bu $\tau_{3.4}$ değeri ve ISDA - asetilen verileri kullanılarak 185 ppm alifatik karbon ve 486 ppm toplam karbon elde edilmektedir. Bununla birlikte süreklilik doğrusal olarak temsil edildiğinde aynı doğrultu için alt limit olarak $\tau_{3.4} = 0.14$ değeri elde edilmiştir. Bu minimum değer yalnızca 53 ppm alifatik karbon ve 139 ppm toplam karbon anlamına gelmektedir. Görüldüğü gibi bu iki sonuç arasında önemli bir fark bulunmaktadır. Diğer yandan literatürde aynı Gökada merkezi kaynakları doğrultusunda farklı çözünürlüklerde elde edilmiş tayflardan hesaplanan $\tau_{3.4}$ değerleri farklılık göstermektedir. Örneğin, Chiar vd. (2002), GCIRS 7 doğrultusunda $\tau_{3.4} = 0.147$ olduğunu bildirmiştir. Bu $\tau_{3.4}$ değeri ISDA-asetilen sonuçlarına göre sadece 146 ppm toplam karbon anlamına gelmektedir. Diğer yandan Moutaka vd. (2004), $\tau_{3.4} = 0.41$ olduğunu bildirmiştir. Bu değer ise 407 ppm toplam karbona eşdeğerdir. İki sonuç arasındaki fark oldukça dikkat çekicidir: 261 ppm.

Bu sonuçlar, τ değerlerinin ölçme ve analiz yöntemine büyük oranda bağlı olduğunu ve bunun da karbon bolluğunda büyük belirsizliklere yol açtığını göstermektedir. Yıldızlararası ortamdaki karbonlu tozların Gökada merkezi doğrultusundaki bolluğu ve dağılımı hakkında daha güvenilir bilgi edinebilmek için $\tau_{3.4}$ değerlerinin ilgili tüm bakış doğrultularında aynı yöntemle elde edilmesi gerekmektedir.

4.2 Gözlemsel Çalışmalar

Yıldızlararası toz bünyesinde bulunan alifatik karbonların ve toplam kolon yoğunluğunun dağılımını haritalayabilmek için spektrofotometrik ölçümlere dayanan bir yöntem üzerinde çalışılmıştır. Bu yöntemle elde edilen akı değerleri kalibre edilip düşük çözünürlüklü tayflara dönüştürülerek 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurmasının optik derinliği hesaplanmıştır. Elde edilen optik derinlikler kullanılarak, Gökada merkezi bölgesinde iki farklı bölgenin alifatik karbon ve toplam karbon bollukları haritalanmıştır.

4.2.1 Optik derinlik hesaplamaları

Bu çalışmada referans yıldız gözlemi yapılamadığından, elde edilen verilerin mutlak kalibrasyonu konusunda güçlük yaşanmıştır. Bu amaçla literatürdeki

fotometrik ve tayfsal verilerden faydalanma yolları araştırılmıştır. Elde edilen akıların mutlak kalibrasyonu için tayfsal verilerden çok literatürdeki fotometrik verilerin kullanılmasının daha sağlıklı olduğu bilinmektedir. Ancak 3.4 μm soğurmasının bulunduğu bölgenin kalibrasyonu için gerekli olan fotometrik parlaklık verileri (2MASS – IRAC süzgeçleri kombinasyonu: 2.15 μm , 3.6 μm , 4.5 μm) yetersiz kalmıştır. Sonuç olarak ölçümlerin kalibrasyonu literatürdeki tayfsal veriler kullanılarak yapılmış ve 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurma değeri hesaplanmıştır.

A bölgesinde yer alan test grubu yıldızları için spektrofotometri ile elde edilen optik derinlik değerleri, tayfölçüm yöntemiyle elde edilen optik derinlik değerleriyle karşılaştırılmıştır. Yapılan karşılaştırma sonucunda çalışmamızda kullandığımız yeni yöntem ile elde edilen değerlerin tayfölçüm yöntemiyle elde edilen değerler ile büyük ölçüde tutarlı olduğu bulunmuştur. Gerçekte, tayfölçüm ve spektrofotometri farklı teknikler olduğundan bu iki ayrı teknik ile elde edilen sonuçların tam olarak örtüşmesi beklenmemektedir.

A bölgesi üzerinde çalışılarak elde edilen kalibrasyon değerleri B ve C bölgelerine de uygulanmıştır. Daha önce de belirtildiği gibi B bölgesi kaynakları doğrultusunda 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurması üzerine yapılmış bir çalışma literatürde olmadığı için elde edilen sonuçları karşılaştırma olanağı bulunmamaktadır. C bölgesi için elde edilen sonuçlar, literatür değerleriyle (Godard et al., 2012) karşılaştırılmış ve parlaklığı nedeniyle ölçümlerde aşırı doymuş olan kaynak (S7) doğrultusu için elde edilen değerler dışında tutarlı bulunmuştur. Bu durum, spektrofotometrik ölçümlerde ortak poz süresi uygulandığı için, incelenecek kaynakların parlaklıklarının birbirlerinden çok farklı olmaması gerektiğini göstermektedir. Öte yandan, farklı bölgelerin ortak kalibrasyonunun güvenilirliğinin de daha detaylı araştırılması yararlı olacaktır. Kalibrasyon çalışmalarının yapılacak tayfsal çalışmalar ile de desteklenmesi gelecek çalışma hedefleri arasında yer almalıdır.

Spektrofotometri ile elde edilen optik derinliklerin tayfölçümden farklı olmasının temel nedenlerinden biri, tayf verilerindeki çözünürlük farkıdır. Tayfölçüm ile elde edilen yüksek çözünürlüklü tayfların aksine, spektrofotometrik teknikte düşük çözünürlüklü tayflar elde edilebilmiştir. Öte yandan, spektrofotometrik teknik daha iyi bir uzanımsal çözünürlük sağladığından, Gökada merkezi gibi kalabalık bölgelerde ilgilenilen kaynağın akısını daha iyi ayırt edebilme imkanı sunmaktadır.

Optik derinlik hesaplamalarında, tayf verileri kadar süreklilik düzeyinin belirlenmesinin de sonuçlar üzerinde önemli etkisi bulunmaktadır ($\tau = \ln I_0 / I$). Moulta vd. (2004) yaptıkları çalışmada, elde etmiş oldukları $\tau_{3.4}$ değerlerinin uygulanan süreklilik (I_0) değerlerine bağlı bir belirsizlik içerdiğini vurgulamışlardır. Bundan dolayı, $\tau_{3.4}$ değerlerinin en alt limitini hesaplamak için ayrıca sürekliliği doğrusal olarak temsil ederek ölçüm yapmışlardır. Yaptıkları çalışmada kaynakların sıcaklıklarına bağlı karacisim eğrisi ile hesapladıkları süreklilikleri kullanılarak elde ettikleri $\tau_{3.4}$ değerleri ile doğru temsili uygulayarak elde ettikleri değerler arasında önemli ölçüde fark olduğu görülmektedir. Yaptığımız çalışmada, hedef bölgelerde bulunan kaynakların büyük çoğunluğunun sıcaklıkları bilinmediğinden, karacisim ışımaya dayanan süreklilik akısı hesabı mümkün olmamıştır. Bu nedenle optik derinliğin alt limitini belirlemek ve literatür verileri ile sağlıklı karşılaştırma yapabilmek için optik derinlikler Moulta vd. (2004) tarafından yapılmış olduğu gibi doğru temsili kullanılarak hesaplanmıştır.

Sonuç olarak, τ değerlerinin ölçme ve analiz yöntemine büyük oranda bağlı olduğu görülmektedir. Literatürde aynı Gökada merkezi kaynakları için farklı çalışmalarda elde edilmiş $\tau_{3.4}$ değerleri birbirleri ile örtüşmemektedir. Ek 2’de verilen çalışmalarda da bu durum sıklıkla görülmektedir. Gökada merkezi doğrultusunda 3.4 μm optik derinlik değişiminin güvenilir bir şekilde incelenebilmesi için $\tau_{3.4}$ değerlerinin tüm kaynak doğrultularında aynı yöntemle elde edilmesi büyük bir avantaj sağlamaktadır. Bu nedenle $\tau_{3.4}$ değerlerinin değişimini gösteren haritaların daha sağlıklı olarak yapılabilmesi açısından spektrofotometrik yöntem ön plana çıkmaktadır.

4.2.2 Haritalama çalışmaları

Alifatik karbonların kolon yoğunluğunun dağılımını haritalamak için 3.4 μm optik derinlik verileri ve ilişkili oldukları kaynağın piksel koordinatları kullanılmıştır. Oluşturulan veri setleriyle ara değer yöntemi kullanılarak hesaplamalar yapılmıştır. Bu şekilde 3.4 μm optik derinlik değerlerini piksel koordinatlarına göre gösteren eş düzey haritaları elde edilmiştir.

Haritalama çalışmasının güvenilirliği, her alan için farklı rastgele seçilmiş kaynak gruplarıyla da test edilmiştir. İki farklı kaynak grubu tarafından elde edilen A ve B bölgeleri sonuç haritaları kendi içlerinde karşılaştırılmış ve ufak farklılıklar dışında çoğunlukla tutarlı bulunmuştur. Sonuç olarak hiç bir ortak kaynak içermeyen gruplar ile oluşturulan haritaların birbirleri ile tutarlı olması, optik

derinlik haritalarının alandaki yıldızların özelliklerini değil, yıldızlararası ortamdan kaynaklanan özellikleri yansıttığını göstermektedir.

Öte yandan kaynakların dağılımının ve sıklığının haritalar üzerinde etkisi bulunmaktadır. Veri noktalarının olmadığı alanlarda ara değerler önem kazanmaktadır. Bu nedenle, haritalama çalışması üzerindeki ara değer etkisinin anlaşılması için ek çalışmalar destekleyici olacaktır.

Ayrıca haritalama çalışması için elverişli kaynak sayısı önemlidir. Bu amaçla A bölgesinde tüm süzgeçlerde $m_{3.4} < 10^m$ parlaklık koşulunu sağlayan ve B bölgesinde $m_{3.4} < 11^m$ parlaklık koşulunu sağlayan (bu bölgedeki parlak kaynak fazla olmadığı için) kaynaklar belirlenmiştir. Bu şekilde A ve B bölgelerinin her biri için 150 kaynak incelenmiştir. C bölgesinde kaynak sayısı diğer bölgelere göre çok daha az olduğu için $m_{3.4} < 11.5^m$ parlaklık koşulunu sağlayan 11 kaynak kullanılmıştır.

C alanındaki parlak yıldızların sayısı az olduğundan, haritalama yalnızca bu parlak yıldızların bulunduğu alanlar için tamamlanabilmiştir. Ayrıca yıldız sayısının az olmasından dolayı, oluşturulan haritada ara değere dayanan veriler de baskın olarak yer almaktadır. Benzeri durumlarla ilerideki uygulamalarda da karşılaşılabileceği için haritalama çalışmalarında kullanılacak parlak yıldızların ($m_{3.4} < 11^m$) minimum sayısının ayrıntılı olarak araştırılması yararlı olacaktır.

Elde edilen haritaların, kaynakların parlaklığına bağlı olarak değişip değişmediği de araştırılmıştır. Bu açıdan A ve B bölgelerindeki yıldızlar parlaklıklarına göre gruplara ayrılarak haritalama çalışmaları yinelenmiştir. Farklı parlaklık grupları için elde edilen haritalar birbiriyle karşılaştırılmış ve bir önceki rastgele gruplandırma testi sonuçlarına benzer şekilde tutarlı bulunmuştur.

Öte yandan, duyarlık UIST dizgesi boyunca eş dağılımlı değildir. Bölgelerin duyarlığı arasında değişimler vardır. Örneğin, duyarlığın en yüksek ve en düşük olduğu bölgeler arasında $\sim 0^m.5$ fark bulunmaktadır. Bu durum, kuantum verimliliğinin dizge boyunca değişmesinden kaynaklanmaktadır ve ölçümler üzerindeki etkisi *flat* düzeltmesi ile büyük ölçüde giderilebilmektedir. Elde edilen mozaiklerin en dış çerçevesi (piksel koordinatları $x = -200$ ile 0 arası ve $y = -200$ ile 0 arası) diğer bölgelere göre daha düşük S/N oranına sahiptir. Ayrıca bu dış çerçevenin kenar bölgelerinde ara değer hesabı yapılamadığından dış değer bulma yöntemi ile hesaplama yapmak gerekmektedir. Bu durum bitişik bölge

gözlemlerinde ara değer hesabı ile giderilebilir. Ancak bu çalışmada bitişik bölge gözlemleri olmadığından ve dış değer bulma yöntemi ile elde edilecek verilerin güvenilirliği tartışmalı olacağından dış çerçevedeki bölgeler haritalama çalışmasının dışında bırakılmıştır.

Bu şekilde elde edilen haritalar sayesinde toz bünyesinde bulunan alifatik karbonun ve toplam karbonun dağılımı hedef bölgeler için belirlenmiştir. Bölgelerin haritaları birbirleri ile karşılaştırıldığında alifatik karbon kolon yoğunluğu dağılımlarının birbirlerinden farklı olduğu görülmektedir.

A bölgesi daha önce çalışılmış bir bölgedir. Literatürde yer alan en yüksek sönükleştirme ve en yüksek 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurması değerleri A bölgesinde yer alan Gökada merkezi kümesi kaynakları doğrultusunda ölçülmüştür.

B bölgesi kaynakları doğrultusunda bir çalışma bulunmamaktadır. Ancak yapılan bu çalışma sonucunda B bölgesindeki bazı kaynaklar doğrultusundaki 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurmasının, A bölgesi kaynaklarına göre daha şiddetli olduğu görülmüştür.

C bölgesi bakış doğrultusunda ise bu bölgelerden daha düşük 3.4 μm alifatik hidrokarbon soğurması saptanmıştır. Aslında bu sonuç Gökada merkezi dışında bulunan C bölgesi için beklenen bir durumdur. Gökada merkezindeki bakış doğrultuları için $A_V / \tau_{3.4} = 150$ ve Gökada merkezi dışındaki bakış doğrultuları için $A_V / \tau_{3.4} = 250$ (Pendleton et al. 1994) olduğu dikkate alındığında bu bölge için $\tau_{3.4} \approx 0.03$ olması beklenmektedir (Godard et al., (2012) (C bölgesinde yer alan IRAS 18511+0146 doğrultusunda A_V değerinin ortalama $A_V \sim 7$ olduğunu hesaplamıştır). Bu uyumsuzluk Godard vd. (2012) tarafından da tartışılmıştır. C bölgesi için elde edilen 3.4 μm alifatik hidrokarbon kolon yoğunluğu genel olarak literatürdeki değerler (Godard et al., 2012) ile örtüşmektedir.

A bölgesi için alifatik karbon bolluğunun yaklaşık 19 - 162 ppm ve toplam karbon bolluğunun 50 - 427 ppm arasında; B bölgesi için alifatik karbon bolluğunun yaklaşık 83 - 334 ppm ve toplam karbon bolluğunun 218 - 615 ppm arasında değiştiği, C bölgesi için ise alifatik karbon bolluğunun yaklaşık 42 - 174 ppm ve toplam karbon bolluğunun 109 - 387 ppm arasında değiştiği bulunmuştur. Bu değerler genel olarak kozmik karbon bollukları ve bölge özelliklerine göre beklenen değerlerle uyumlu olarak değerlendirilmiştir.

Elde edilen haritalarda (Bkz. Şekil 3.16 ve 3.17) A bölgesinde karbon bolluğu sol alt köşede (piksel koordinatları: $x = -200$ ve $y = -200$, Gökada koordinatları: $l \sim 359.5$ ve $b > -0.02$) en yüksektir (~ 350 ppm) ve gittikçe azalarak sağ üst köşe (piksel koordinatları $x = 1200$ ve $y = 1200$, Gökada koordinatları: $l \sim 359.4$ ve $b < -0.07$) dolayında minimum değerler (~ 100 ppm) almaktadır. B bölgesinde ise karbon bolluğu sol alt köşede (piksel koordinatları: $x = -200$ ve $y = -200$, Gökada koordinatları: $l \sim 359.5$ ve $b > -0.02$) en yüksektir (~ 550 ppm) ve gittikçe azalarak orta bölgelerde (piksel koordinatları $x = 600$ ve $y = 600$) kozmik karbon bolluklarına yaklaşmakta (~ 300 ppm) ve sağ kanada doğru minimum değerler (~ 100 ppm) almaktadır. Sonrasında sağ üst köşeye köşe (piksel koordinatları $x = 1200$ ve $y = 1200$, Gökada koordinatları: $l \sim 359.4$ ve $b < -0.07$) doğru tekrar üst seviyelere yükselmektedir (~ 400 ppm).

Genel olarak B bölgesi A bölgesine göre daha fazla alt yapılanmalar göstermektedir. Elde edilen haritalara göre, karbon bollukları bu doğrultular boyunca küçük ölçeklerde önemli ölçüde değişmektedir.

5. TARTIŞMA

Gökadaların evrimini anlayabilmek için kimyasal bollukların belirlenmesi büyük önem taşımaktadır. Bu açıdan evrende en bol bulunan temel elementlerden biri olan karbonun yıldızlararası ortamdaki bolluğunun ve dağılımının belirlenmesi gerekmektedir.

Laboratuvarda üretilen yıldızlararası karbonlu toz benzeşikleri, yıldızlararası ortamda katı halde bulunan karbonun doğasını anlamamız ve özelliklerini çalışmamız için iyi bir araçtır. Bu çalışmada yıldızlararası karbonlu toz benzeşikleri, koşulları yıldız çevresi ortamdan yoğun yıldızlararası ortama doğru değişen dinamik bir süreç içerisinde üretilmiştir. Bu süreçte uygulanan yoğunluk ve sıcaklık aralıkları ile vakum haznesi içinde oluşturulan ortam, yıldız çevresi / yıldızlararası ortam koşulları ile benzerdir. Sonuç olarak oluşan organik moleküllerce zengin plazmadan yoğunlaşan toz parçacıkları yıldızlararası toz benzeşiği olarak değerlendirilmiştir. Yıldızlararası toz benzeşikleri kullanılarak laboratuvarda IR bölgede elde edilen tayflar gözlemsel tayflarla karşılaştırılmıştır. Laboratuvar tayflarındaki 3.4 μm soğurma yapısının, yıldızlararası tayf ile oldukça iyi örtüştüğü bulunmuştur. Bununla birlikte, UV tayfölçümü ve SEM de dahil olmak üzere yapılan diğer karşılaştırmalar, ISDA-asetilenin, yıldızlararası tozun tayfsal ve yapısal özelliklerini iyi bir şekilde temsil ettiğini göstermiştir. Ayrıca, yıldızlararası ortamda asetilen ve parçalanma ürünlerinin varlığı gözlemsel çalışmalarla da tespit edilmiştir. Bu nedenle, ISDA-asetilen daha ileri çalışmalar için umut verici bir yıldızlararası toz benzeşiğidir.

Bu çalışmada üretilen yıldızlararası toz benzeşikleri kullanılarak elde edilen 3.4 μm alifatik hidrokarbon toplam soğurma katsayıları literatürdeki (d'Hendecourt and Allamandola, 1986; Duley et al., 1998; Furton et al., 1999; Mennella et al., 2002; Dartois et al. 2004; Steglich et al., 2013; Gadallah, 2015) soğurma katsayılarına göre daha küçüktür. Çalışmamızdaki bu farklılığın nedeninin, 3.4 μm soğurma katsayısının, herhangi bir hidrokarbon malzeme yerine yıldızlararası toz benzeşikleri kullanılarak ölçülmesinden kaynaklandığı düşünülmektedir. Diğer bir neden ise benzeşiklerdeki karbon kolon yoğunluğunu elde etmek için kullanılan katı hal ^{13}C NMR yönteminin daha duyarlı sonuçlar sağlamasıdır.

Alifatik karbon kolon yoğunluğu hesaplamaları için kullanılan FWHM değeri (Bkz. Ek 1) gözlemsel olarak elde edilen 3.4 μm soğurma profilinden ölçülmüştür. Sonuç olarak, elde edilen 3.4 μm soğurma katsayıları ile hesaplanan alifatik karbon

kolon yoğunluklarının, GCIRS 6E doğrultusu için daha önce Pendleton vd. tarafından (1994) bildirilen değerlerden (CH_3 için $3.1 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ ve CH_2 için $6.2 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$) en az 5 kat daha büyük olduğu görülmüştür.

Benzeşiklerden elde edilen alifatik karbon/toplam karbon oranlarına ve literatürde yer alan $3.4 \mu\text{m}$ optik derinlik verilerine (Chiar et al., 2002) dayanarak, yıldızlararası tozdaki toplam karbon bolluğu için bir yaklaşımda bulunulmuştur. Ortalama optik derinlik değerleri kullanılarak toplam karbon bolluğu için ortalama bir değer 245 ppm olarak hesaplanmıştır. Elde edilen bu *ortalama karbon bolluğu*, sönükleştirme eğrilerine dayanan modeller ile elde edilen değerlerle ve ayrıca kozmik karbon bolluklarıyla karşılaştırılmıştır ve tutarlı bulunmuştur. Yıldızlararası ortamda toz bünyesinde önemli ölçüde karbon bulunabileceği laboratuvar çalışmaları ile gösterilmiştir.

Bu çalışmada, elde edilen toplam karbon bollukları, yıldızlararası toz benzeşiklerinin alifatik karbon / toplam karbon oranlarına bağlı olarak tahmin edilmiştir. Farklı kimyasal bileşimlere sahip yıldızlararası toz benzeşikleri farklı toplam karbon bollukları elde etmemizi sağlamıştır. İki farklı yıldızlararası toz benzeşiği ile elde edilen $3.4 \mu\text{m}$ soğurma katsayıları son derece tutarlı olmasına karşın, elde edilen alifatik karbon / toplam karbon oranları birbirlerinden farklıdır (ISDA-izopren için 0.57 ve ISDA-asetilen için 0.38). Bu fark yıldızlararası toz benzeşiklerinin $\text{sp}^2 / \text{sp}^3$ oranlarının farklı olmasından kaynaklanmaktadır. Gelecekteki laboratuvar çalışmaları, 217.5 nm UV sönükleştirme tümseğini üretebilen yıldızlararası toz benzeşikleriyle birlikte sp^2 karbon içeriği de göz önünde bulundurularak tekrarlanırsa, toplam karbon ($\text{sp} + \text{sp}^2 + \text{sp}^3$) bolluğu için daha kesin sonuçlar elde edilebilir.

Yıldızlararası ortamda farklı bakış doğrultuları için elde edilen gözlemsel tayflar farklılık gösterdiğinden, tek bir yıldızlararası toz türü beklemek gerçekçi bir yaklaşım değildir. Bunun için değişik başlangıç maddeleri kullanılarak üretilen çok sayıdaki yıldızlararası toz benzeşikleri ile yapılacak çalışmalar, yıldızlararası ortamdaki karbonlu tozun doğasını anlamak için destekleyici olacak ve bu sayede karbon krizine daha sağlıklı bir yaklaşımda bulunmak mümkün olacaktır.

Çalışmamızda kullandığımız yöntem ile yalnızca yüzey alifatik hidrokarbonlardan kaynaklanan $3.4 \mu\text{m}$ soğurması incelenebildiği için büyük toz parçacıklarının baskın olduğu yıldızlararası ortam bölgelerinde (Cardelli et al., 1989), toz taneciklerinin içinde saptanamayan bir miktar karbon bulunacaktır. Bu

nedenle büyük parçacık boyutlu yıldızlararası ortam bölgeleri için, sönükleştirme eğrilerinden faydalanılarak parçacık boyutu dağılımlarının hesaba katılması, gelecekteki bolluk çalışmalarının bir diğer hedefi olmalıdır. Bununla birlikte, karbonlu taneciklerin sönükleştirmedeki rolü net olmadığından sönükleştirme eğrilerine dayalı modeller yerine doğrudan karbonlu tozlara ilişkin soğurma özelliğinin ölçümlerini kullandığımız için çalışmamız, alifatik karbon bolluğu hakkında daha güvenilir bilgiler ve ayrıca toplam karbon bolluğu için de daha sağlıklı yaklaşımlar sağlayacaktır.

Gözlemsel olarak, yıldızlararası ortamda karbon bolluğunu ve dağılımını incelemek amacıyla kızılöte, milimetrealtı ve radyo bölgede çalışmalar yapılmaktadır. Bu gözlemler genellikle yıldızlararası ortamın gaz bileşeni içerisinde yer alan karbonlu moleküller üzerine odaklanmıştır. Bu çalışmalar sayesinde karbonun gaz halindeki dağılımı haritalanmaktadır. Ancak yıldızlararası ortamda katı halde bulunan karbon, toplam karbonun önemli bir kısmını oluşturmasına rağmen gözlemsel kısıtlamalar nedeniyle daha az çalışıldığı için bu alanda tayfsal veriye gereksinim duyulmaktadır.

Katı haldeki karbonun çoğu bakış doğrultusu için henüz çalışılmamış olmasının diğer bir önemli nedeni, tayfsal ölçümlerin gözlemsel maliyetinin fazla olmasıdır. Bu çalışmada uygulanan spektrofotometrik yöntem, çok sayıda kaynak doğrultusunda eş zamanlı ölçümler yapmamıza olanak sağladığı için alifatik hidrokarbon kaynaklı 3.4 μm soğurmasının ve bu sayede alifatik hidrokarbon bolluğunun haritalanabilmesi için kolaylık sağlamıştır. Böylece Gökada merkezi doğrultusunda yıldızlararası toz bünyesindeki karbon bolluğunun değişimini gösteren *eş düzey haritaları* literatürde ilk defa oluşturulmuştur.

Diğer yandan, 3.4 μm soğurmasının optik derinliğinin ($\tau_{3.4}$) ölçme ve analiz yöntemine büyük oranda bağlı olduğunu ve bunun da hesaplanan karbon bolluklarında büyük belirsizliklere yol açtığı görülmektedir. Bu bağlamda, hedeflenen bölgelerdeki $\tau_{3.4}$ değerlerinin aynı yöntemle eş zamanlı olarak ölçülmesi daha güvenilir sonuçlar elde edilmesi açısından yarar sağlamıştır.

Eş düzey haritalarındaki karbon bollukları, literatürdeki diğer gözlemsel çalışmalara bağlı olarak elde edilen karbon bollukları ve kozmik karbon bollukları ile karşılaştırılmıştır. Literatürde ölçülmüş en yüksek $\tau_{3.4}$ değeri (GCIRS 16C doğrultusu için $\tau_{3.4 \mu\text{m}} = 0.49$, Moutaka et al., 2004) ele alındığında, ISDA - asetilen toplam soğurma katsayısına bağlı olarak 486 ppm karbon elde edilmektedir. Bu

çalışmada ise A bölgesi için elde edilen maksimum karbon bollukları 427 ppm olup bu değerin altında kalmaktadır. B bölgesinde maksimum karbon bollukları 615 ppm olup, bu değerin önemli ölçüde (139 ppm) üzerindedir. Gökada merkezi dışında yer alan C Bölgesi için elde edilen maksimum karbon bollukları 387 ppm olup, beklendiği gibi bu değerin altındadır. Bu çalışmada hedef bölgeler için elde edilen maksimum karbon bolluğu değerleri, literatürdeki en yüksek kozmik karbon bolluklarının (F, G tipi yıldızların (Sofia and Meyer, 2001) atmosferinden elde edilen kozmik karbon bollukları 358 ± 82 ppm) üzerindedir.

Bu çalışmanın sonuçlarına göre, Gökada merkezi doğrultusunda yıldızlararası ortamda katı halde bulunan karbon bollukları bazı bölgelerde kozmik bollukların altında ve üstünde değerler olarak küçük ölçeklerde bile önemli ölçüde değişmektedir. Yıldızlararası ortamda katı haldeki karbonun dağılımının, gaz fazında bulunan karbon bollukları ile birlikte incelenmesi gelecek gözlemsel çalışmaların hedeflerinden biri olmalıdır. Bu dağılım aynı zamanda yıldızlararası karbonlu tozların dağılımını da yansıtmaktadır. Bu çalışma Gökadamızda karbonlu tozların dağılımının geniş ölçeklerde çalışılması ve diğer tozların dağılımı ile ilişkisinin incelenmesi için önemli bir katkı sağlayacaktır.

Bu tez çalışması, yıldızlararası toz bünyesinde daha önce düşünülenenden çok daha fazla alifatik yani yağ benzeri moleküller olduğunu ortaya koymuştur. Bu sonuç, yıldızlararası karbonlu toz tanelerinin yıldız ve gezegen oluşumundaki rollerini ve hatta yaşamın kökeni için gerekli olan organik malzemelerin gezegen yüzeylerine dağılmasındaki rollerini içeren soruları da gündeme getirmiştir.

Astronomi alanında son yıllarda teknolojiye gelişmeler sayesinde ilerleyen gözlem teknikleriyle, hem kendi Güneş Sistemimiz hem Gökadamızdaki cisimlerin oluşumu ve evrimi üzerine çok önemli bilgiler sağlanmış, gezegen oluşumu üzerine kuramlar bu yeni bilgilerin ışığında incelenmeye başlanmıştır. Bu kapsamda yıldızlararası ortamdaki karbonlu moleküllerin yaşamın kaynağı ile bağlantısı da araştırılan konulardan biridir. Bu soruya yanıt vermek amacıyla yıldızlararası ortamdaki organik moleküllerin oluşumları, evrimleri ve yıldızlararası bölgelerdeki dağılımları ve birbiri ile ilişkileri incelenmektedir. Kendi yıldızımız Güneş'in varlığından önce, başka yıldızların varlığına bağlı olarak oluşmuş toz taneciklerinin günümüz Güneş Sisteminde meteorlar bünyesinde kalıntı halinde bulunduğu bilinmektedir. Güneş Sistemimiz oluşuktan sonra, yaşamı besleyen organik maddelerin, meteor ve kuyruklu yıldızlar tarafından genç gezegenlere taşınmış olma olasılığı düşünülmektedir.

Bu tez çalışması kapsamında yapılan laboratuvar araştırmaları, derin uzayın yaşamla bağlantılı organik maddeler açısından oldukça zengin olduğunu göstermiştir. Bu organik maddelerin yıldızlararası ortamdaki madde döngüsü ile başka yıldız ve gezegen sistemlerine de taşınmiş olması mümkündür. Bu alandaki sorulara cevap bulmak için daha çok araştırmaya gereksinim duyulmaktadır. Bu açıdan alifatik hidrokarbon kaynaklı 3.4  m soğurma bandı gözlemleri, gözlenen bölgelerdeki tozların barındırdığı organik bileşiklerin izini sürmeye yardımcı olacaktır. Tez kapsamında yapılan gözlemsel çalışmalar, bizlere yaşamla ilişkili olabilecek organik bileşikleri içeren katı parçacıkların yıldızlararası ortamdaki bolluklarını ve dağılımını geniş ölçeklerde araştırabilmemiz için oldukça kullanışlı bir yöntem önererek önemli bir adım atmamızı sağlamıştır. Sonuç olarak elde edilen bulgular, Gökadamızın kimyasal evrimi, yıldızlararası ortam, yıldızlar ve gezegenli sistemler gibi değişik çalışma alanlarına da gelecekte katkı sağlayacaktır.

KAYNAKLAR DİZİNİ

- Adamson, A.J.**, 1989, Infrared studies of dust and gas towards the Galactic Center: 3-5 μm spectroscopy, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 241:873-882pp.
- Adamson, A.J., Whittet, D.C. B. and Duley, W.W.**, 1990, The 3.4 μm interstellar absorption feature in Cyg OB2 no.12, *Royal Astronomical Society*, 243:400-404pp.
- Allamandola, L.J., Sandford, S.A. and Tielens, A.G.G.M.**, 1992, Infrared spectroscopy of the dense clouds in the C-H stretch region: methanol and “diamonds”, *The Astrophysical Journal*, 399:134-146pp.
- Allen, D.A. and Wickramasinghe, D.T.**, 1981, Diffuse interstellar absorption between 2.9 and 4 μm , *Nature*, 294:239-240pp.
- Apai, D. and Lauretta, D.S.**, 2010, Protoplanetary Dust Astrophysical and Cosmochemical Perspectives, Cambridge, New York, 377p.
- Asplund, M., Grevesse, N. and Sauval, A.J.**, 2006, The solar chemical composition, *Elsevier, Nuclear Physics A*, 777:1-4pp.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A.J. and Scott, P.**, 2009, The chemical composition of the Sun, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 47:481-522pp.
- Becklin, E.E., Matthews, K., Neugebauer, G. and Willner, S.P.**, 1978, Infrared observations of the galactic center. IV - The interstellar extinction, *The Astrophysical Journal*, 220:831-835pp.
- Becklin, E.E. and Neugebauer, G.**, 1969, Infrared Observations of the Galactic Center at 5 and 10 μ , *Bulletin of the American Astronomical Society*, 1:182,1p.
- Becklin, E.E. and Neugebauer, G.**, 1975, High-resolution maps of the Galactic center at 2.2 and 10 microns, *The Astrophysical Journal*, 200:71-74pp.
- Bohlin, R.C., Savage, B.D. and Drake, J.F.**, 1978, A survey of interstellar H I from $\text{L}\alpha$ absorption measurements. II, *ApJ*, 224:132-142pp.
- Butchart, I., McFadzean, A.D., Whittet, D.C.B., Geballe, T. R. and Greenberg, J.M.**, 1986, Three micron spectroscopy of Galactic Center source IRS 7, *Astronomy & Astrophysics*, 154: L5-L7pp.
- Cardelli, J.A., Clayton, G.C. and Mathis, J.S.**, 1989, The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction, *ApJ*, 345: 245-256pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Cardelli, J.A., Meyer, D.M., Jura, M. and Savage, D.B.**, 1996, The abundance of interstellar carbon, *The Astrophysical Journal*, 467:334-340pp.
- Cartledge, S.I.B., Lauroesch, J.T. and Meyer, D.M.**, 2006, The homogeneity of interstellar elemental abundances in the Galactic disk, *The Astrophysical Journal*, 641:327-346pp.
- Cartledge, S.I.B., Lauroesch, J.T., Meyer, D.M. and Sofia, U.J.**, 2004, The homogeneity of interstellar oxygen in the galactic disk, *The Astrophysical Journal*, 613:1037-1048pp.
- Chiar, J.E., Adamson, A.J., Pendleton, Y.J., Whittet, D.C.B., Caldwell, D.A. and Gibb E. L.**, 2002, Hydrocarbons, Ices, and XCN in the Line of Sight toward the Galactic Center, *The Astrophysical Journal*, 570:198-209pp.
- Chiar, J.E., Pendleton, Y.J., Geballe, T.R., Tielens and A.G.G.M.**, 1998, Near-infrared spectroscopy of the proto-planetary nebula CRL 618 and the origin of the hydrocarbon dust component in the interstellar medium, *The Astrophysical Journal*, 507:281-286pp.
- Chiar, J.E., Tielens, A.G.G.M., Adamson, A.J. and Ricca, A.**, 2013, The structure, origin, and evolution of interstellar hydrocarbon grains, *The Astrophysical Journal*, 770:78,13pp.
- Chiar, J. E., Tielens, A.G.G.M., Whittet, D.C.B., Schutte, W.A., Boogert, A.C.A., Lutz, D., van Dishoeck, E.F. and Bernstein, M.P.**, 2000, The composition and distribution of dust along the line of sight toward the galactic center, *The Astrophysical Journal*, 537:749-762pp.
- Contreras, C.S. and Salama, F.**, 2013, Laboratory investigations of polycyclic aromatic hydrocarbon formation and destruction in the circumstellar outflows of carbon stars, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208:6-17pp.
- Cotera, A.S., Simpson, J.P., Erickson, E. F., Colgan, S. W. J. and Burton, M.G., Allen, D.A.**, 2000, Interstellar extinction in the vicinity of the Galactic center, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 129-1:123-146pp.
- d'Hendecourt, L.B. and Allamandola, L. J.**, 1986, Time dependent chemistry in dense molecular clouds. III. Infrared band cross sections of molecules in the solid state at 10K, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, v64, 453-467pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Dartois E.**, 2011, Observations of interstellar carbon compounds, *PAHs and the Universe - EAS Publications Series*, 46:381-391pp.
- Dartois, E., Geballe, T. R., Pino, T., Cao, A.-T., Jones, A., Deboffle, D., Guerrini, V., Bréchnignac and Ph. Dartois, E.**, 2011, Observations of interstellar carbon compounds, *PAHs and the Universe - EAS Publications Series*, 46:381-391pp.
- Dartois, E., Geballe, T. R., Pino, T., Cao, A.-T., Jones, A., Deboffle, D., Guerrini, V., Bréchnignac, Ph. and d'Hendecourt, L.**, 2007, IRAS 08572+3915: constraining the aromatic versus aliphatic content of interstellar HACs, *Astronomy & Astrophysics*, 463:635–640pp.
- Dartois, E., Marco, O., Munoz-Caro, G.M., Brooks, K., Deboffle, D. and d'Hendecourt L.**, 2004, Organic matter in Seyfert 2 nuclei: comparison with our Galactic sight of lines, *Astronomy & Astrophysics*, 423:549-558pp.
- Didriche, K. and Herman, M.**, 2010, A four-atom molecule at the forefront of spectroscopy, intramolecular dynamics and astrochemistry: acetylene, *Elsevier Chemical Physics Letters*, 496:1-7pp.
- Dishoeck, E.F.**, 2008, Organic matter in space - an overview, *Organic Matter in Space Proceedings IAU Symposium*, 251:3-17pp.
- Dishoeck, E.F.**, 2014, Astrochemistry of dust, ice, and gas: introduction and overview, *Faraday Discussions*, 168:9, 39pp.
- Duley, W.W., Scott, A.D., Seahra and S., Dadswell, G.**, 1998, Integrated absorbances in the 3.4 mm CH_n band in hydrogenated amorphous carbon, *The Astrophysical Journal*, 503:L183–L185pp.
- Dwek, E.**, 2004, Interstellar dust: what is it, how does it evolve, and what are its observational consequences?, *American Institute of Physics Conference Proceedings*, 761:103-122pp.
- Ehrenfreund, P., Robert, F., d'Hendecourt, L. and Behar, F.E.**, 1991, Composition of interstellar and meteoritic matter at 3.4 μm, *Astronomy & Astrophysics*, 252:712-717pp.
- Fitzpatrick, E.L.**, 1999, Correcting for the effects of interstellar extinction, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111:63-75pp.
- Fitzpatrick, E. L. and Massa, D.**, 1999, Determining the physical properties of the B stars. I. Methodology and first results, *ApJ*, 525:1011-1023pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Fitzpatrick, E.L. and Massa, D.**, 2007, An analysis of the shapes of interstellar extinction curves. V.The IR-through UV-curve morphology, *The Astrophysical Journal*, 663:320-341pp.
- Flower, D.**, 2007, Molecular Collisions in the Interstellar Medium, Cambridge, New York, 187p.
- Furton, D. G., Laiho, J. W. and Witt, A. N.**, 1999, The amount of interstellar carbon locked in solid hydrogenated amorphous carbon, *The Astrophysical Journal*, 526:752-763pp.
- Gadallah, K.A.K.**, 2015, Hydrocarbon analogs of cosmic dust to trace the solid carbon abundance in the interstellar medium, *Elsevier, Advances in Space Research*, 55:705–715pp.
- Geballe, T. R., Mason R. E., Rodriguez-Ardila, A. and Axon, D. J.**, 2009, The 3–5 μm spectrum of NGC 1068 at high angular resolution: distribution of emission and absorption features across the nuclear continuum source, *The Astrophysical Journal*, 701:1710–1720pp.
- Geballe, T.R. and Oka, T.**, 2010, Two new and remarkable sightlines through the Galactic center’s molecular gas, *The Astrophysical Journal Letters*, 709:L70–L73pp.
- Godard, M., Geballe, T. R., Dartois, E. and Muñoz Caro, G.M.**, 2012, The deep 3.4 μm interstellar absorption feature toward the IRAS 18511+0146 cluster, *Astronomy & Astrophysics*, 537:A27,8p.
- Grevesse, N. and Sauval, A.**, 1998, Standard Solar composition, Springer Space Science Reviews, 85:161-174pp.
- Günay, B.**, 2011, Astrokimya: Yıldızlararası Ortamın Kimyası, Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, 157s (yayımlanmamış).
- Günay, B., Schmidt, T.W., Burton, M. G., Afşar, M., Krechkivska, O., Nauta, K., Kable, S. H. and Rawal, A.**, 2018, Aliphatic hydrocarbon content of Interstellar dust, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 479(4):4336-4344pp.
- Henning, T.**, 1996, Interstellar dust grains – An overview, *Molecules in astrophysics: probes & processes: abstract book, IAU symposium*, 343-356pp.
- Hollas, J. M.**, 2004, Moderns Spectroscopy, Fourth Edition, Wiley, England, 452p.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Henning, T., Jäger, C. and Mutschke, H.,** 2004, Laboratory studies of carbonaceous dust analogs, *Astrophysics of Dust ASP Conference Series*, 309:603-628pp.
- Henry, J. P., DePoy, D. L. and Becklin, E. E.,** 1984, The location of infrared sources in the galactic center from a deep 1 micron CCD image, *The Astrophysical Journal*, 285: L27-L30pp.
- Horne, K.,** 1986, An optimal extraction algorithm for CCD spectroscopy, *Astronomical Society of the Pacific Publications*, 98:609-617pp.
- Imanishi, M.,** 2000, The 3.4- μm absorption feature towards three obscured active galactic nuclei, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 319:331-336pp.
- Ishii, M., Nagata, T., Chrysostomou, A. and Hough, J. H.,** 2002, 3.4 Micron Feature on the Shoulder of Ice-Band Absorptions in Three Luminous Young Stellar Objects: IRAS 18511+0146, IRAS 21413+5442, and IRAS 04579+4703, *The Astrophysical Journal*, 124:2790-2798pp.
- Jacob, W. and Unger, M.,** 1996, Experimental determination of the absorption strength of C–H vibrations for infrared analysis of hydrogenated carbon films, *Applied Physics Letters*, 68:475-477pp.
- Jennes, T. and Economou, F.,** 2015, ORAC-DR: A generic data reduction pipeline infrastructure, *Astronomy and Computing*, Volume 9:40-48pp.
- Jones, T.J., Hyland, A.R. and Allen, D.A.,** 1983, 3 micron spectroscopy of IRS7 towards the Galactic Centre, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 205:187-190pp.
- Kim, S. H. and Martin, P. G.,** 1996, On the dust-to-gas ratio and large particles in the interstellar medium, *The Astrophysical Journal*, 462:296-308pp.
- Kovačević, E., Stefanović, I., Berndt, J., Pendleton, Y.J. and Winter, J.,** 2005, A candidate analog for carbonaceous interstellar dust: formation by reactive plasma polymerization, *The Astrophysical Journal*, 623:242-251pp.
- Kwok, S.,** 2008, Synthesis of organic compounds in the circumstellar environment, *Organic Matter in Space Proceeding IUA Symposium*, 251:175-183pp.
- Kwok, S.,** 2009, Organic matter in space: from star dust to the Solar System, *Astrophysics and Space Science*, 319:5-12pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Kwok, S.**, 2015, Organic Compounds in Circumstellar and Interstellar Environments, *Springer Origins of Life and Evolution of Biospheres*, 45:113–121pp.
- Kwok, S.**, 2016, Complex organics in space from Solar System to distant galaxies, *Springer The Astronomy and Astrophysics Review*, 24:8, 27p.
- Lebofsky, M.J.**, 1979, Variable extinction at the Galactic center, *Astronomical Journal*, 84:324-328pp.
- Lee, W. and Wdowiak, T.J.**, 1993, Origin of the hydrocarbon component of carbonaceous chondrites: the star-meteorite connection, *The Astrophysical Journal Letters*, 417:L49-L51pp.
- Lequeux, J.**, 2003, *The Interstellar Medium*, Springer, Berlin, 437p.
- Lequeux, J. and de Muizon, M.J.**, 1990, The 3.4 and 12 micrometer absorption bands in the proto-planetary nebula CRL 618, *Astronomy & Astrophysics*, 240:L19-L22pp.
- Li, A. and Draine, B.T.**, Infrared emission from interstellar dust. II. The diffuse interstellar medium, 2001, *The Astrophysical Journal*, 554:778-802pp.
- Lodders, K.**, 2003, Solar system abundances and condensation temperatures of the elements, *The Astrophysical Journal*, 591:1220-1247pp.
- Mason, R.E., Wright, G., Pendleton, Y. and Adamson, A.**, 2004, Hydrocarbon dust absorption in Seyfert galaxies and ultraluminous infrared galaxies, *The Astrophysical Journal*, 613:770–780pp.
- Mathis, J. S.**, 1994, The origin of variations in the 2175 Å extinction bump, *The Astrophysical Journal*, 422:176-186pp.
- Mathis, J.S., Rumpl, W. and Nordsieck, K.H.**, 1977, Size distribution of interstellar grains, *The Astrophysical Journal*, 217:425-433pp.
- Matrajt, G., Caro, G.M.M., Dartois, E., d’Hendecourt, L., Deboffe, D. and Borg J.**, 2005, FTIR analysis of the organics in IDPs: Comparison with the IR spectra of the diffuse interstellar medium, *Astronomy & Astrophysics*, 433:979-995pp.
- Matrajt, G., Flynn, G., Brownlee, D., Joswiak, D. and Bajt, S.**, 2013, The origin of the 3.4µm feature in Wild 2 cometary particles and in ultra carbonaceous interplanetary dust particles, *The Astrophysical Journal*, 765:145,18pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- McFadzean, A.D., Whittet, D. C. B., Longmore, A. J., Bode, M. F. Matrajt, G., Flynn, G., Brownlee, D., Joswiak, D. and Bajt, S.,** 2013, The origin of the 3.4 μ m feature in Wild 2 cometary particles and in ultra carbonaceous interplanetary dust particles, *The Astrophysical Journal Letters*, 765:145,18pp.
- McFadzean, A.D., Whittet, D. C. B., Longmore, A. J., Bode, M. F. and Adamson A.J.,** 1989, Infrared studies of dust and gas towards the Galactic Center: 3-5 μ m spectroscopy, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 241:873-882pp.
- Mennella, V., Brucato, J.R. and Colangeli, L.,** 2002, C-H bond formation in carbon grains by exposure to atomic hydrogen: the evolution of the carrier of the interstellar 3.4 micron band, *The Astrophysical Journal*, 569:531–540pp.
- Mennella, V., Brucato, J.R., Colangeli, L. and Palumbo, P.,** 1999, Activation of the 3.4 micron band in carbon grains by exposure to atomic hydrogen, *The Astrophysical Journal Letters*, 524:L71-L74pp.
- Mishra, A. and Li, A.,** 2017, Probing the role of carbon in the interstellar ultraviolet extinction, *The Astrophysical Journal*, 850:138,13pp.
- Moultaka, J., Eckart, A., Viehmann, T., Mouawad, N., Straubmeier, C., Ott, T. and Schödel, R.,** 2004, Dust embedded sources at the Galactic Center - 2 to 4 μ m imaging and spectroscopy in the central parsec, *Astronomy & Astrophysics*, 425:529-542pp.
- Muñoz-Caro, G.M., Dartois, E. and Nakamura-Messenger, K.,** 2008, Characterization of the carbon component in cometary Stardust samples by means of infrared and Raman spectroscopy, *Astronomy & Astrophysics*, 485:743-751pp.
- Naylor T.,** 1998, An optimal extraction algorithm for imaging photometry, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 296:339-346pp.
- Öberg, K. I., Guzmán, V. V., Furuya, K., Qi, C., Aikawa, Y., Andrews, S. M., Loomis, R. and Wilner, D. J.,** 2015, The comet-like composition of a protoplanetary disk as revealed by complex cyanides, *Nature*, 520(7546):198-201pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Parvathi, V. S., Sofia, U. J., Murthy, J. and Babu, B.R.S.,** 2012, Probing the role of carbon in ultraviolet extinction along Galactic sight lines, *The Astrophysical Journal*, 760:36-45pp.
- Pascoli, G. and Polleux, A.,** 2000, Condensation and growth of hydrogenated carbon clusters in carbon-rich stars, *Astronomy & Astrophysics*, 359:799-810pp.
- Pendleton, Y.J. and Allamandola, L.J.,** 2002, The organic refractory material in the diffuse interstellar medium: Mid-infrared spectroscopic constraints, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 138:75-98pp.
- Pendleton, Y.J., Sandford, S.A., Allamandola, L.J., Tielens, A.G.G.M. and Sellgren, K.,** 1994, Near-infrared absorption spectroscopy of interstellar hydrocarbon grains, *The Astrophysical Journal*, 437:683-696pp.
- Pendleton, Y.J.,** 2004, Hydrocarbons in Meteorites, the Milky Way, and Other Galaxies, *Astrophysics of Dust ASP Conference Series*, Vol. 309:93-114pp.
- Przybilla, N., Nieva M. F. and Butler K.,** 2008, A cosmic abundance standard: chemical homogeneity of the Solar neighborhood and the ISM dust-phase composition, *The Astrophysical Journal Letters*, 688:L103-L106pp.
- Rawlings, M.G., Adamson, A. J. and Whittet, D.C.B.,** 2003, Infrared and visual interstellar absorption features towards heavily reddened field stars, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, Volume 341(4):1121-1140pp.
- Rieke, G. H., Rieke, M. J. and Paul, A. E.,** 1989, Origin of the excitation of the Galactic center, *The Astrophysical Journal*, 336:752-761pp.
- Robertson, J.,** 2002, Diamond-like amorphous carbon, *Elsevier Material Science and Engineering*, R37:129-281pp.
- Schnaiter, M., Henning, T., Mutschke, H., Kohn, B., Ehbrecht, M. and Huisken, F.,** 1999, *The Astrophysical Journal*, 519:687-696pp.
- Sandford, S.A., Allamandola, L.J., Tielens, A.G.G.M., Sellgren, K., Tapia, M. and Pendleton, Y.J.,** 1991, The interstellar C-H stretching band near 3.4 microns: constrain on the composition of organic material in the diffuse interstellar medium, *The Astrophysical Journal*, 371:607-620pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Schutte, W. A., van der Hucht, K. A., Whittet, D. C. B., Boogert, A. C. A. Tielens, A.G.G.M., Morris, P.W., Greenberg, J.M., Williams, P.M., van Dishoeck, E.F., Chiar, J.E. and de Graauw, Th.,** 1998, ISO-SWS observations of infrared absorption bands of the diffuse interstellar medium: The 6.2 μm feature of aromatic compounds, *Astronomy and Astrophysics*, 337:261-274pp.
- Sellgren, K., Smith, R.G. and Brooke, T.Y.,** 1994, The 3.2-3.6 micron spectra of monoceros R2/IRS-3 and Elias 16, *The Astrophysical Journal*, 433:179-186pp.
- Shaw, A. M.,** 2006, *Astrochemistry from Astronomy to Astrobiology*, England, 339p.
- Snow, T. P. and Witt, A.N.,** 1995, The interstellar carbon budget and the role of carbon in dust and large molecules, *Science*, 270:1455-1460pp.
- Sofia, U.J. and Meyer, D.M.,** 2001, Interstellar abundance standards revisited, *The Astrophysical Journal*, 554, L221-L224pp.
- Stecher, T.P.,** 1965, Interstellar extinction in the ultraviolet, *The Astrophysical Journal*, 142:1683-1684pp.
- Steglich, M., Jäger, C., Huisken, F., Friedrich, M., Plass, W., Räger, H. J., Müllen, K. and Henning, T.,** 2013, The abundances of hydrocarbon functional groups in the interstellar medium inferred from laboratory spectra of hydrogenated and methylated polycyclic aromatic hydrocarbons, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208:26-48pp.
- Tapia, M., Persi, P., Roth, M. and Ferrari-Toniolo, M.,** 1989, Three-micron spectroscopy of three highly reddened field stars, *Astronomy and Astrophysics*, 225(2):488-496pp.
- Tielens, A.G.G.M., Wooden, D.H., Allamandola, J., Bregman, J. and Witteborn, F.C.,** 1996, The Infrared Spectrum of the Galactic Center and the Composition of Interstellar Dust, *The Astrophysical Journal*, 461:210-222pp.
- Tielens, A.G.G.M.,** 2005, *The Physics and The Chemistry of The Interstellar Medium*, Cambridge, New York, 495p.
- Tielens, A.G.G.M.,** 2009, The large and the small interstellar dust, *Astronomy & Astrophysics*, 500:335-336pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Viehmann, T., Eckart, A., Schödel, R., Moultağa, J., Straubmeier, C. and Pott, J.-U.**, 2005, L- and M-band imaging observations of the Galactic Center region, *Astronomy & Astrophysics*, 433:117–125pp.
- Vig, S., Testi, L., Walmsley, M., Molinari, S., Carey, S. and Noriega-Crespo, A.**, 2007, IRAS 18511+0146: a proto Herbig Ae/Be cluster?, *Astronomy & Astrophysics*, 470(3), 977-989pp.
- Wade, R., Geballe, T. R., Krisciunas, K., Gatley, I. and Bird, M. C.**, 1987, Ionization state in and reddening to the center of the Galaxy, *The Astrophysical Journal*, 320:570-572pp.
- Whittet, D.C.B., Boogert, A.C.A., Gerakines, P.A., Schutte, W., Tielens, A.G.G.M., de Graauw, Th., Prusti, T., van Dishoeck, E. F., Wesselius, P.R. and Wright, C.M.**, 1997, Infrared Spectroscopy of Dust in the Diffuse Interstellar Medium toward Cygnus OB2 No. 12, *The Astrophysical Journal*, 490(2):729-734pp.
- Wickramasinghe, D.T. and Allen, D.A.**, 1980, The 3.4 μm interstellar absorption feature, *Nature*, 287:518-519pp.
- Wickramasinghe, D.T. and Allen, D.A.**, 1983, Three components of 3-4 micron absorption bands, *Astrophysics and Space Science*, 97(2):369-378pp.
- Willner, S.P., Russell, R.W., Puetter, R.C. and Soifer, B.T.**, Harvey P. M., 1979, The 4 to 8 micron spectrum of the Galactic center, *The Astrophysical Journal*, 229:L65-L68pp.
- Willner, S.P. and Pipher, J.L.**, 1982, Three compact sources with unusual 2 to 4 micron spectra, *AIP Conference Proceedings*, 83:77-81pp.
- Wooden, D.H., Charnley, S.B. and Ehrenfreund, P.**, 2004, Composition and evolution of interstellar clouds, *Comets II*, University of Arizona Press, Tucson, 745 p., 3-66pp.
- Zhu H., Tian W., Li.A. and Zhang M.**, 2017, The gas-to-extinction ratio and the gas distribution in the Galaxy, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471:3494-3528pp.
- Zubko, V., Dwek E. and Arendt, R.G.**, 2004, Interstellar dust models consistent with extinction, emission, and abundance constraints, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 152:211-249pp.

ÖZGEÇMİŞ

Burcu GÜNAY, Türkiye Cumhuriyeti vatandaşı olup, 1977 yılında İzmir’de doğmuştur. Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Kimya Bölümünde 2004 yılında başlamış olduğu lisans eğitimini ‘Kuzey Işıkları – Aurora’ üzerine yapmış olduğu diploma çalışması ile tamamlamıştır. Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalında 2009 yılında başlamış Yüksek Lisans Eğitimini 2011 yılında ‘Astrokimya: Yıldızlararası Ortamın Kimyası’ adlı tez çalışması ile tamamlamıştır. Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalında 2012 yılında başlamış olduğu doktora eğitimini ‘Gökadamızın Merkez Doğrultusundaki Yıldızlararası Karbonlu Toz Dağılımının İncelenmesi’ başlıklı tez çalışması ile tamamlamıştır. Araştırma alanları astrokimya, yıldızlararası ortamın kimyası, yıldızlararası madde ve yıldızlararası toz üzerinedir.

Bilimsel Yayınlar:

Günay B., Schmidt T. W., Burton M. G., Afşar M., Krechkivska O., Nauta K., Kable S. H., Rawal A., 2018, Aliphatic hydrocarbon content of Interstellar dust, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 479(4):4336-4344pp.

Bildirler:

‘Gökada Merkezi Doğrultusunda Yıldızlararası Karbonlu Tozların Dağılımı’ – 21. Ulusal Astronomi Kongresi / 03 – 07 Eylül 2018 – Kayseri.

Sunumlar:

‘Aliphatic Hydrocarbon Content Of The Interstellar Dust’ - 2016 RACI Physical Chemistry Student Conference – 25th / 25 - 27 Eylül 2016 –Sidney.

‘Mapping Solid Carbon Across The Galaxy’ Super Group Meeting - School of Chemistry - UNSW / 14 Temmuz 2016 – Sidney.

Poster Sunumları:

‘Mapping Solid Carbon Across The Galaxy’ - RACI Centenary Congress / 23 - 28 Temmuz 2017 – Melbourne.

Seminerler:

‘Gökadamızın Merkez Doğrultusundaki Yıldızlararası Karbonlu Toz Dağılımının İncelenmesi – 1’ Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü / 24 Haziran 2016 – İzmir.

‘Gökadamızın Merkez Doğrultusundaki Yıldızlararası Karbonlu Toz Dağılımının İncelenmesi – 2’ Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü / 19 Ocak 2018 – İzmir.

Burslar:

UNSW (Australia) / Research Fellowship
Kasım 2015 – Şubat 2016 / 3 ay.

UNSW (Australia) / Practicum Research Student Scholarship
2016 - 2017 Akademik Yılı / 12 ay.

TÜBİTAK / 2214-A Yurtdışı Araştırma Bursu
Ağustos 2016 - Temmuz 2017 / 12 ay.

Bilimsel Toplantılar:

21. Ulusal Astronomi Kongresi / 03 - 07 Eylül 2018 – Kayseri.

RACI Physical Chemistry Student Conference – 25th / 25 - 27 Eylül 2016 – Sidney.

2017 RACI Centenary Congress / 23 - 28 Temmuz 2017 - Melbourne.

Ziyaret Ettiği Kurumlar:

UNSW – Fizik Bölümü / Araştırmacı
Kasım 2015 – Şubat 2016 / Sidney – Avustralya.

UNSW – Kimya Bölümü / Doktora Öğrencisi
Ağustos 2016 – Temmuz 2017 / Sidney – Avustralya.

AOP / Araştırmacı
Mart – Mayıs 2016 / Armagh – Birleşik Krallık.

EKLER

EK 1 Soğurma Katsayısı, Optik Derinlik ve Kolon Yoğunluğu İlişkisi.

EK 2 3.4 μm Soğurması Üzerine Çalışmalar (Literatür Özeti).

EK 3 FTIR Tayfölçer ile Niceliksel Analiz Yöntemleri.

EK 4 Gözlem Bölgelerinde Yer Alan Parlak Nesnelere.

EK 5 Gözlem Bölgelerinin Görüntüleri.

EK 6 Test Grubu Yıldızlarının Kalibre Edilmiş Akıları.

EK 7 Test Grubu Yıldızlarının Kalibre Edilmiş Tayfları.

EK 8 Hedef Bölgelerin Haritalarında Kullanılan Veri Setleri.

EK 1 Soğurma Katsayısı, Optik Derinlik ve Kolon Yoğunluğu İlişkisi.

3.4 µm soğurma yapısının optik derinliği bakış doğrultusu boyunca yer alan alifatik hidrokarbonların içerdikleri C-H bağlarının sayısı ile ilişkilidir. Bu nedenle, aşağıdaki denklemde görüldüğü gibi, 3.4 µm soğurma yapısının optik derinliği (τ), toplam soğurma katsayısı (A) ve soğurma yapısının yarı maksimum değerindeki genişliği (FWHM) ($\Delta\nu$) (cm^{-1}) kullanılarak C-H bağlarının sayısını (N) hesaplanabilir (d'Hendecourt and Allamandola 1986).

$$N = \frac{\tau\nu \Delta\nu}{A} \quad (1)$$

Soğurma (A , absorbans) terimi, ışığın bir madde ile etkileşimi sırasında oluşan fiziksel süreçler ile ilgilidir. Geçirgenlik (T , transmittans), iletilen akının (I) yoğunluğunun ilk akıya (I_0) oranıdır. Onluk veya doğal logaritmanın kullanılıp kullanılmadığına bağlı olarak, geçirgenlik, sırasıyla optik derinliğe ($\tau = A_e$) veya soğurmaya ($A = A_{10}$) aşağıdaki gibi bağlıdır.

$$T = \frac{I_0}{I} = e^{-\tau\nu} = e^{-A_e} = 10^{-A_{10}} \quad (2)$$

Astrofiziksel ölçümlerde soğurma (A_e) yerine daha çok optik derinlik (τ) tercih edilir. Kimyada laboratuvar ölçümlerinde ise daha çok onluk tabana göre soğurma kullanılmaktadır. Bu iki nicelik aşağıdaki gibi birbirine bağlıdır.

$$\tau\nu = -\ln T = A_e = A_{10} \ln 10 \quad (3)$$

Soğurma birimsiz bir niceliktir. Optik yol uzunluğu ile artan bir fonksiyondur ve yol uzunluğu sifıra yaklaştığında sifıra yaklaşır. *Beer-Lambert Yasasına*¹ göre optik yol üzerinde yer alan N soğurucu tür için sırası ile geçirgenlik, optik derinlik ve soğurma aşağıdaki gibi tanımlanır

$$e^{-\sum_{i=1}^N \sigma_i \int_0^1 n_i(z) dz} = e^{-\sum_{i=1}^N \kappa_i \int_0^1 c_i(z) dz} = 10^{-\sum_{i=1}^N \epsilon_i \int_0^1 c_i(z) dz} \quad (4)$$

$$\tau\nu = \sum_{i=1}^N \tau_{\nu_i} = \sum_{i=1}^N \sigma_i \int_0^1 n_i(z) dz \quad (5)$$

¹ <http://goldbook.iupac.org/html/B/B00626.html>

EK 1 (devam)

$$A_{10} = \sum_{i=1}^N A_{10 i} = \sum_{i=1}^N \varepsilon_i \int_0^l c_i(z) dz \quad (6)$$

$$\varepsilon_i = \frac{\kappa}{\ln 10} = \frac{N_A}{\ln 10} \sigma_i \quad (7)$$

$$c_i = \frac{n_i}{N_A} \quad (8)$$

Tek tip soğurma olması durumunda bu ilişkiler aşağıdaki eşitliklere dönüşür;

$$\tau_v = \sum_{i=1}^N \sigma_i n_i l \quad (9)$$

$$A_{10} = \sum_{i=1}^N \varepsilon_i c_i l \quad (10)$$

$$A_e = \sum_{i=1}^N \kappa_i c_i l \quad (11)$$

Toplam soğurma katsayısı (A), tüm soğurma yapısının toplam alanı ile ilişkilidir (cm mol^{-1}).

$$A = \int \varepsilon(v) dv = \frac{1}{\ln 10} \int \kappa(v) dv = \frac{N_A}{\ln 10} \int \sigma(v) dv = \frac{1}{cl} \int A_{10} dv \quad (12)$$

Kolon yoğunluğu (N) hesaplamasında gözlemsel olarak elde edilen optik derinliğin laboratuvarında ölçülen toplam soğurma ile uyması için ln (10) ile bölmemiz gerekir.

$$\frac{1}{\ln 10} \int \tau_v dv = \mathcal{A} \quad (13)$$

Bir çözgüde belirli konsantrasyonlarda (c) bulunan türlerin kolon yoğunluğu (N), ışığın soğurulma olayı boyunca geçtiği yol (optik yol) (l) kullanılarak aşağıdaki gibi hesaplanır.

$$A = \int \varepsilon(v) dv = \frac{1}{cl} \int A_{10} dv \quad (14)$$

$$A = \int \varepsilon(v) dv = \frac{1}{N} \int A_{10} dv \quad (15)$$

EK 1 (devam)

$$\ln 10 A = \int \ln 10 \varepsilon(v) dv = \frac{1}{N} \int \ln 10 A_{10} dv \quad (16)$$

$$\frac{\ln 10}{N} \int A_{10} dv = \frac{1}{N} \int \tau_v dv = \frac{\ln 10}{N} \mathcal{A} \quad (17)$$

$$A = \frac{1}{N} \int \tau_v dv = \frac{1}{N} \int A_e dv = \frac{\ln 10}{N} \int A_{10} dv \quad (18)$$



EK 2 3.4 µm Soğurması Üzerine Çalışmalar (Literatür Özeti).

| Cisim Adı | τ ($\tau_{3.385}$ ve $\tau_{3.420}$) | | Referans | Gözlemsel Bilgi |
|---|---|---------------|----------------------------------|---|
| Cyg OB2 #12 - VI Cygni #12 (J20324096+4114291) | 0.0046 | | Schutte et al. 1998 | ISO-SWS / AOT01 / 2-45 µm / 1997 Mayıs |
| Cyg OB2 no.12 (J20324096+4114291) | 0.0300 | | Adamson et al. 1990 | UKIRT / CGS II / 3.20 – 3.65 µm / 25 Nisan 1988 |
| Cygnus OB No.12 (J20324096+4114291) | 0.04±0.01 | | Whittet et al. 1997 | ISO / SWS / 2.5 – 45 µm / 1995 Aralık – 1996 Ekim |
| VI Cygni 12 (J20324096+4114291) | 0.04 | 0.05 | Sandford et al. 1991 | IRTF/CGAS / ~ 2.80 - 3.80 µm / 1989 Ağustos |
| VI Cygni 12 (J20324096+4114291) | 0.043 – 0.04 | 0.046 – 0.043 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 µm / 1990 Temmuz |
| AFGL 2104 (WR 112) | 0.04 – 0.05 | 0.038 – 0.052 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 µm / 1990 Temmuz |
| AFGL 2179 (WR 118) | 0.03 | 0.05 | Sandford et al. 1991 | IRTF/CGAS / ~ 2.80 - 3.80 µm / 1989 Ağustos |
| AFGL 2179 (WR 118) | 0.037 | 0.044 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 µm / 1990 Temmuz |
| AS 320 (HIP 91911) | 0.018 | 0.02 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 µm / 1990 Temmuz |
| BD +40 4220 | 0.027 | 0.025 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 µm / 1990 Temmuz |
| Coalsack 2-2 | <0.06 | | Wickramasinghe and Allen 1980 | AAT / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| Coalsack 3-1 | <0.06 | | Wickramasinghe and Allen 1980 | AAT / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| Elias 16 (Oph 16) (J16260931-2434121) | <0.05 | | McFadzean et al. 1989 | UKIRT 1986-87 |
| GC SgrA* | 0.21±0.01 | | Chiar et al. 2000 | ISO-SWS / 2.4 – 13 µm / 1996-1997 |
| GC SgrA* | * | | Dartois et al. 2004 | ISO / SWS06 / 21 Şubat 1997 |
| GCIRS 11 | 0.200 | | Wickramasinghe and Allen 1980 | AAT / 3.1 – 3.7 mµ / 1980 Nisan |
| GCIRS 12N | 0.200 | | McFadzean et al. 1989 | UKIRT 1986-87 |
| GCIRS 12N | 0.357±0.003 | | Chiar et al. 2002 | UKIRT CGS 4 / 2.8–3.9 µm / 11–14 Temmuz 1998 |
| GCIRS 13 | 0.26±0.02 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 13N | 0.33±0.04 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 16C | 0.49±0.05 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 16CC | 0.36±0.03 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 16NE | 0.27±0.02 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 16SW | 0.36±0.05 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 19 | * | | Willner and Pipher 1982 | CTIO / 1.9 – 4.1 µm / 1980 Haziran |
| GCIRS 19 | <0.05 | | McFadzean et al. 1989 | UKIRT 1986-87 |
| GCIRS 19 | 0.222±0.007 | | Chiar et al. 2002 | UKIRT CGS 4 / 2.8–3.9 µm / 11–14 Temmuz 1998 |
| GCIRS 1W | 0.179±0.003 | | Chiar et al. 2002 | UKIRT CGS 4 / 2.8–3.9 µm / 11–14 Temmuz 1998 |
| GCIRS 1W | 0.32±0.04 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 21 | 0.23±0.04 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 29 | 0.37±0.03 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 3 | * | | Willner and Pipher 1982 | CTIO / 1.9 – 4.1 µm / 1980 Haziran |
| GCIRS 3 | 0.200 | | McFadzean et al. 1989 | UKIRT 1986-87 |
| GCIRS 3 | 0.25 | 0.24 | Sandford et al. 1991 | IRTF/CGAS / ~ 2.80 - 3.80 µm / 1989 Ağustos |

EK 2 (devam)

| | | | | |
|--|-------------------|-------------|-------------------------------|---|
| GCIRS 3 | 0.23 | 0.24 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 μm / 1990 Temmuz |
| GCIRS 3 | 0.310 \pm 0.004 | | Chiar et al. 2002 | UKIRT CGS 4 / 2.8–3.9 μm / 11–14 Temmuz 1998 |
| GCIRS 3 | 0.23 \pm 0.03 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 4 | * | | Willner and Pipher 1982 | CTIO / 1.9 – 4.1 μm / 1980 Haziran |
| GCIRS 6E | 0.17 – 0.205 | 0.20 – 0.21 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 μm / 1990 Temmuz |
| GCIRS 6E | 0.259 \pm 0.004 | | Chiar et al. 2002 | UKIRT CGS 4 / 2.8–3.9 μm / 11–14 Temmuz 1998 |
| GCIRS 7 | 0.220 | | Wickramasinghe and Allen 1980 | AAT / 3.1 – 3.7 μm / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| GCIRS 7 | 0.320 | | Allen and Wickramasinghe 1981 | AAT / 3.1 – 3.7 μm / 1980 Temmuz ve 1981 Mayıs |
| GCIRS 7 | * | | Jones et al. 1983 | UKIRT - MSO 1982 |
| GCIRS 7 | 0.250 | | McFadzean et al. 1989 | UKIRT 1986-87 |
| GCIRS 7 | 0.16 – 0.19 | 0.17 – 0.19 | Sandford et al. 1991 | IRTF/CGAS / ~ 2.80 - 3.80 μm / 1989 Ağustos |
| GCIRS 7 | 0.16 – 0.19 | 0.17 – 0.19 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 μm / 1990 Temmuz |
| GCIRS 7 | 0.147 \pm 0.005 | | Chiar et al. 2002 | UKIRT CGS 4 archive / 1995 Temmuz 12 |
| GCIRS 7 | 0.41 \pm 0.06 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCIRS 7 | * | | Dartois et al. 2004 | VLT ISAAC/LWS3 LR / 29 Mayıs 2002 |
| GCIRS 8 | 0.258 \pm 0.005 | | Chiar et al. 2002 | UKIRT CGS 4 / 2.8–3.9 μm / 11–14 Temmuz 1998 |
| GCIRS 9 | 0.27 \pm 0.07 | | Moultaka et al. 2004 | ESO VLT UT1 (Antu) / ISAAC / 2.7 – 4.2 mm / 2002 Mayıs |
| GCS 3 | 0.0013 \pm 1 | | Schutte et al. 1998 | ISO-SWS / AOT01 / 2-45 μm / 1997 Mayıs |
| GCS 3 | 0.16 \pm 0.01 | | Chiar et al. 2000 | ISO-SWS / 2.4 – 13 μm / 1996-1997 |
| GCS 3-I (WR 102dd) | * | | Dartois et al. 2004 | ISO/ SWS01 / 29 Aug. 1996 |
| GCS 3-I (WR 102dd) | * | | Dartois et al. 2004 | ISO / SWS06 / 08 Oct. 1996 |
| GCS 3-I (WR 102dd) | 0.180 | | Chiar et al. 2013 | UKIRT CGS4 / 2.9 - 3.64 μm / 21 Haziran 2000 |
| GCS 3-II (WR 102dc) | 0.190 | | Chiar et al. 2013 | UKIRT CGS4 / 2.9 - 3.64 μm / 21 Haziran 2000 |
| GCS 3-III (WR 102db) | 0.185 | | Chiar et al. 2013 | UKIRT CGS4 / 2.9 - 3.64 μm / 21 Haziran 2000 |
| GCS 3-IV (WR 102da) | 0.190 | | Chiar et al. 2013 | UKIRT CGS4 / 2.9 - 3.64 μm / 21 Haziran 2000 |
| GCS 4 (J174615.8-284945) | 0.0010 \pm 2 | | Schutte et al. 1998 | ISO-SWS / AOT01 / 2-45 μm / 1997 Mayıs |
| GCS 4 (J174615.8-284945) | 0.15 \pm 0.01 | | Chiar et al. 2000 | ISO-SWS / 2.4 – 13 μm / 1996-1997 |
| GCS 4 (J174615.8-284945) | 0.1900 | | Chiar et al. 2013 | UKIRT CGS4 / 2.9 - 3.64 μm / 21 Haziran 2000 |
| HD 194279 | 0.015 | 0.017 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 μm / 1990 Temmuz |
| HD 229059 | 0.023 | 0.028 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 μm / 1990 Temmuz |
| HH 100IR (V* V710 CrA) (J19015067-3658096) | * | | Wickramasinghe and Allen 1983 | AAT/ 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| IRAS 17424–2859 (RAFGL 2003) | * | | Dartois et al. 2004 | ISO / SWS01 / 01 Nisan 1996 |
| IRAS 18511+0146 (G034.820+00.350) | 0.066 | 0.087 | Ishii et al. 2002 | UKIRT CGS4 / 2.87 – 4.06 μm / 1998 Ağustos |
| IRAS 18511+0146 (S10) (G034.8183+00.3482) | 0.064 \pm 0.017 | | Godard et al. 2012 | Gemini North (NIRI) / 2.9 – 4.1 μm |
| IRAS 18511+0146 (S11) (G034.8185+00.3467) | 0.070 \pm 0.020 | | Godard et al. 2012 | Gemini North (NIRI) / 2.9 – 4.1 μm |
| IRAS 18511+0146 (S7) ([VTW2007] 7) | 0.065 \pm 0.012 | | Godard et al. 2012 | Gemini North (NIRI) / 2.9 – 4.1 μm |

EK 2 (devam)

| | | | |
|---|-------------|----------------------------------|--|
| IRC +10216 | 0.1 | Chiar et al. 1998 | UKIRT / CGS 4 / 1995 Aralık |
| Lynga 8 Irs3 | 0.070 | Tapia et al. 1989 | ESO / IRSPEC /1987 Mayıs ESO / CVF /1988 Nisan |
| MGM5 (Quintuplet Cluster) | 0.320 | Chiar et al. 2013 | UKIRT CGS4 / 2.9 - 3.64 μm / 21 Haziran 2000 |
| NGC 3603 Irs 5 | < 0.05 | Tapia et al. 1989 | ESO / IRSPEC /1987 Mayıs ESO / CVF /1988 Nisan |
| NGC 7538 IRS 9 | 0.27 0.35 | Allamandola et al. 1992 | IRTF / CGAS / 3.2-3.8 μm / 8-9 Ağustos 1989 |
| OH 01-477 | 0.0600 | Wickramasinghe and Allen 1980 | AAT / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| OH 231.8+4.2 | 0 | Wickramasinghe and Allen 1983 | AAT / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| OH 26.5+0.6 (V* V437 Sct) | * | Wickramasinghe and Allen 1983 | AAT / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| OH 32.8-0.3 (V* V1365 Aql) | * | Sandford et al. 1991 | IRTF/CGAS / ~ 2.80 - 3.80 μm / 1989 Ağustos |
| RAFGL 618 (CRL 618) | 0.1 | Chiar et al. 1998 | UKIRT / CGS 4 / 1995 Aralık |
| S140 IRS 1 (AFGL 2884) | 0.24 0.3 | Allamandola et al. 1992 | IRTF /CGAS / 3.2-3.8 μm / 4-5-6 Eylül 1990 |
| StRS 136 (J17475608-2911439) | 0.036±0.007 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 158 (J18133483-1805489) | 0.020±0.004 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 164 (J18161876-1635468) | 0.023±0.008 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 173 (J18192370-1635277) | 0.017±0.009 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 185 (J18232819-1334227) | 0.017±0.009 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 217 (J18330081-0846033) | 0.024±0.007 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 344 | 0.023±0.005 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 354 (IRAS 20273+3740) | 0.015±0.008 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 371 (IRAS 20315+4026) | 0.05±0.02 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 375 | 0.022±0.008 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 392 | 0.04±0.01 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| StRS 432 (J22524957+5957075) | 0.00±0.04 | Rawlings et al.2003 | UKIRT CGS4 / 3.1 - 3.7 mm / 1997 Ağustos |
| T629-5 (TAPIA 629 IRS 5) | * | Tapia et al. 1989 | ESO / IRSPEC /1987 Mayıs ESO / CVF /1988 Nisan |
| T629-5 (TAPIA 629 IRS 5) | * | Sandford et al. 1991 | IRTF/CGAS / ~ 2.80 - 3.80 μm / 1989 Ağustos |
| Ve 2-45 (V* V5097 Sgr) | 0.02 0.02 | Sandford et al. 1991 | IRTF/CGAS / ~ 2.80 - 3.80 μm / 1989 Ağustos |
| Ve 2-45 (V* V5097 Sgr) | 0.02 0.02 | Pendleton et al. 1994 | IRTF / CGAS / 2.8 – 3.7 μm / 1990 Temmuz |
| Ve 2-45 (V* V5097 Sgr) (WR104) | 0.002 | Schutte et al. 1998 | ISO-SWS / AOT01 / 2-45 μm / 1997 Mayıs |
| W 33A | * | Wickramasinghe and Allen 1983 | AAT / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |
| W 33A | 0.47 0.61 | Allamandola et al. 1992 | IRTF /CGAS / 3.2-3.8 μm / 4-5-6 Eylül 1990 |
| W3 IRS 5 | 0.45 0.6 | Allamandola et al. 1992 | IRTF /CGAS / 3.2-3.8 μm / 4-5-6 Eylül 1990 |
| WR112 (GL 2104) | 0.0044 | Schutte et al. 1998 | ISO-SWS / AOT01 / 2-45 μm / 1997 Mayıs |
| WR118 (GL 2179) | 0.0052 | Schutte et al. 1998 | ISO-SWS / AOT01 / 2-45 μm / 1997 Mayıs |
| ρ Oph 29 (Elias 29) (J16270943-2437187) | * | Wickramasinghe and Allen 1983 | AAT / 3.1 – 3.7 mm / 1980 Nisan |

* $\tau_{3.4}$ değeri net olarak belirtilmemiş.

EK 3 FTIR Tayföçer ile Niceliksel Analiz Yöntemleri.

FTIR tayföçer ile niceliksel analiz için örnekleri bir çözümdede belirli konsantrasyonlarda (c) çözürek incelemek yaygın olarak kullanılan bir yöntemdir.

Bu durumda bir çözümdede belirli bir konsantrasyonda (c) bulunan türün kolon yoğunluğu (N), ışınımın soğurulma olayı boyunca geçtiği yol (optik yol) (l) kullanılarak aşağıdaki gibi hesaplanır (Bkz. Ek 1).

$$A = \frac{1}{cl} \int A_{10} du = \frac{1}{N} \int A_{10} du \quad (1)$$

Çözünmeyen malzemelerin FTIR tayföçer ile analizi için madeni yağ (nujol) kullanılan teknikler uygulanmaktadır. Bununla birlikte, kullanılacak yağın ilgilenilen bölgede geçirgenlik penceresi yoksa bu yöntem uygulanamaz.

Çözünmeyen katılar için alternatif bir teknik ince film yöntemidir. Bu yöntemde IR geçirgen bir zemin üzerine numune ince film olarak yerleştirilir ve FTIR ile ölçüm yapılır. Bu şekilde, incelenen örneğin toplam soğurma katsayısı, film kalınlığı, yoğunluk ve molar kütle kullanılarak hesaplanabilir. Bununla birlikte bu teknik ile elde edilen sonuçlar, film kalınlığı ve yoğunluğundaki belirsizlikleri içermektedir. Bu nedenle, sistematik olarak tekrarlanabilir nicel analiz ve güvenilir karşılaştırma bu teknik ile mümkün değildir.

FTIR tayföçer ile hem niteliksel hem de niceliksel analiz için örnek hazırlamaya yarayan bir yöntem pelet (pellet) yöntemidir. Niceliksel analiz için tanımlanmış miktar örnek, soğurucu olmayan matrislerde seyreltilerek ince bir disk haline gelene kadar sıkıştırılır. Bu şekilde ölçümlerde kullanılacak pelet oluşturulur. Yıldızlararası toz benzeşiklerinin niceliksel analizi için bu yöntem uygun bir yöntemdir. Bu teknik, farklı örnek miktarlarından elde edilen sonuçlar arasında da karşılaştırma yapma şansı verir.

Toz benzeşiklerinin alifatik karbon kütle oranı ¹³C NMR tekniği ile ölçülebilir ve pelet içindeki alifatik karbon miktarını hesaplamak için kullanılabilir. Böylece, toz benzeşiklerindeki alifatik karbonların toplam soğurma katsayısı (A), pelet içindeki yıldızlararası benzeşik kütlesi (m_A), pelet içindeki alifatik karbon kütlesi (m_A), karbonun molar kütlesi (M_C), pelet yüzeyi (s_p) ve kolon yoğunluğunu bulmak için ¹³C NMR ile ölçülen alifatik karbon kütle oranı (r_C) ve FTIR tayföçer ile ölçülen soğurma (A₁₀) kullanılarak aşağıdaki gibi elde edilebilir.

EK 3 (devam)

$$A = \frac{1}{N} \int \tau_v \, dv \quad (2)$$

$$N = \frac{m_C r_c}{V_p} \frac{N_A}{M_C} d_p \quad (3)$$

$$A = \ln 10 \left(\frac{m_C r_c}{V_p} \frac{N_A}{M_C} d_p \right)^{-1} \int A_{10} \, dv \quad (4)$$

$$A = \left(\frac{s_p}{m_A} \frac{M_C}{N_A} \right) \ln 10 \int A_{10} \, dv \quad (5)$$



EK 4 Gözlem Bölgelerinde Yer Alan Parlak Nesnelere.

A Bölgesinde Tanımlı Parlak Nesnelere ($m_V < 8^m$)

| A Bölgesi Nesnelere | | Açıklama | Gökada Koordinatları (b, l) | | L-bandı Parlaklıkları (IRAC1) |
|---------------------|-------------|------------|--------------------------------|----------|----------------------------------|
| | GCIRS 1W* | Be? E | 359.9452 | -0.0473 | 5.8 |
| | GCIRS 3* | | 359.9448 | -0.0448 | 5.3 |
| | GCIRS 6E* | Ofpe/WN9 C | 359.9437 | -0.0447 | 6.3 |
| J17454004-2900225 | GCIRS 7* | M2 D | 359.9455 | -0.0454 | 5.0 |
| J17454044-2900344 | GCIRS 9* | M3III C | 359.9434 | -0.0483 | 6.7 |
| J17453938-2900148 | GCIRS 11* | M7III D | 359.9461 | -0.0422 | 7.3 |
| | GCIRS 13* | yıldız | 359.9433 | -0.04553 | 6.7 |
| | GCIRS 19* | M4Ib C | 359.9415 | -0.0523 | 6.5 |
| | GCIRS 16NE* | Ofpe/WN9 C | | | 7.7 |
| | GCIRS 21* | WC9 C | 359.9437 | -0.4712 | 6.8 |
| | GCIRS 29* | IR kaynağı | 359.9443 | -0.45604 | 7.4 |
| J17454467-2859589 | - | - | 359.9600 | -0.0563 | 7.2 |
| J17454130-2859379 | - | - | 359.9586 | -0.0427 | 6.8 |
| J17454270-2859576 | - | - | 359.9567 | -0.0501 | 6.9 |
| J17454013-2859477 | [BSD96] 182 | yıldız | 359.9540 | -0.0406 | 7.3 |
| J17454302-2900118 | [BSD96] 131 | yıldız | 359.9538 | -0.0531 | 6.9 |
| J17453829-2859418 | - | - | 359.9519 | -0.0340 | 7.3 |
| J17454069-2900180 | [BSD96] 100 | yıldız | 359.9477 | -0.0468 | 6.4 |
| J17454101-2900226 | [BSD96] 105 | yıldız | 359.9474 | -0.0485 | 7.4 |
| J17454069-2900241 | - | - | 359.9462 | -0.0475 | 6.4 |
| J17454045-2900275 | - | - | 359.9450 | -0.0474 | 5.1 |
| J17454315-2900500 | - | - | 359.9449 | -0.0590 | 7.4 |
| J17453982-2900299 | - | - | 359.9432 | -0.0457 | 5.6 |
| J17454117-2900469 | - | - | 359.9420 | -0.0523 | 6.9 |
| J17453982-2900539 | - | - | 359.9377 | -0.0492 | 6.7 |
| J17453593-2900357 | - | - | 359.9346 | -0.0344 | 6.8 |

*Chiar et al. 2002 ve Moulta et al. 2004

EK 4 (devam)

B Bölgesinde Tanımlı Parlak Nesnelere ($m_L < 8^m$)

| B Bölgesi Nesnelere | | Açıklama | Gökada Koordinatları (b, l) | | L-bandı Parlaklıkları (IRAC1) |
|---------------------|--------------|--------------------|-----------------------------|---------|-------------------------------|
| J17451066-2909561 | V* V4807 Sgr | Mira Ceti değişeni | 359.7538 | -0.0371 | 7.55 |
| J17451043-2909511 | - | - | 359.7545 | -0.0356 | 7.32 |
| J17451171-2910001 | - | - | 359.7548 | -0.0409 | 7.38 |
| J17451265-2909447 | - | - | 359.7603 | -0.0415 | 6.73 |
| J7451230-2909329 | - | - | 359.7625 | -0.0388 | 6.75 |
| J17451306-2909363 | V* V4483 Sgr | Mira Ceti değişeni | 359.7630 | -0.0417 | 6.61 |
| J17451095-2909181 | V* V4809 Sgr | Mira Ceti değişeni | 359.7634 | -0.0325 | 7.14 |
| J17451586-2909341 | - | Mira Ceti değişeni | 359.7689 | -0.0501 | 6.61 |
| J17451614-2909201 | V* V4827 Sgr | Mira Ceti değişeni | 359.7727 | -0.0489 | 6.99 |
| J17451785-2909178 | V* V4832 Sgr | Mira Ceti değişeni | 359.7765 | -0.0539 | 6.82 |
| J17451361-2908407 | - | - | 359.7772 | -0.0353 | 7.80 |
| J17451783-2909040 | - | - | 359.7798 | -0.0518 | 7.78 |

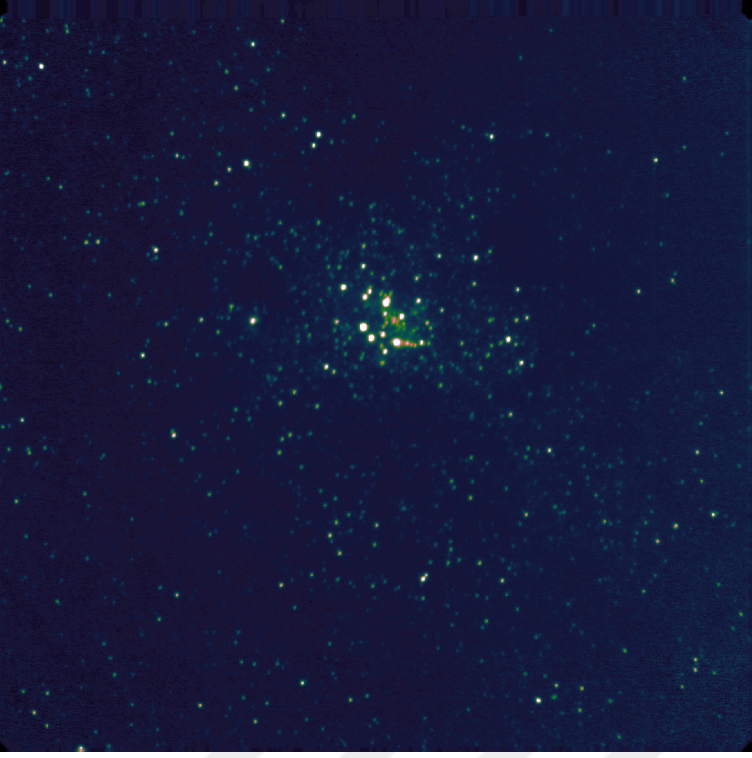
C Bölgesinde Tanımlı Parlak Nesnelere ($m_L < 10^m$)

| C Bölgesi Nesnelere | | Açıklama | Gökada Koordinatları (b, l) | | L-bandı Parlaklıkları (IRAC1) |
|---------------------|------|----------|-----------------------------|--------|-------------------------------|
| IRAS 18511+0146 | S7* | YSO | 34.8210 | 0.3518 | - |
| G034.8183+00.3482 | S11* | - | 34.8183 | 0.3482 | 7.68 |
| G034.8185+00.3467 | S10* | - | 34.8185 | 0.3468 | 7.75 |
| G034.8243+00.3348 | - | - | 34.8243 | 0.3348 | 9.58 |
| G034.8266+00.3565 | - | - | 34.8266 | 0.3565 | 9.00 |
| G034.8087+00.3453 | - | - | 34.8087 | 0.3454 | 6.79 |

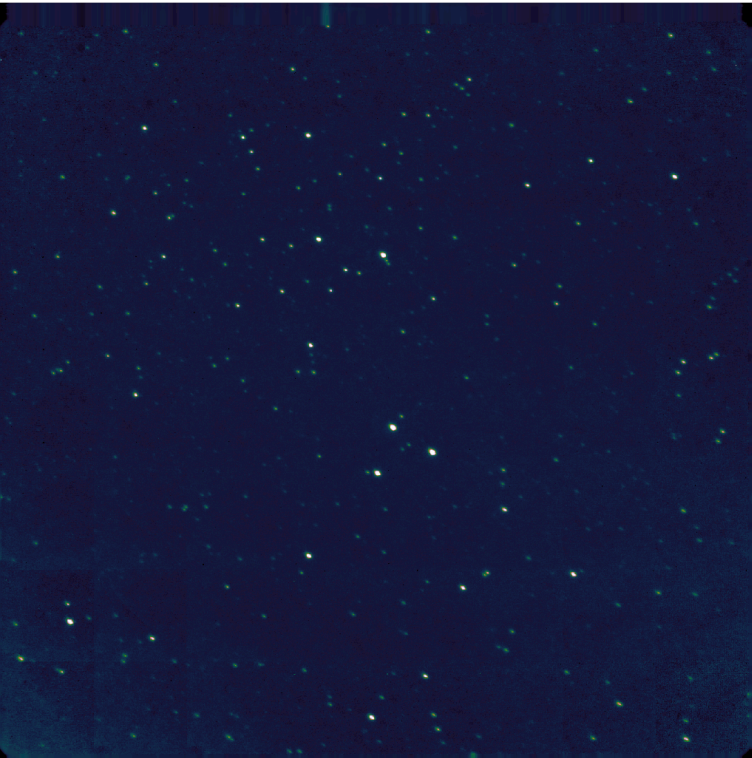
*Vig et al. 2007 ve Godard et al. 2012

EK 5 Gözlem Bölgelerinin Görüntüleri.

A Bölgesi

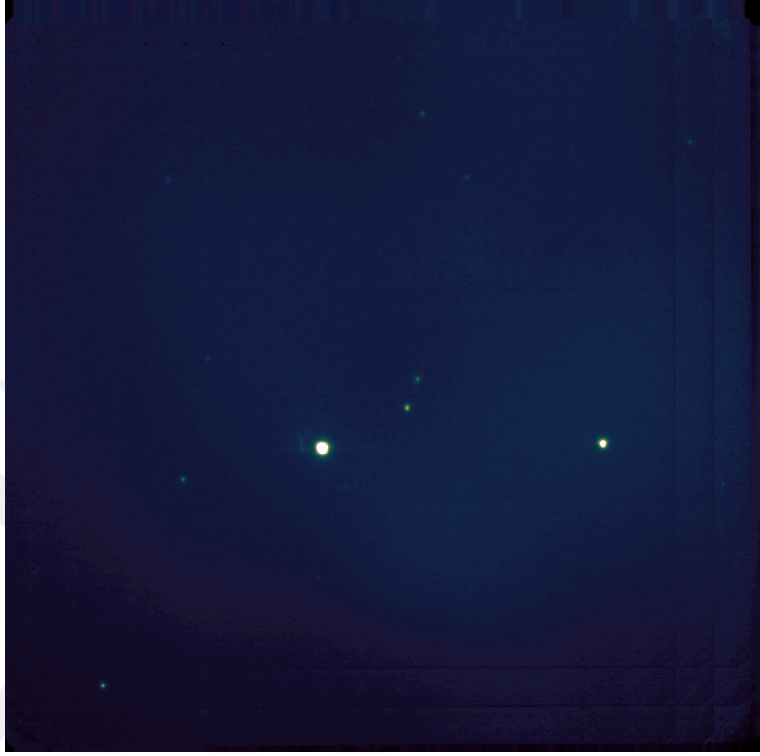


B Bölgesi



EK 5 (devam)

C Bölgesi



EK 6 Test Grubu Yıldızlarının Kalibre Edilmiş Akıları.

Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS1W-C02

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\ cm^{-2}\ \mu m^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------|-------------|-------------|-------------|-------------|
| GCIRS 1W | 3.15 | 4.28 | 4.06 | 4.67 | 5.43 |
| GCIRS 3 | 1.65 | 3.06 | 3.19 | 3.94 | 5.13 |
| GCIRS 6E | 0.99 | 1.29 | 1.13 | 1.35 | 1.54 |
| GCIRS 7 | 5.02 | 7.89 | 7.09 | 8.44 | 9.86 |
| GCIRS 9 | 0.59 | 0.91 | 0.87 | 1.01 | 1.17 |
| GCIRS 12N | 0.63 | 0.91 | 0.87 | 1.02 | 1.18 |
| GCIRS 13 | 1.71 | 2.23 | 2.08 | 2.44 | 2.93 |
| GCIRS 16NE | 0.74 | 0.77 | 0.66 | 0.76 | 0.81 |
| GCIRS 21 | 1.00 | 1.67 | 1.72 | 2.04 | 2.48 |
| GCIRS 29 | 0.85 | 1.31 | 1.21 | 1.46 | 1.68 |
| GCIRS 16C | 0.40 | 0.40 | 0.33 | 0.38 | 0.38 |

Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS3-C02

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\ cm^{-2}\ \mu m^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------|-------------|-------------|-------------|-------------|
| GCIRS 1W | 7.91 | 7.33 | 6.10 | 6.98 | 7.87 |
| GCIRS 3 | 4.16 | 5.23 | 4.79 | 5.89 | 7.44 |
| GCIRS 6E | 2.48 | 2.21 | 1.70 | 2.03 | 2.24 |
| GCIRS 7 | 12.62 | 13.50 | 10.66 | 12.62 | 14.30 |
| GCIRS 9 | 1.47 | 1.56 | 1.31 | 1.51 | 1.69 |
| GCIRS 12N | 1.58 | 1.56 | 1.31 | 1.52 | 1.71 |
| GCIRS 13 | 4.29 | 3.81 | 3.13 | 3.65 | 4.24 |
| GCIRS 16NE | 1.85 | 1.32 | 1.00 | 1.13 | 1.17 |
| GCIRS 21 | 2.51 | 2.85 | 2.58 | 3.06 | 3.60 |
| GCIRS 29 | 2.13 | 2.24 | 1.81 | 2.18 | 2.43 |
| GCIRS 16C | 1.02 | 0.69 | 0.49 | 0.56 | 0.55 |

Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS6E-C02

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\ cm^{-2}\ \mu m^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------|-------------|-------------|-------------|-------------|
| GCIRS 1W | 4.81 | 6.45 | 6.47 | 7.48 | 9.16 |
| GCIRS 3 | 2.53 | 4.60 | 5.08 | 6.31 | 8.66 |
| GCIRS 6E | 1.51 | 1.94 | 1.80 | 2.17 | 2.61 |
| GCIRS 7 | 7.68 | 11.88 | 11.31 | 13.53 | 16.63 |
| GCIRS 9 | 0.90 | 1.37 | 1.39 | 1.61 | 1.97 |
| GCIRS 12N | 0.96 | 1.37 | 1.39 | 1.63 | 1.99 |
| GCIRS 13 | 2.61 | 3.35 | 3.32 | 3.91 | 4.94 |
| GCIRS 16NE | 1.12 | 1.16 | 1.06 | 1.21 | 1.36 |
| GCIRS 21 | 1.53 | 2.51 | 2.74 | 3.28 | 4.19 |
| GCIRS 29 | 1.30 | 1.97 | 1.92 | 2.33 | 2.83 |
| GCIRS 16C | 0.62 | 0.60 | 0.52 | 0.60 | 0.64 |

EK 6 (devam)

Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS7-C02

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\text{ cm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| GCIRS 1W | 4.11 | 5.70 | 5.51 | 6.35 | 7.45 |
| GCIRS 3 | 2.16 | 4.07 | 4.32 | 5.36 | 7.04 |
| GCIRS 6E | 1.29 | 1.72 | 1.53 | 1.84 | 2.12 |
| GCIRS 7 | 6.56 | 10.51 | 9.62 | 11.49 | 13.53 |
| GCIRS 9 | 0.76 | 1.22 | 1.18 | 1.37 | 1.60 |
| GCIRS 12N | 0.82 | 1.21 | 1.18 | 1.39 | 1.62 |
| GCIRS 13 | 2.23 | 2.97 | 2.82 | 3.32 | 4.02 |
| GCIRS 16NE | 0.96 | 1.03 | 0.90 | 1.03 | 1.11 |
| GCIRS 21 | 1.30 | 2.22 | 2.33 | 2.78 | 3.41 |
| GCIRS 29 | 1.11 | 1.75 | 1.64 | 1.98 | 2.30 |
| GCIRS 16C | 0.53 | 0.53 | 0.44 | 0.51 | 0.52 |

Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS1W-M04

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\text{ cm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| GCIRS 1W | 8.18 | 8.81 | 8.03 | 8.74 | 8.95 |
| GCIRS 3 | 4.31 | 6.29 | 6.31 | 7.37 | 8.46 |
| GCIRS 6E | 2.57 | 2.65 | 2.24 | 2.54 | 2.55 |
| GCIRS 7 | 13.07 | 16.23 | 14.03 | 15.80 | 16.26 |
| GCIRS 9 | 1.52 | 1.88 | 1.72 | 1.88 | 1.92 |
| GCIRS 12N | 1.63 | 1.88 | 1.73 | 1.91 | 1.95 |
| GCIRS 13 | 4.45 | 4.58 | 4.12 | 4.57 | 4.82 |
| GCIRS 16NE | 1.91 | 1.59 | 1.31 | 1.42 | 1.33 |
| GCIRS 21 | 2.60 | 3.43 | 3.40 | 3.83 | 4.09 |
| GCIRS 29 | 2.20 | 2.70 | 2.39 | 2.73 | 2.77 |
| GCIRS 16C | 1.05 | 0.82 | 0.65 | 0.70 | 0.63 |

Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS3-M04

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\text{ cm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| GCIRS 1W | 13.33 | 11.07 | 9.03 | 9.84 | 9.19 |
| GCIRS 3 | 7.01 | 7.91 | 7.09 | 8.30 | 8.69 |
| GCIRS 6E | 4.18 | 3.34 | 2.51 | 2.85 | 2.62 |
| GCIRS 7 | 21.28 | 20.40 | 15.78 | 17.79 | 16.70 |
| GCIRS 9 | 2.48 | 2.36 | 1.93 | 2.12 | 1.97 |
| GCIRS 12N | 2.66 | 2.36 | 1.94 | 2.15 | 2.00 |
| GCIRS 13 | 7.24 | 5.76 | 4.63 | 5.14 | 4.96 |
| GCIRS 16NE | 3.11 | 2.00 | 1.48 | 1.59 | 1.37 |
| GCIRS 21 | 4.23 | 4.31 | 3.82 | 4.31 | 4.21 |
| GCIRS 29 | 3.59 | 3.39 | 2.69 | 3.07 | 2.84 |
| GCIRS 16C | 1.71 | 1.04 | 0.73 | 0.79 | 0.64 |

EK 6 (devam)

Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS7-M04

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\text{ cm}^{-2}\ \mu\text{m}^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| GCIRS 1W | 15.75 | 13.64 | 11.33 | 12.04 | 12.73 |
| GCIRS 3 | 8.28 | 9.74 | 8.89 | 10.16 | 12.04 |
| GCIRS 6E | 4.94 | 4.11 | 3.15 | 3.49 | 3.62 |
| GCIRS 7 | 25.14 | 25.14 | 19.79 | 21.77 | 23.13 |
| GCIRS 9 | 2.93 | 2.91 | 2.43 | 2.60 | 2.73 |
| GCIRS 12N | 3.14 | 2.91 | 2.44 | 2.63 | 2.77 |
| GCIRS 13 | 8.55 | 7.10 | 5.81 | 6.29 | 6.86 |
| GCIRS 16NE | 3.68 | 2.46 | 1.85 | 1.95 | 1.90 |
| GCIRS 21 | 5.00 | 5.31 | 4.79 | 5.27 | 5.82 |
| GCIRS 29 | 4.24 | 4.18 | 3.37 | 3.76 | 3.94 |
| GCIRS 16C | 2.02 | 1.28 | 0.91 | 0.97 | 0.89 |

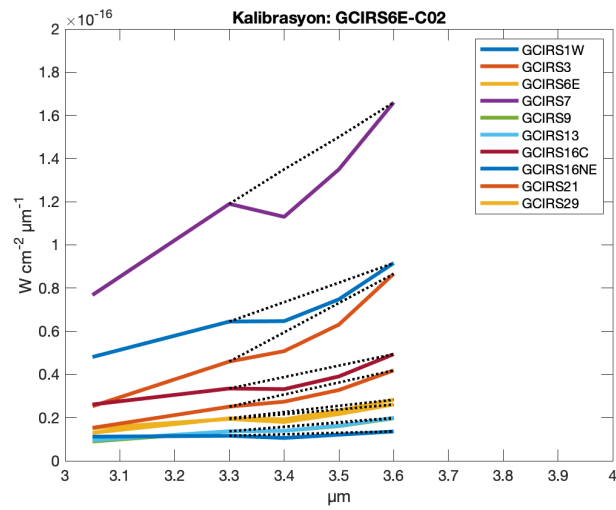
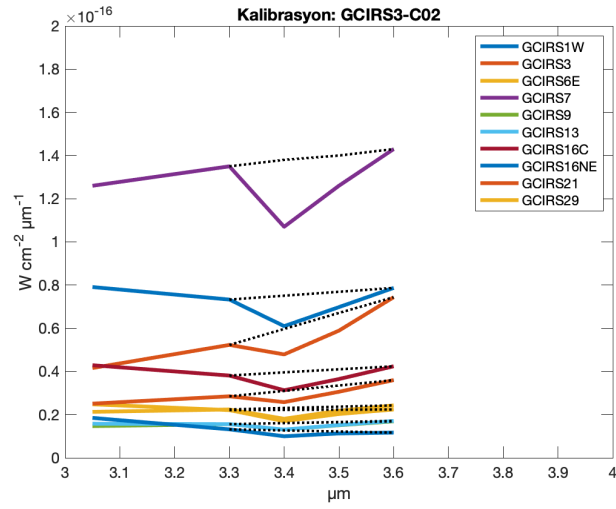
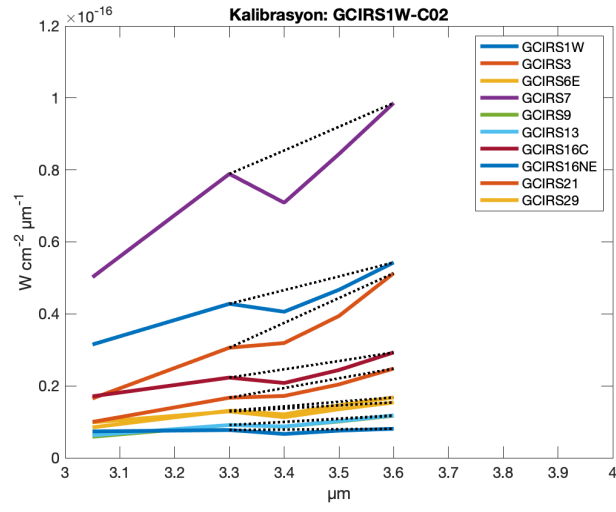
Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS9-M04

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\text{ cm}^{-2}\ \mu\text{m}^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| GCIRS 1W | 9.75 | 10.18 | 9.34 | 10.03 | 10.30 |
| GCIRS 3 | 5.13 | 7.27 | 7.33 | 8.46 | 9.74 |
| GCIRS 6E | 3.06 | 3.07 | 2.60 | 2.91 | 2.93 |
| GCIRS 7 | 15.57 | 18.75 | 16.31 | 18.14 | 18.71 |
| GCIRS 9 | 1.82 | 2.17 | 2.00 | 2.16 | 2.21 |
| GCIRS 12N | 1.95 | 2.17 | 2.01 | 2.19 | 2.24 |
| GCIRS 13 | 5.30 | 5.30 | 4.79 | 5.24 | 5.55 |
| GCIRS 16NE | 2.28 | 1.84 | 1.53 | 1.63 | 1.53 |
| GCIRS 21 | 3.10 | 3.96 | 3.95 | 4.39 | 4.71 |
| GCIRS 29 | 2.63 | 3.11 | 2.78 | 3.13 | 3.18 |
| GCIRS 16C | 1.25 | 0.95 | 0.75 | 0.81 | 0.72 |

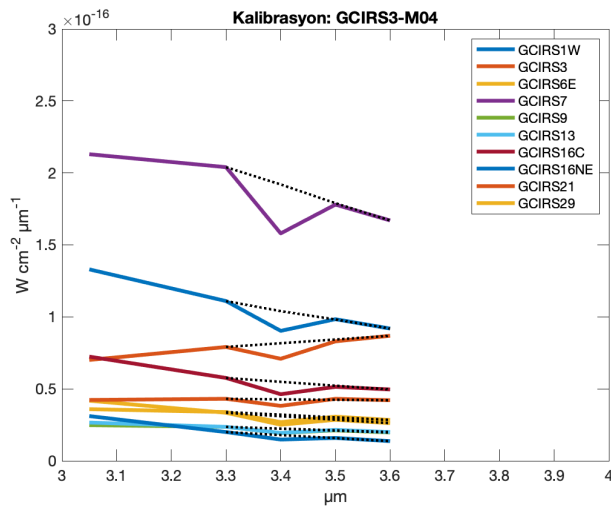
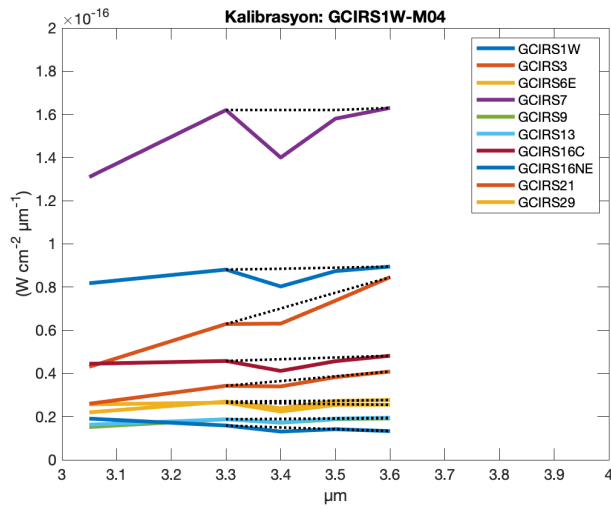
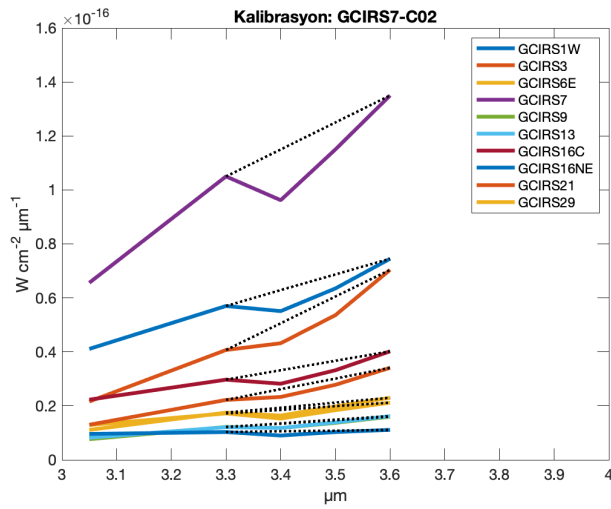
Kalibrasyon Akı Seti: GCIRS21-M04

| Akılar ($\times 10^{-17}$) ($W\text{ cm}^{-2}\ \mu\text{m}^{-1}$) | 3.05 μm | 3.3 μm | 3.4 μm | 3.5 μm | 3.6 μm |
|--|--------------------|-------------------|-------------------|-------------------|-------------------|
| GCIRS 1W | 12.44 | 10.08 | 7.97 | 8.29 | 7.76 |
| GCIRS 3 | 6.55 | 7.20 | 6.25 | 6.99 | 7.34 |
| GCIRS 6E | 3.90 | 3.04 | 2.22 | 2.41 | 2.21 |
| GCIRS 7 | 19.86 | 18.57 | 13.91 | 14.99 | 14.10 |
| GCIRS 9 | 2.32 | 2.15 | 1.71 | 1.79 | 1.67 |
| GCIRS 12N | 2.48 | 2.15 | 1.71 | 1.81 | 1.69 |
| GCIRS 13 | 6.76 | 5.24 | 4.08 | 4.33 | 4.18 |
| GCIRS 16NE | 2.91 | 1.82 | 1.30 | 1.34 | 1.16 |
| GCIRS 21 | 3.95 | 3.92 | 3.37 | 3.63 | 3.55 |
| GCIRS 29 | 3.35 | 3.08 | 2.37 | 2.59 | 2.40 |
| GCIRS 16C | 1.60 | 0.94 | 0.64 | 0.67 | 0.54 |

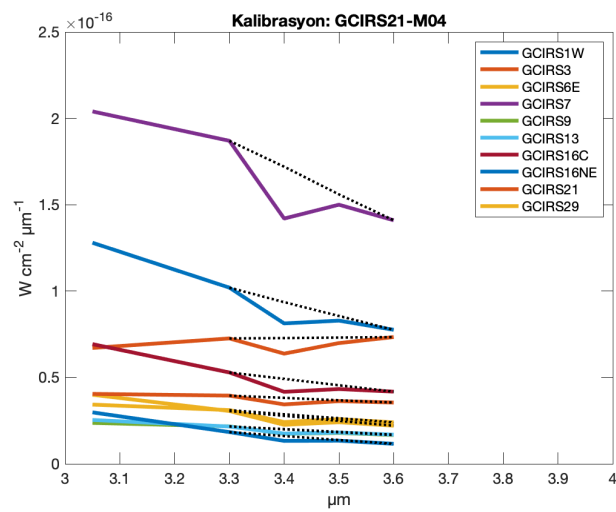
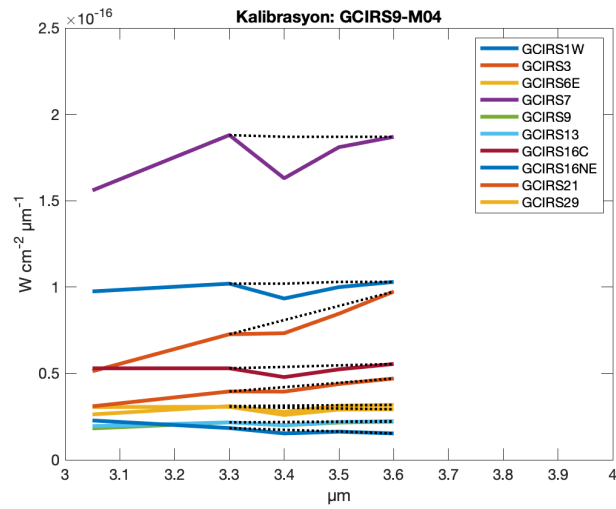
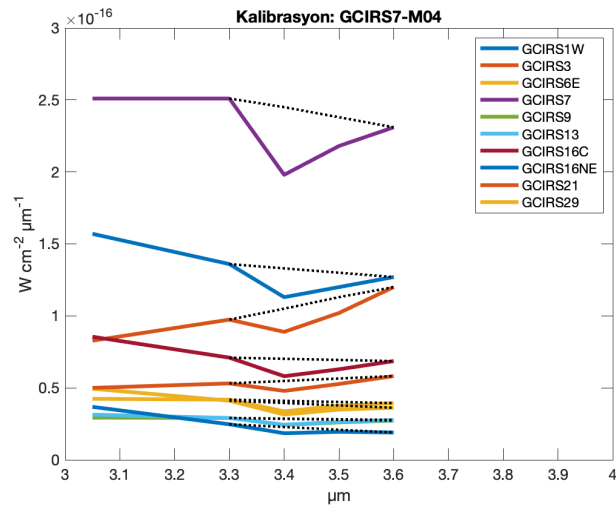
EK 7 Test Grubu Yıldızlarının Kalibre Edilmiş Tayfları.



EK 7 (devam)



EK 7 (devam)



EK 8 Hedef Bölgelerin Haritalarında Kullanılan Veri Setleri.

| A Bölgesi Veri Seti (x,y piksel koordinatları, t _{3,4} değerleri) | | | | | | | | |
|--|---------|------------------|---------|--------|------------------|---------|---------|------------------|
| x | y | t _{3,4} | x | y | t _{3,4} | x | y | t _{3,4} |
| 1043.99 | 679.62 | 0.05 | 628.52 | 491.48 | 0.16 | 397.6 | 151.96 | 0.19 |
| 902.99 | 598.57 | 0.06 | 992.24 | 122.25 | 0.16 | 596.73 | 109.56 | 0.19 |
| 1064.98 | 918.28 | 0.06 | 683.47 | 361.93 | 0.16 | 506.9 | 131.92 | 0.19 |
| 749.98 | 573.89 | 0.07 | 668.61 | 954.25 | 0.16 | 319.59 | 1057.62 | 0.19 |
| 783.33 | 612.6 | 0.07 | 492.89 | 649.94 | 0.17 | 1126.95 | 134.13 | 0.19 |
| 819.06 | 940.55 | 0.09 | 596.9 | 144.32 | 0.17 | 468.08 | 816.61 | 0.19 |
| 688.79 | 673.75 | 0.10 | 94.4 | 545.44 | 0.17 | 117.93 | 734.05 | 0.2 |
| 1096.31 | 319.69 | 0.10 | 155.8 | 903.67 | 0.17 | 1117.11 | 259.63 | 0.2 |
| 685.81 | 793.63 | 0.10 | 1084.31 | -18.48 | 0.17 | 340.94 | 459.34 | 0.2 |
| 1065.21 | 1041.85 | 0.10 | 1166.3 | 81.66 | 0.17 | -52.7 | 847.09 | 0.2 |
| 766.63 | 663.24 | 0.11 | 710.44 | 68.91 | 0.17 | 341.16 | 703.53 | 0.2 |
| 1088.44 | 371.24 | 0.11 | 106.12 | 498.56 | 0.17 | 393.05 | 581.04 | 0.2 |
| 764.42 | 608.34 | 0.11 | 647.88 | 320.16 | 0.17 | -80.82 | 379.59 | 0.2 |
| 630.91 | 626.18 | 0.11 | 646.88 | 197.33 | 0.17 | 340.21 | 521.66 | 0.2 |
| 691.63 | 720.26 | 0.12 | 147.03 | 942.85 | 0.17 | 803.71 | -73.22 | 0.21 |
| 594.15 | 568.18 | 0.12 | 439.84 | 288.51 | 0.17 | 1017.36 | 211.96 | 0.21 |
| 773.38 | 531.96 | 0.12 | 490.5 | 595.75 | 0.18 | 136.42 | 601.25 | 0.21 |
| 1014.13 | 895.19 | 0.12 | 490.5 | 595.75 | 0.18 | 358.43 | 402.83 | 0.21 |
| 530.78 | 639.6 | 0.13 | 280.32 | 889.7 | 0.18 | 877.67 | -90.99 | 0.21 |
| 588.72 | 643.17 | 0.13 | 423.65 | 524.85 | 0.18 | 229.58 | 586.98 | 0.21 |
| 400.84 | 921.83 | 0.13 | 442.35 | 605.47 | 0.18 | 261.1 | 448.41 | 0.21 |
| 407.11 | 454.03 | 0.13 | 226.04 | 854.15 | 0.18 | 367.07 | 93.22 | 0.21 |
| 666.65 | 566.92 | 0.13 | 430.34 | 222.53 | 0.18 | 216.84 | 762.32 | 0.21 |
| 713.26 | 545.86 | 0.13 | 366.26 | 479.48 | 0.18 | 444.1 | 143.64 | 0.21 |
| 719.77 | 937.21 | 0.14 | 1084.55 | 0.18 | 0.18 | 335.65 | -7.70 | 0.21 |
| 625.95 | 723.3 | 0.14 | 682.11 | 289.92 | 0.18 | 150.05 | 402.24 | 0.22 |
| 1131.78 | 478.09 | 0.14 | 781.09 | 362.86 | 0.18 | 291.83 | 1103.32 | 0.22 |
| 1094.66 | 422.87 | 0.14 | 294.61 | -8.07 | 0.18 | 342.55 | 133.49 | 0.22 |
| 504.36 | 576.29 | 0.15 | 529.12 | 552.5 | 0.19 | 753.71 | 439.53 | 0.22 |
| 454.38 | 667.51 | 0.15 | 291.88 | 607.02 | 0.19 | 698.3 | 173.19 | 0.22 |
| 346.37 | 975.78 | 0.15 | 823.26 | 375.03 | 0.19 | 466.77 | -72.39 | 0.22 |
| 1050.23 | 239.55 | 0.15 | 738.91 | 141.55 | 0.19 | 509.94 | 206.22 | 0.22 |
| 490.4 | 741.26 | 0.15 | 781.81 | 259.88 | 0.19 | 34.85 | 653.36 | 0.22 |
| 472.67 | 973.74 | 0.15 | 881.35 | -51.4 | 0.19 | 474.84 | 472.28 | 0.22 |
| 716.46 | 471.48 | 0.15 | 835.45 | -46.22 | 0.19 | -3.84 | 802.77 | 0.22 |
| 549.56 | 568.65 | 0.16 | 922.23 | 247.29 | 0.19 | 199.41 | 609.02 | 0.23 |
| 489.93 | 705.16 | 0.16 | 409.69 | 783.86 | 0.19 | 199.41 | 609.02 | 0.23 |

EK 8 (devam)

| A Bölgesi Veri Seti (x,y piksel koordinatları, $\tau_{3,4}$ değerleri) | | | | | | | | |
|--|---------|--------------|---------|---------|--------------|---------|---------|--------------|
| x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ |
| 447.65 | 190.56 | 0.23 | 948.01 | -139.2 | 0.24 | 23.83 | 1088.81 | 0.28 |
| 261.82 | 1024.91 | 0.23 | 429.88 | 28.41 | 0.24 | -121.87 | 429.46 | 0.30 |
| 513.97 | 240.79 | 0.23 | 380.6 | -41.97 | 0.25 | 296.49 | -111.27 | 0.30 |
| -70.78 | 653.71 | 0.23 | -153.08 | 1070.74 | 0.25 | 43.91 | -27.24 | 0.30 |
| -9.63 | 297.15 | 0.23 | 14.09 | 748.93 | 0.25 | 24.82 | 28.68 | 0.30 |
| 932.33 | -74.59 | 0.23 | 94.95 | 817.33 | 0.25 | 197.62 | -82.23 | 0.31 |
| 378.93 | 345.02 | 0.23 | 213.96 | 296.18 | 0.25 | 125.48 | 129.05 | 0.31 |
| 275.01 | -68.45 | 0.23 | 164.22 | 800.18 | 0.25 | -114.89 | 221.13 | 0.31 |
| 562.83 | 270.79 | 0.23 | 317.52 | -78.44 | 0.26 | -132.13 | 283.68 | 0.32 |
| 192.27 | 546.56 | 0.23 | -6.89 | 747.84 | 0.27 | -58.82 | 104.12 | 0.34 |
| -87.6 | 1063.49 | 0.24 | -125.24 | 592.64 | 0.27 | -76.3 | -60.2 | 0.37 |
| 155.66 | 115.45 | 0.24 | 184.82 | 378.84 | 0.27 | -119.79 | -57.11 | 0.41 |
| 958.19 | 16.18 | 0.24 | 123.86 | 72.48 | 0.28 | -100.09 | -95.22 | 0.43 |

| B Bölgesi Veri Seti (x,y piksel koordinatları, $\tau_{3,4}$ değerleri) | | | | | | | | |
|--|--------|--------------|---------|---------|--------------|---------|---------|--------------|
| x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ |
| 861.28 | 536.02 | 0.22 | 372.15 | 528.45 | 0.29 | 570.49 | 397.53 | 0.31 |
| 402.10 | 870.58 | 0.23 | 904.17 | 613.78 | 0.29 | 390.31 | 952.10 | 0.32 |
| 542.42 | 428.32 | 0.24 | 1047.32 | 878.11 | 0.30 | 865.58 | 165.20 | 0.32 |
| 457.21 | 710.9 | 0.25 | 394.75 | 575.62 | 0.30 | 308.13 | 765.40 | 0.32 |
| 560.07 | 600.16 | 0.25 | 896.80 | 906.86 | 0.30 | 288.33 | 922.92 | 0.32 |
| 592.41 | 873.54 | 0.25 | 1062.86 | 546.22 | 0.30 | 526.35 | 935.55 | 0.32 |
| 514.71 | 346.04 | 0.26 | 1112.46 | 553.41 | 0.30 | 331.67 | 462.25 | 0.32 |
| 614.71 | 659.56 | 0.26 | 711.39 | 167.96 | 0.30 | 170.47 | 285.51 | 0.32 |
| 613.27 | 383.86 | 0.27 | 1133.05 | 421.23 | 0.30 | 1054.10 | 485.98 | 0.32 |
| 524.76 | 737.61 | 0.27 | 605.24 | 988.37 | 0.30 | 519.25 | 875.48 | 0.33 |
| 557.51 | 448.56 | 0.27 | 481.50 | 705.09 | 0.30 | 362.38 | 1070.96 | 0.33 |
| 673.92 | 517.75 | 0.27 | 446.90 | 883.07 | 0.30 | 874.08 | 794.43 | 0.33 |
| 653.85 | 931.15 | 0.27 | 556.81 | 920.40 | 0.30 | 740.16 | 352.00 | 0.33 |
| 783.36 | 862.64 | 0.28 | 408.98 | 765.86 | 0.31 | 372.84 | 857.82 | 0.33 |
| 343.48 | 672.52 | 0.28 | 742.22 | 281.17 | 0.31 | 409.76 | 376.88 | 0.33 |
| 430.51 | 674.3 | 0.28 | 678.8 | 1052.84 | 0.31 | 834.42 | 370.45 | 0.33 |
| 1109.29 | 644.58 | 0.28 | 605.09 | 1138.25 | 0.31 | 711.02 | 628.61 | 0.33 |
| 400.09 | 527.35 | 0.28 | 759.29 | 719.67 | 0.31 | 263.81 | 647.21 | 0.34 |
| 738.75 | 327.7 | 0.28 | 1125.04 | 403.85 | 0.31 | 359.67 | 753.96 | 0.34 |
| 561.66 | 990.27 | 0.29 | 591.90 | 785.95 | 0.31 | 85.84 | 534.81 | 0.34 |
| 835.28 | 650.68 | 0.29 | 992.77 | 1034.94 | 0.31 | 497.03 | 347.90 | 0.34 |

EK 8 (devam)

| B Bölgesi Veri Seti (x,y piksel koordinatları, $\tau_{3,4}$ değerleri) (devam) | | | | | | | | |
|--|---------|--------------|---------|---------|--------------|---------|---------|--------------|
| x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ |
| 66.65 | 876.75 | 0.34 | 853.76 | -10.41 | 0.38 | 504.49 | -91.48 | 0.43 |
| 245.25 | 552.15 | 0.34 | 785.46 | 194.48 | 0.38 | 62.87 | 1138.68 | 0.43 |
| 905.77 | 1105.31 | 0.34 | 1083.35 | 129.68 | 0.38 | 900.76 | -128.74 | 0.43 |
| 1075.44 | -21.06 | 0.34 | 385.04 | 1054.65 | 0.38 | 1117.30 | 1070.79 | 0.43 |
| 172.28 | 871.69 | 0.34 | 1040.08 | 1131.71 | 0.39 | 250.19 | 988.30 | 0.43 |
| 96.84 | 965.20 | 0.35 | -50.43 | 877.78 | 0.39 | 1067.67 | -129.95 | 0.44 |
| 273.34 | 948.52 | 0.35 | 1062.82 | 279.18 | 0.39 | 947.94 | -67.15 | 0.44 |
| 967.57 | 1013.49 | 0.35 | 470.92 | 93.24 | 0.39 | -135.68 | 706.95 | 0.44 |
| 299.55 | 892.47 | 0.35 | 274.36 | 847.29 | 0.39 | 16.49 | 680.80 | 0.44 |
| 116.25 | 848.73 | 0.35 | 525.71 | 204.89 | 0.39 | 615.61 | -86.88 | 0.45 |
| 1085.37 | 794.10 | 0.35 | 446.40 | 1022.5 | 0.39 | 755.66 | 62.72 | 0.45 |
| 142.01 | 286.28 | 0.35 | 600.52 | -17.39 | 0.40 | 522.07 | -55.46 | 0.45 |
| 536.04 | 820.98 | 0.35 | 30.85 | 557.15 | 0.40 | 207.16 | 286.05 | 0.45 |
| 667.66 | 140.80 | 0.36 | 429.54 | -68.35 | 0.40 | 211.34 | 214.84 | 0.45 |
| 80.75 | 486.95 | 0.36 | 383.52 | -6.95 | 0.40 | 259.22 | 1.98 | 0.46 |
| 131.13 | 734.74 | 0.36 | 378.19 | 168.12 | 0.40 | 1107.8 | 1101.27 | 0.47 |
| 1017.91 | 132.19 | 0.36 | 561.12 | 114.01 | 0.40 | 622.88 | -112.67 | 0.48 |
| 223.18 | 745.75 | 0.36 | 151.35 | 1012.97 | 0.40 | 110.80 | 50.23 | 0.51 |
| 222.00 | 539.27 | 0.36 | 1145.46 | 702.69 | 0.40 | -98.52 | 221.31 | 0.51 |
| 273.32 | 512.13 | 0.36 | 41.36 | 813.17 | 0.41 | -51.77 | -9.66 | 0.52 |
| 1091.37 | 226.22 | 0.36 | -58.87 | 734.76 | 0.41 | 190.64 | -87.52 | 0.52 |
| 117.30 | 1079.11 | 0.37 | -53.65 | 530.76 | 0.41 | -36.43 | 80.00 | 0.53 |
| 652.98 | 769.08 | 0.37 | 311.07 | 89.94 | 0.41 | 59.29 | 9.25 | 0.53 |
| 754.48 | 970.63 | 0.37 | 946.06 | 110.29 | 0.41 | 45.23 | 91.33 | 0.53 |
| 99.85 | 686.43 | 0.37 | 478.91 | 232.8 | 0.41 | -124.61 | 14.02 | 0.54 |
| 528.43 | 281.67 | 0.37 | 150.66 | 8.89 | 0.41 | -3.03 | 86.77 | 0.55 |
| 181.55 | 693.40 | 0.37 | 245.10 | 142.69 | 0.42 | -41.18 | 111.98 | 0.57 |
| 926.80 | -28.21 | 0.37 | 744.73 | 29.23 | 0.42 | -134.49 | 76.22 | 0.62 |
| 391.59 | 198.39 | 0.38 | 603.68 | 151.92 | 0.42 | 76.83 | -124.32 | 0.62 |

| C Bölgesi Veri Seti (x,y piksel koordinatları, $\tau_{3,4}$ değerleri) | | | | | | | | |
|--|--------|--------------|--------|--------|--------------|--------|--------|--------------|
| x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ | x | y | $\tau_{3,4}$ |
| 459.77 | 341.95 | 0.10 | 976.57 | 860.43 | 0.23 | 192.38 | 804.06 | 0.34 |
| 567.25 | 503.44 | 0.11 | 423.99 | 399.64 | 0.24 | 908.68 | 680.57 | 0.34 |
| 551.62 | 460.52 | 0.14 | 574.31 | 902.41 | 0.25 | 94.6 | 42.87 | 0.39 |
| 846.12 | 406.72 | 0.18 | 251.00 | 534.18 | 0.30 | 637.74 | 342.97 | 0.39 |
| 640.85 | 807.03 | 0.20 | 214.67 | 352.85 | 0.33 | 418.56 | 206.27 | 0.45 |